Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Polarización en el Cercano Infrarrojo de la Nebulosa de Reflexión NGC 2068

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

Licenciado en Física

por

Eilitia Juárez Marín

Asesorado por

Dr. Abraham Luna Castellanos
Dra. María del Rosario Pastrana Sánchez

Puebla Pue.
Mayo de 2023

Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Polarización en el Cercano Infrarrojo de la Nebulosa de Reflexión NGC 2068

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

Licenciado en Física

por

Eilitia Juárez Marín

Asesorado por

Dr. Abraham Luna Castellanos
Dra. María del Rosario Pastrana Sánchez

Puebla Pue.
Mayo de 2023

Título: Polarización en el Cercano Infrarrojo de la Nebulosa de Reflexión NGC 2068
Estudiante: Eilitia Juárez Marín

COMITÉ

Dra. Ana Aurelia Avilez López
Presidente

Dra. Rosibel Carrada Legaria
Secretario

Dra. Gisela Noemí Ortíz León
Vocal

Dr. Agustín Serrano Ricardo
Vocal

Dr. Abraham Luna Castellanos
Dra. María del Rosario Pastrana Sánchez
Asesor

Agradecimientos

Agradezco a mis padres por darme todo lo que ellos no tuvieron, por cuidarme, por impulsar mis sueños y creer en mí. Han sido mis mejores guías de vida. A mi hermano por ser mi cómplice durante toda mi vida, por su amor y sus cuidados. A mi tía Zosima por su apoyo. A Juan por acompañarme en las noches de desvelo, por llegar a mi vida y permanecer a mi lado. A mis amigos y colegas de la licenciatura por compartir gratos momentos de estudio y convivencia. A mis amigos de la preparatoria por su compañía después de muchos años.

Quiero agradecer infinitamente al Dr. Abraham Luna por su amabilidad, confianza, palabras de aliento y sobre todo, por su tiempo dedicado en mí, gracias a usted la conclusión de este proyecto se logró. A la Dra. Rosario Pastrana por sus conocimientos rigurosos y precisos, que llevaré conmigo en mi transitar profesional.

Agradezco a los miembros de INAOE, al Mtr. Alejandro Pérez García por el desarrollo de los programas utilizados y por compartir sus conocimientos de observación astronómica. Al Mtr. Marcial Becerril Tapia por sus conocimientos en programación aplicables a la astrofísica. Agradezco al personal del Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (Cananea, Sonora) por recibirme y por su ayuda en la realización de observaciones con POLICAN.

Finalmente, agradezco a la institución que me recibió, a los docentes que me instruyeron y a todas las personas que de una u otra forma me apoyaron en la realización de este trabajo y en la conclusión de esta etapa.

Índice general

Resumen xvii

Introducción xix

Objetivos xxi

1. Marco Teórico 1
- 1.1. Nubes moleculares . . . 1
  - 1.1.1. Formación estelar . . . 3
  - 1.1.2. La contracción de protoestrellas hacia la secuencia principal . . . 4
  - 1.1.3. ¿Cómo se detectan las nubes moleculares? . . . 6
- 1.2. Nebulosas de reflexión . . . 7
  - 1.2.1. El descubrimiento de polvo interestelar . . . 7
  - 1.2.2. El descubrimiento del gas interestelar . . . 9
  - 1.2.3. Nebulosas de reflexión . . . 9
- 1.3. Polarización . . . 11
  - 1.3.1. Mecanismos de polarización . . . 13
  - 1.3.2. Parámetros de Stokes . . . 17
  - 1.3.3. Matrices de Mueller . . . 17
- 1.4. Polarización en astronomía . . . 19
  - 1.4.1. Historia de la polarimetría en astronomía . . . 19
  - 1.4.2. Emisión polarizada en el cercano infrarrojo . . . 20

2. NGC 2068 25
- 2.1. La Nube Molecular de Orión . . . 25
  - 2.1.1. Reseña histórica . . . 25
  - 2.1.2. Complejo Molecular de Orión . . . 27
  - 2.1.3. Orión A y Orión B . . . 29
- 2.2. NGC 2068 . . . 30
  - 2.2.1. Observaciones en CO . . . 30
  - 2.2.2. Parámetros físicos de NGC 2068 . . . 33

3. Observaciones Polarimétricas en NIR 39
- 3.1. Observatorio Astrofísico Guillermo Haro . . . 39
  - 3.1.1. CANICA . . . 40
  - 3.1.2. POLICAN . . . 41
- 3.2. Observación de NGC 2068 . . . 41
  - 3.2.1. Preparación de la noche de observación . . . 41
  - 3.2.2. Observación . . . 42
  - 3.2.3. Fin de la observación . . . 45
- 3.3. Reducción de datos . . . 46

3.3.1. Defectos de las imágenes 46
3.3.2. Proceso de reducción 47
3.3.3. Obtención de grado y ángulo de polarización 51

4. Mapas y Análisis de Datos **53**
4.1. Selección de estrellas de fondo 53
4.1.1. Identificación de YSO's 53
4.1.2. Distancias Gaia 54
4.1.3. Extinción estelar 56
4.2. Mapa de Polarización 57
4.3. Análisis con otras bandas 66

5. Conclusión **71**

A. Evolución Estelar **75**
A.0.1. Secuencia principal 75
A.0.2. La fase de gigante 77
A.0.3. Las etapas finales de la evolución 78

B. Análisis de datos con SOS **81**

Bibliografía **85**

Índice de figuras

1.1. A la izquierda, Complejo Molecular de Orión incluyendo la constelación de Orión, la estrella supergigante roja Betelgeuse (arriba a la izquierda) y el famoso cinturón de Orión. (Andreo B. R. 2010) A la derecha, parte de la Nube Molecular de Tauro mostrando parte de un filamento polvoriento. (ESO/APEX (MPIfR/ESO/OSO)/A. Hacar et al./Digitized Sky Survey 2.) 2

1.2. A la izquierda, OMC1 (encerrado en el contorno cían) observando en luz visible con WFPC2 del Telescopio Espacial Hubble (HST, por sus siglas en inglés). La visión infrarroja de NICMOS del HST proporciona una mirada espectacular a la zona de formación estelar. (Rodger Thompson, Marcia Rieke, Glenn Schneider, Susan Stolovy (University of Arizona); Edwin Erickson (SETI Institute/Ames Research Center); David Axon (STScI), C. Robert O'Dell, Shui Kwan Wong (Rice University) and NASA/ESA) A la derecha, imagen de falso color de L1535 observado en el cercano infrarrojo con NICMOS del HST. (Hartmann et al. 1999) 2

1.3. Distribución de gas molecular y de objetos estelares jóvenes en Tauro. Los contornos indican emisión de CO que traza el gas molecular y los núcleos más densos están indicados mediante círculos negros. Los puntos representan objetos T Tauri y se encuentran asociados al gas molecular siendo la concentración mayor en las partes de la emisión de CO más intensa. Las cruces son fuentes infrarrojas detectadas por IRAS, que se supone que trazan objetos estelares jóvenes, aparecen asociados a núcleos densos. (Myers 1987, IAU Symp. 115, eds. Peimbert & Jugaku, 33) 4

1.4. Diagrama Hertzsprung-Russell. Gráfica luminosidad contra temperatura efectiva, a la izquierda se encuentran las estrellas azules-blancas con alta temperatura y a la derecha las estrellas rojas de baja temperatura, las líneas rectas diagonales denotan un radio constante. (Karttunen, H. 2007) 6

1.5. Gráfica de brillo aparente contra el cuadrado del diámetro angular para cúmulos abiertos. (a) Relación esperada en la ausencia de extinción. (b) Representación esquemática de la relación observada. (Shu, F. H. 1982) 8

1.6. Polarización por dicroísmo en astronomía, la luz estelar pasa a través de la nube con granos de polvo alineados lo que produce luz linealmente polarizada. 9

1.7. Pléyades (M45), cúmulo abierto en Tauro. En los círculos verdes se encierra la región que comprende cada nebulosa de reflexión. Arriba de la imagen se encuentra VdB 21 (NGC 1432). A la derecha, VdB 20. A la izquierda, VdB 23. Abajo, VdB 22 (NGC 1435). (Popov, V., Ivanov, E. 2017) 10

1.8. M78, ubicada en el Complejo Molecular de Orión. Imagen en el visible capturada usando la cámara Wild Field Imager del telescopio MPG/ESO de 2.2 metros en el Observatorio La Silla Chile. (ESO/Igor Chekalin) 10

1.9. Onda electromagnética, el campo eléctrico $\vec{E}$, campo magnético $\vec{B}$ y la dirección de propagación $\vec{x}$ son mutuamente perpendiculares. (Pedrotti, F. L. 2007) 11

1.10. Luz linealmente polarizada. El campo eléctrico $\vec{E}$ está polarizado linealmente en el primer y tercer cuadrante. (Hetch, E. 2017) 12

1.11. Luz polarizada circularmente (hacia la derecha), el campo eléctrico con amplitud constante gira en sentido de las agujas del reloj con la misma frecuencia con la que oscila. (Hetch, E. 2017) 12
1.12. Luz polarizada elípticamente orientada en un ángulo α relativo al eje x. (Pedrotti, F. L. 2007) 12
1.13. Polarizador de rejillas. Absorción de la componente vertical de la radiación. (Pedrotti, F. L. 2007) 13
1.14. Haz de luz que se refleja y se refracta en una interfaz. (Hetch, E. 2017) 14
1.15. Polarización debida a esparcimiento. Luz no polarizada incidente desde la izquierda es esparcida por una partícula en el origen O. (Pedrotti, F. L. 2007) 14
1.16. Antes de atravesar el cristal, la radiación electromagnética no está polarizada. Al salir los rayos forman trayectorias paralelas y mantienen la polarización. (Häggström, M. 2010) 15
1.17. Efecto Zeeman en un espectro de emisión ilustrando la posición de las líneas observadas y la polarización resultante de la luz cuando los átomos están radiando en un campo magnético. (Roy & Clarke, 2003) 16
1.18. Diagrama de emisión sincrotrón, que surge de un electrón que se mueve a lo largo de una trayectoria helicoidal alrededor de un campo magnético. La radiación sincrotrón será polarizada dependiendo del punto de vista. (Alexander, E. 2022) 16
1.19. Morfología del campo magnético en el complejo S235. La polarización de la luz estelar de fondo en el NIR se indican por los pseudo vectores rojos-amarillos. La longitud de los vectores indican el porcentaje de polarización, la longitud de un vector de referencia se muestra en la esquina inferior izquierda. El ángulo de posición de estos vectores trazan las orientaciones del campo magnético en el complejo S235. Imagen de fondo, imagen de tres colores en el mediano infrarrojo del complejo S235, usando las bandas de Spitzer IRAC a 8 μm (rojo), 4.5 μm (verde) y 3.6 μm (azul). (Devaraj et al. 2021) 21
1.20. Mapas de polarización de Frosty Leo en banda H. A la izquierda se muestra una imagen compuesta por los filtros F606W y F814W del Hubble Space Telescope de Frosty Leo con vectores superpuestos (rojo). La intensidad total se muestra cada 2 magnitudes en contornos azules. A la derecha se muestra el grado de polarización en escala de grises. Con niveles de contorno al 16 %, 26 % y 36 % de polarización para resaltar las estructuras reveladas por los datos. El círculo verde tiene un diámetro de 35 segundos de arco (arcsec) e indica el tamaño y geometría de la envolvente extendida. (Serrano et al. 2020) 23

2.1. Estrellas observadas por Galileo Galilei en Orión, incluye el cinturón de Orión, la espada y el asterismo del espejo de Venus. (Siderius Nuncius, 1610) 25
2.2. Dibujo de la nebulosa de Orión realizado por Charles Messier en 1771. (Mémoires de l'Académie Royale, 1771) 26
2.3. Boceto de la nebulosa de Orión realizado por William Herschel incluido en su diario de observación en 1774. 26
2.4. Primera fotografía tomada a la nebulosa de Orión por Henry Draper en 1882. (Draper, H. 1882) 27
2.5. Distribución de estructuras llamativas en el Complejo Molecular de Orión. Imagen de fondo, mosaico de imágenes telescópicas en filtros de banda ancha R, G, B y H_α. (Andreo B. R. 2010) 28
2.6. Diagrama esquemático Complejo Molecular de Orión - Monoceros. A la derecha se incluye Orión A y Orión B con sus estructuras asociadas. La sombra arqueada indica el Bucle de Barnard. (Maddalena et al. 1986) 29

2.7. A la izquierda, imagen en el visible donde se muestra la distribución de nebulosas de reflexión en M78, donde se incluye NGC 2064, NGC 2067, NGC 2068, enfatizando la región encerrándola en un rectángulo rojo, y NGC 2071, ubicación indicada con la línea sólida cian. La imagen de fondo fue capturada usando la cámara Wild Field Imager del telescopio MPG/ESO de 2.2 metros en el Observatorio La Silla Chile. (ESO/Igor Chekalin) A la derecha, imagen en el infrarrojo cercano de NGC 2068 donde se muestra la distribución de las estrellas importantes, indicadas con líneas punteadas cian. HD38563 N es la responsable de hacer brillar a la nube de gas y polvo. La imagen de fondo es una composición de las bandas en el cercano infrarrojo J (1.23 μm), H (1.66 μm) y K (2.16 μm) de 2MASS usando los telescopios en Mt. Hopkins, AZ y en CTIO, Chile. (Generada con Aladin) 30
2.8. Mapa de emisión de ^{12}CO, se muestran las regiones mapeadas por el telescopio de 1.85 m de *Nobeyama Radio Observatory*. Las zonas más grises representan las distribuciones de intensidad máxima de la emisión de ^{12}CO. (Nishimura et al. 2015) 32
2.9. Sección recortada del cubo original. NGC 2068 ubicado al norte de Orión B es la zona de más emisión, se encierra en un cuadrado verde e incluye NGC 2071, se indica su ubicación con la línea sólida cian. A la derecha se incluye un mapa de velocidad integrada con coordenadas galácticas donde se muestra la zona central de la nebulosa. 32
2.10. Mapa del parámetro T_{ex} para NGC 2068-2071. Los contornos negros representa la emisión de la molécula ^{13}CO. La temperatura máxima se encuentra en la zona central de NGC 2068. (Mapa obtenido con el programa SOS) 35
2.11. Mapa del parámetro NH2 para NGC 2068-2071. Los contornos negros representa la emisión de la molécula ^{13}CO. Las zonas con más densidad se localizan al centro de NGC 2068 y NGC 2071. (Mapa obtenido del programa SOS) 36
2.12. Mapa del parámetro M_{LTE} para NGC 2068-2071. Los contornos negros representa la emisión de la molécula ^{13}CO. La zona con más masa es al centro de NGC 2068 y NGC 2071. (Mapa obtenido del programa SOS) 37

3.1. OAGH y telescopio de 2.12 m del OAGH. (http://oagh.org.mx) 39
3.2. Cámara Infrarroja Cercano de Cananea (CANICA). (Serrano, E. O. 2021) 40
3.3. Vista de la sección transversal de un modelo 3D de POLICAN y CANICA. Se indica el polarizador, que se mantiene fijo, y la HWP, que rota 4 ángulos necesarios para obtener los parámetros de Stokes. (Serrano, E. O. 2021) 41
3.4. Panel de control del telescopio con POLICAN más CANICA a través de *AnyDesk*. 42
3.5. Imagen de 3 colores de NGC 2068. Se utilizó 2MASS banda J (1.25 μm) en azul, 2MASS banda H (1.65 μm) en verde y 2MASS banda K (2.17 μm) en rojo. Se superpone el mosaico que se muestreó y la secuencia en la que se observó (0 a 24). (Diseñada en *SAOImage DS9*) 43
3.6. Técnica dithering mapeando en forma de cuadrado alrededor del centro de cada campo en NGC 2068. Se utilizó la misma imagen de fondo que en la figura 3.5. . . 44
3.7. Técnica de observación ON/OFF en forma de 'T' alrededor de la sección central de NGC 2068 (Campo 0). La imagen de fondo es de tres colores compuesta por WISE a 22 μm en color rojo, la banda H de 2MASS en verde y el filtro u de SDSS en azul. (Diseñada en *SAOImage DS9*) 45
3.8. A la izquierda, se muestra la tarea *imarith* ejecutada en IRAF. A la derecha, se muestra el master flat generado para el ángulo 00. 47
3.9. Creación de la lista de imágenes dark con IRAF. 48
3.10. A la izquierda, se muestran los parámetros de *darkcombine*. A la derecha, se muestra el master dark generado para el tiempo de exposición de 15 segundos. 49
3.11. Ventana de parámetros de *polred*. 50
3.12. Ventana de parámetros modificados de *polred*. 50
3.13. Imagen de intensidad para el ángulo 00. 51

4.1. Diagrama color color NIR (J-H) vs (H-K). Las líneas sólidas representa la zona no enrojecida para las estrellas gigantes (azul), secuencia principal (rojo) y T Tauri (cian). Las curvas se extendieron con líneas punteadas para representar el enrojecimiento. Un vector de 10 mag se muestra como referencia. El diagrama se clasifica en tres regiones 'F', 'T' y 'P'. 54

4.2. Gráfica de exceso de color (H-K) contra la distancia para 88 estrellas identificadas en *Gaia* DR3. La línea sólida vertical representa la distancia a NGC 2068 de 383 pc. La línea sólida horizontal muestra el exceso de color H-K = 0.3 mag. Las estrellas al frente se muestran en círculos negros, las estrellas embebidas en la nebulosa (entre 379 - 390 pc) en círculos rojos y las estrellas al fondo en círculos azules. 55

4.3. A la izquierda, gráfico de dispersión de extinción visual contra banda H para las 115 estrellas en la región 'F' incluidas las 27 fuentes sin valor de paralaje en *Gaia* DR3. Las estrellas embebidas y de fondo con valor de *Gaia* DR3 se muestran en círculos azules, las estrellas al frente se muestran con círculos negros. Las estrellas sin coincidencia en *Gaia* DR3 se muestran en círculos rojos. A la derecha, histograma de valores de extinción en el visual. En ambos gráficos la línea punteada horizontal representa el valor $A_V = 2.4\ mag$, o bien, $(H - K) = 0.3\ mag$. 57

4.4. Histograma de valores de polarización para las 96 estrellas embebidas y de fondo de NGC 2068. A la izquierda, distribución de los valores de grado de polarización (%). La mediana en los valores de grado de polarización fue de 2.95 % ± 0.3 %. A la derecha, distribución de los valores de ángulo de polarización (°). La media en el ángulo de polarización es de 91.49° ± 14.74°, con una dispersión de 45°. 58

4.5. Mapa de vectores de polarización de NGC 2068. La magnitud del vector representa el grado de polarización, mientras que la inclinación representa el ángulo de polarización. La polarización de la luz estelar de fondo se indica con los vectores en rojo. Un vector de referencia se presenta en la parte superior izquierda. Además, se incluye la ubicación de las estrellas HD38563 N, A y C. La imagen de fondo es una imagen de tres colores en las bandas de 2MASS, J (1.25 μm) en azul, H (1.65 μm) en verde y K (2.17 μm) en rojo. 63

4.6. Mapa de la zona "dentro de la nebulosa" y "fuera de la nebulosa". La elipse azul de semieje mayor de 3.0 acmin y semieje menor de 2.5 arcmin centrada en A.R. = $05^h46^m46.4^s$, Dec = $+00°04^m17.0^s$ separa las dos zonas propuestas. Las estrellas "dentro de la nebulosa" se marcan en color rojo, las estrellas "fuera de la nebulosa" se marcan en color verde. El tamaño del marcador es proporcional a la distancia medida mediante paralaje por *Gaia*. Se incluye la ubicación de las estrellas HD38563 N, A y C. La imagen de fondo es igual que la imagen de fondo en 4.5. 64

4.7. Histograma de valores de polarización para las 96 estrellas embebidas y de fondo de NGC 2068. Arriba, histogramas de las estrellas clasificadas en la zona "dentro de la nebulosa". Abajo, histogramas para las estrellas clasificadas en la zona "fuera de la nebulosa". 65

4.8. Mapa de polarización lineal en el visible de la nebulosa de reflexión NGC 2068. (Mannion & Scarrott (1984)) 66

4.9. Modelo geométrico para NGC 2068. (García Pérez, 2019) 67

4.10. Imagen óptica azul en negativo de NGC 2068 (tomada de DSS), superpuesta con los contornos de la emisión a 850 μm. (Mitchell et al. (2001)) 67

4.11. Patrón de emisión polarizada a 850 μm de NGC 2068. El mapa donde se superponen los vectores es obtenido de Mitchell et al. (2001). Las coordenadas del mapa son en J2000. (Matthews & Wilson (2002)) 68

4.12. Mapa de vectores de polarización de NGC 2068. Los vectores indican la inclinación del campo magnético. La imagen de fondo indica el flujo de la emisión del polvo en $^{Jy}/_{arcsec^2}$ con contornos. Se incluye la ubicación de las estrellas HD38563 N, A y C. Observado con HAWC+ de SOFIA en banda E del lejano infrarrojo a 214 μm. (NASA/DLR Stratospheric Observatory for Infrared Astronomy (SOFIA)) 69

A.1. Ciclo CNO. (Kole, M. 2020) 75
A.2. Cadena protón-protón. (Science Learning Hub – Pokapū Akoranga Pūtaiao. 2014) 77
A.3. Energía transportada en la fase de secuencia principal. a) Las estrellas menos masivas ($M < 0.26\ M_\odot$) son completamente convectivas. b) Las estrellas con masa entre $0.26\ M_\odot < M < 1.5\ M_\odot$ el núcleo es radiativo y la envolvente es convectiva. c) Las estrellas masivas ($M > 1.5\ M_\odot$) son convectivas en el núcleo y tienen una envoltura radiativa. (Karttunen, H. 2007) 77
A.4. Ciclo de vida de estrellas tipo solar y estrellas masivas. (NASA/Goddard Space Flight Center) 79

B.1. Archivos y programas de SOS. 81
B.2. Archivos de texto *mc_ db.yaml*. 82
B.3. Mapas de momento cero de la región NGC 2068. A la izquierda se muestra el mapa generado para la molécula ^{13}CO. A la derecha se muestra el mapa generado para la molécula ^{12}CO. 83
B.4. Ventana interactiva del SOS. 84

Índice de tablas

2.1. Parámetros físicos para la región NGC 2068 - NGC 2071 calculados con el Software de Observaciones Sintéticas (SOS). 37

3.1. Lista de filtros de CANICA. La posición de la rueda que muestra la palabra "Vacío" indica que en dicha posición no existe filtro. 40
3.2. Temporadas de observación realizadas en el OAGH vía remota. 41

4.1. Propiedades polarimétricas y fotométricas de las 96 fuentes embebidas y de fondo en NGC 2068. 62

5.1. Comparación de los parámetros físicos para la región NGC 2068 - NGC 2071 calculados con el Software de Observaciones Sintéticas (SOS) y Nishimura et al. (2015). 71

Resumen

El presente trabajo de tesis se centra en el estudio de la nebulosa de reflexión NGC 2068. Se incluye una descripción de las características generales, su ubicación y parámetros físicos como temperatura de excitación, densidad de columna del H_2 y la masa del gas, los cuales fueron calculados a partir del Software de Observaciones Sintéticas y los cubos de datos que captan las emisiones del CO y sus isótopos, ^{13}CO y C^{18}O, los cuales se encuentran disponibles en bases de datos públicos, siendo estos últimos comparados con los parámetros preestablecidos en la literatura.

Se observó NGC 2068 en banda H del cercano infrarrojo usando POLICAN+CANICA acoplada al telescopio del Observatorio Astrofísico Guillermo Haro ubicado en Cananea, Sonora, México, a lo largo de distintas noches entre los años 2021 y 2023 habiéndose mapeando toda la nebulosa de reflexión en forma de mosaico (se describe la metodología de observación), para posteriormente pasar a un proceso de reducción que eliminaron los defectos ocasionados por la mecánica y electrónica del telescopio. Se obtuvo el flujo de cada fuente captada realizando fotometría de apertura y se calcularon los parámetros Q y U de Stokes, así como la intensidad de polarización lineal, con lo cual se obtuvo el grado y ángulo de polarización de las estrellas que pasaron por un proceso de selección para descartar fuentes con polarización intrínseca, manteniendo únicamente las que trazan el campo magnético local de la nube y obteniendo como resultado final un mapa de polarización que representa el campo observado.

El mapa de polarización obtenido fue comparado con mapas de polarización en diferentes longitudes de onda, comenzando con la banda visible, la cual muestra un patrón centro-simétrico de vectores alrededor de la estrella responsable del brillo de la nebulosa de reflexión, HD38563 N, seguido de una comparación con mapas de emisión polarizada de polvo en el lejano infrarrojo, encontrando alta emisión de polvo al norte, mientras que en el submilimétrico se identificaron núcleos densos al sur de NGC 2068.

La comparación de los resultados contra la literatura, nos muestran que los parámetros físicos, temperatura de excitación, masa del gas y densidad de columna se obtienen con buena aproximación utilizando el Software de Observaciones Sintéticas y a su vez, el mapa de polarización obtenido también es consistente con los mapas encontrados en la literatura especializada.

La conclusión es que la polarización observada alrededor de $\alpha = 05^h46^m46.4^s$, $\delta = +00°04^m17.0^s$ en un radio de $\sim$ 3 arcmin en NGC 2068 es debida a dicroísmo, mientras que en la zona externa de la nube se mantiene una tendencia centro-simétrica, misma que se observó en el visible. El campo magnético local no es uniforme ni unidireccional debido a las zonas de formación estelar activa en la nube, lo cual también confirma que NGC 2068 es una región de formación estelar activa. Con el análisis en distintas longitudes de onda se observó diferentes formas de polarización, por esparcimiento, por dicroísmo y por la emisión polarizada de polvo, por lo que la determinación del campo magnético local esta afectado por la combinación de estos fenómenos.

Palabras clave: *Polarización, Nebulosas de Reflexión, Infrarrojo Cercano*

Introducción

Desde el descubrimiento de la polarización de la luz, el fenómeno ha sido ampliamente estudiado y por consiguiente aprendido, dando como resultado la aplicación en diversas situaciones cotidianas, tal como atenuar la luz mediante gafas de sol polarizadas y en vidrios de autos, en la realización de pantallas LCD, entre otros. Así como en aplicaciones científicas dentro de la mineralogía, química y biología.

Desde su introducción en astronomía con observaciones de luz polarizada en la Luna, se ha ido especializando la técnica y los instrumentos utilizados para determinar la polarización en otros sistemas, desde entonces el desarrollo en esta área no ha hecho más que ir en aumento. La polarimetría se ha utilizado comúnmente para describir características internas de objetos astronómicos, dar información sobre etapas anteriores de evolución que tuvieron las estrellas. Y particularmente, nos provee de información sobre el campo magnético en nubes moleculares, nebulosas, galaxias y otras estructuras, lo que nos permite conocer más sobre la naturaleza de dichos campos en el universo.

En polarimetría astronómica, la observación de nebulosas de reflexión nos permite el estudio del campo magnético local, lo que nos proporciona información sobre la formación y evolución de la nube interestelar y sobre su papel en el proceso de formación estelar. Además, la observación de la polarización en diversas longitudes de onda nos proporciona más información sobre los procesos que ocurren en las nebulosas de reflexión y las nubes que las contienen. Afortunadamente, México está a la vanguardia en el estudio de campos magnéticos astronómicos con instrumentos de última generación para el estudio de la polarimetría con el polarímetro POLICAN acoplado al telescopio del Observatorio Astrofísico Guillermo Haro en Cananea, Sonora, México.

En esta tesis, estudiaremos el comportamiento del campo magnético de la nebulosa de reflexión NGC 2068, zona de formación estelar activa parte del complejo molecular de Orión. Por tal motivo, en el **capítulo 1** se comienza con la descripción de las regiones conocidas como nubes moleculares y la manera en la que se lleva a cabo la formación estelar, seguido de la descripción de las nebulosas de reflexión. Además, se aborda de manera general el tema de polarización enfocándolo hacia la astronomía y el alcance que tiene la polarimetría estelar utilizada para describir diversas situaciones astrofísicas. En el **capítulo 2** se describe desde la estructura más general hasta la más particular de NGC 2068, así como el cálculo de sus parámetros físicos. En el **capítulo 3** se describen los instrumentos POLICAN+CANICA del OAGH utilizados para la observación astronómica en banda H del NIR, la técnica de observación en detalle y el proceso de "reducción" de datos para la obtención de los parámetros de Stokes y en consecuencia la información polarimétrica de las estrellas realizando fotometría de apertura. Las estrellas identificadas son sometidas a un proceso de selección en el **capítulo 4** para mantener a todas las estrellas que trazan el campo magnético local. Obteniendo como resultado un mapa de vectores de polarización que se compara contra otros mapas a diferentes longitudes de onda y así determinar información sobre dicho campo magnético. Finalmente, en el **capítulo 5** se dan las conclusiones de la tesis respecto a los parámetros físicos obtenidos, el fenómeno que genera la polarización observada, el campo magnético local mapeado

en NIR y la comparación de este con los mapas de la literatura obtenidos a otras longitudes de onda.

Objetivos

El presente trabajo de tesis busca cumplir los siguientes objetivos:

1. Realizar observaciones astronómicas en el Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (OAGH), haciendo uso del polarímetro POLICAN.

2. Aprender técnicas observacionales, enfocadas en objetos extendidos en banda H del cercano infrarrojo. Así como, aprender la técnica de procesado de imágenes obtenidas con el OAGH (reducción de datos) para la obtención de porcentaje y ángulo de polarización. Información que servirá para la elaboración de un mapa de emisión polarizada de NGC 2068.

3. Recabar cubos de datos de emisión molecular en microondas en bases de datos públicos, procesar la información con uso de software especializado para la obtención de los parámetros físicos y mapas de emisión molecular de NGC 2068.

4. Analizar y comparar los mapas elaborados de NGC 2068 contra mapas en otras bandas del espectro electromagnético.

Capítulo 1

Marco Teórico

1.1. Nubes moleculares

Una nube molecular es una región extensa en la parte interna de una galaxia, en estas regiones la densidad de materia es muy alta y la temperatura es baja, con valores que oscilan entre 10^2 a 10^6 cm^{-3} y entre los 10 a 40 K, respectivamente.

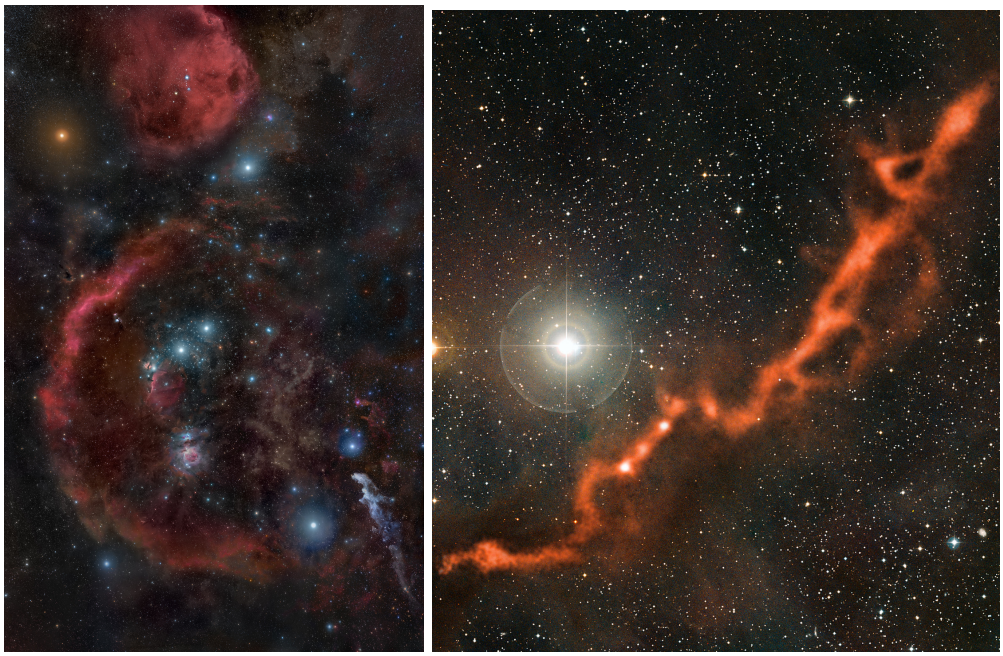
En muchos casos las nubes moleculares se suelen agrupar en complejos, por lo que la distinción entre "nube" y "complejo de nubes" es algo arbitrario. El límite en la estructura de un complejo de nubes se realiza por las intensidades y velocidades radiales de las líneas moleculares (por ejemplo, CO $J = 1 - 0$), así como con mapas de emisión térmica del polvo en longitudes de onda submilimétricas.[1] Debido a su tamaño relativo, los complejos moleculares suelen cubrir una parte importante de una constelación, por lo que suelen tener el nombre de la constelación que abarcan, por ejemplo el Complejo Molecular de Orión y la Nube Molecular de Tauro, ver figura 1.1. Por su extensión los complejos de nubes moleculares contienen subestructuras, que se caracterizan por tener diferente tamaño, densidad y masa.

La mayoría de la masa molecular se encuentra en nubes extensas conocidas como *nubes moleculares gigantes* con tamaños típicos entre 2 a 20 parsecs[1], densidad entre 10^3 a 10^4 cm^{-3} y masa entre 10^3 a $10^{5.3}$ $M_\odot$.[1] El ejemplo más cercano de nubes moleculares gigantes es Orión A y Orión B ubicadas en el Complejo Molecular de Orión.

Las subestructuras conocidas como grupos formadores de estrellas, tienen un tamaño ~ 0.2 a 2 pc, con densidad entre 10^4 a 10^5 cm^{-3} y masa típica entre 10 a 10^3 $M_\odot$. Por ejemplo, OMC-1 ubicado en M42, figura 1.2a. A las subestructuras más densas dentro de una nube molecular se les conoce como núcleo (core) con tamaño entre 0.02 a 0.4 pc, con densidad entre 10^4 a 10^6 cm^{-3} y masa entre 0.3 a 10^2 $M_\odot$. Estos núcleos son los picos más densos dentro de los grupos formadores de estrellas, que formarán una estrella o una estrella binaria,[1] por ejemplo L1535 ubicado en la Nube Molecular de Tauro, figura 1.2b.

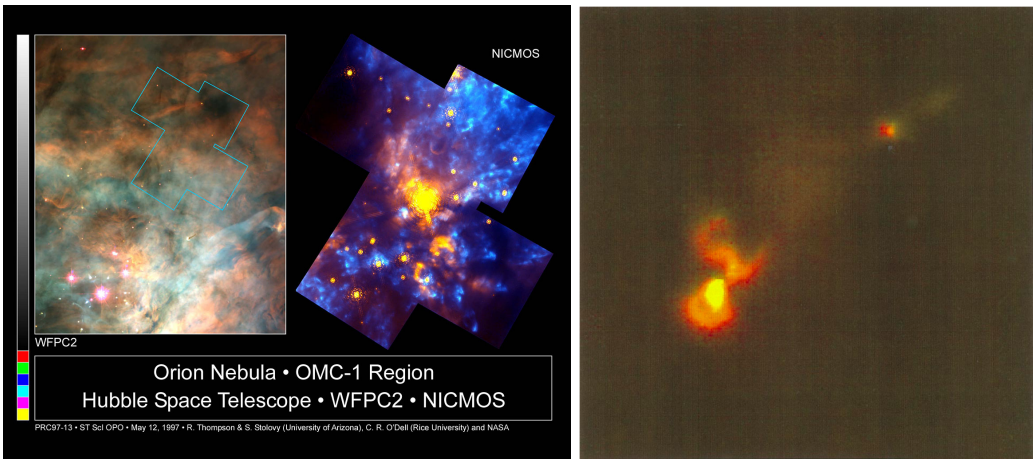
Las condiciones de densidad y temperatura permiten la formación y preservación de moléculas diatómicas homonucleares como el H_2, C_2, O_2, entre otras, así como cadenas más complejas de quince átomos, por ejemplo el $HC_{13}N$, o más como el C_{60}. El mecanismo principal para la formación de moléculas se conoce como reacciones ión-molécula. Al penetrar rayos cósmicos dentro de una nube molecular se generan iones en muy pequeña cantidad, la carga de estos ejerce una fuerza atractiva sobre la nube de electrones de las moléculas lo que facilita la interacción entre

[1] 1 parsec = 3.26 años luz = 3.086 $\times 10^{13}$ km



(a) Complejo Molecular de Orión. (b) Parte de la Nube Molecular de Tauro.

Figura 1.1: A la izquierda, Complejo Molecular de Orión incluyendo la constelación de Orión, la estrella supergigante roja Betelgeuse (arriba a la izquierda) y el famoso cinturón de Orión. (Andreo B. R. 2010) A la derecha, parte de la Nube Molecular de Tauro mostrando parte de un filamento polvoriento. (ESO/APEX (MPIfR/ESO/OSO)/A. Hacar et al./Digitized Sky Survey 2.)



(a) OMC1. (b) L1535.

Figura 1.2: A la izquierda, OMC1 (encerrado en el contorno cían) observando en luz visible con WFPC2 del Telescopio Espacial Hubble (HST, por sus siglas en inglés). La visión infrarroja de NICMOS del HST proporciona una mirada espectacular a la zona de formación estelar. (Rodger Thompson, Marcia Rieke, Glenn Schneider, Susan Stolovy (University of Arizona); Edwin Erickson (SETI Institute/Ames Research Center); David Axon (STScI), C. Robert O'Dell, Shui Kwan Wong (Rice University) and NASA/ESA) A la derecha, imagen de falso color de L1535 observado en el cercano infrarrojo con NICMOS del HST. (Hartmann et al. 1999)

partículas, necesario para que se produzca la reacción. Este mecanismo es capaz de explicar, de manera general, la abundancia de muchas moléculas observadas en el medio interestelar.[2]

El hidrógeno molecular o dihidrógeno, H_2, es la molécula más abundante del medio interestelar. La formación de esta molécula no se explica por este método, ya que dos átomos de hidrógeno gaseoso no pueden formar dihidrógeno por el simple contacto. Esto es debido a que las reglas de la mecánica cuántica impiden que el exceso de energía, al crear la molécula, pueda liberarse en forma de fotón. La formación del hidrógeno molecular puede explicarse mediante los granos de polvo. Al colisionar dos átomos de hidrógeno sobre la superficie del grano estos interaccionan para formar la molécula. De esta manera, el grano de polvo actúa como un catalizador y absorbe la energía liberada durante la reacción lo que desprende la molécula recién formada y la pasa a estado gaseoso. De este modo, se ha podido explicar la formación de otras cientos de moléculas observadas en las nubes moleculares.[2]

Las nubes moleculares son especialmente importantes ya que llevan a cabo el proceso de formación estelar. El nacimiento de nuevas estrellas ocurre cuando regiones de una nube molecular sufren inestabilidad gravitacional lo que las lleva a contraerse.

1.1.1. Formación estelar

Una de las principales evidencias que indican que la formación estelar es un proceso que está teniendo lugar en la actualidad proviene de la evolución estelar. Por las observaciones, se sabe que las estrellas más masivas, más brillantes y más calientes viven unos pocos millones de años, menos tiempo que las estrellas menos masivas. Y puesto que en la actualidad se siguen observando estrellas masivas, estas deben haberse formado en la historia reciente de la galaxia. Debido a esto, se llegó a la conclusión de que la formación estelar ocurre como un proceso más de la evolución galáctica y que deben existir regiones donde la formación estelar se esté produciendo actualmente.

Dentro de una nube molecular se han detectado objetos jóvenes (estrellas de baja masa tipo T Tauri o estrellas de alta masa) asociados a núcleos densos a través de radiación en infrarrojo e infrarrojo lejano, figura 1.3. Ya que la radiación infrarroja puede escapar de las nubes oscuras más densas, la formación estelar puede observarse particularmente bien a esta longitud de onda. Observaciones realizadas a finales de los 80's indicaron que cuanto más joven es la estrella, más denso es el gas que tiene asociado. Esto sugiere que las estrellas se forman por condensación del material interestelar.[2]

En una nube molecular, si se tiene una masa muy pequeña la presión del gas es suficiente para evitar la contracción gravitacional, es por esto, que puede condensarse solo si tiene la masa suficiente como para que la gravedad supere a la presión. A principios del siglo XIX, James Jeans estudió el problema de la propagación de perturbaciones en un medio gaseoso, encontrando que si en un medio se produce una perturbación esta se disipará, a menos que la región sea lo suficientemente masiva para que domine la fuerza de autogravitación, en este caso incrementa más la densidad entrando en estado de colapso gravitatorio. De esta manera, calculó que una nube con cierta temperatura y densidad puede condensarse solo si su masa es lo suficientemente alta. Este límite de masa se le conoce como *masa de Jeans* y viene dada por la ecuación 1.1, donde T es la temperatura y n es la densidad en $^{atomos}/_{cm^3}$, o bien, cm^{-3}.[3]

$$M_J \approx 3 \times 10^4 \sqrt{\frac{T^3}{n}} M_\odot, \tag{1.1}$$

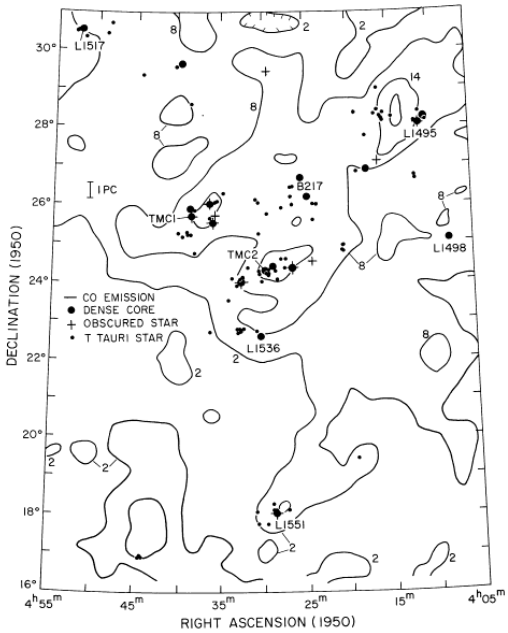


Figura 1.3: Distribución de gas molecular y de objetos estelares jóvenes en Tauro. Los contornos indican emisión de CO que traza el gas molecular y los núcleos más densos están indicados mediante círculos negros. Los puntos representan objetos T Tauri y se encuentran asociados al gas molecular siendo la concentración mayor en las partes de la emisión de CO más intensa. Las cruces son fuentes infrarrojas detectadas por IRAS, que se supone que trazan objetos estelares jóvenes, aparecen asociados a núcleos densos. (Myers 1987, IAU Symp. 115, eds. Peimbert & Jugaku, 33)

Para una nube interestelar con una densidad de hidrógeno neutro de $n = 10^6\ cm^{-3}$ y temperatura de $T = 100\ K$, la masa de Jeans es de $30,000\ M_\odot$. Para las nubes oscuras, con $n = 10^{12}\ cm^{-3}$ y $T = 10\ K$ se calcula una masa de Jeans de $1\ M_\odot$.[3]

Se cree que la formación de estrellas comienza en nubes de unas miles de masas solares y con diámetros alrededor de 10 pc. Con estos parámetros, la nube comienza a contraerse, sin embargo no se calienta ya que la energía liberada se dispersa por radiación. Durante el proceso de contracción, el gas de la nube cae libremente hacia dentro. Al aumentar la densidad, la masa de Jeans decrece, de acuerdo a la ecuación 1.1, esto provoca que en la nube se comiencen a formar núcleos separados que comienzan a contraerse de forma independiente. Al incrementar la rotación de la nube avanza la fragmentación, sin embargo, para conservar el momento angular original de la nube se incrementa la velocidad angular de los fragmentos. La contracción y la fragmentación continua hasta que la densidad en los núcleos formados es tan alta que la energía liberada ya no puede escapar, en este punto la temperatura comienza a subir. En consecuencia la masa de Jeans aumenta, por lo que cesa la fragmentación y la presión creciente en los fragmentos existentes ralentiza la contracción. En este estado, la nube puede considerarse una protoestrella.[3]

1.1.2. La contracción de protoestrellas hacia la secuencia principal

Durante la etapa de protoestrella y durante su evolución hasta la secuencia principal, para la formación de estrellas de masas menores a $8\ M_\odot$, las protoestrellas se denominan *objetos estelares jóvenes* (YSO, por sus siglas en inglés). Durante su evolución, la protoestrella se contrae por su propia gravedad aumentando lentamente su temperatura y volviéndose opaca, evitando que

la radiación escape. Esto último provoca que la temperatura aumente más hasta que la presión compensa la fuerza de gravedad. Formando un núcleo al que se agrega más material de la nube molecular circundante. El añadir masa provoca que el núcleo se compacte aún más. Cuando se llega a la temperatura de 10^3 K las moléculas se ionizan en el parte central. En esta etapa se ha formado un disco de acreción, probablemente debido a la velocidad de rotación de la nube. Desde el disco de acreción, el gas y polvo caen a la protoestrella.[4]

Durante el colapso y el proceso de acreción se generan jets protoestelares y flujos moleculares, generados debido a la conservación de momento angular. También, el aumento en la presión genera vientos estelares evidenciados como jets protoestelares que expulsan parte del material acretado al objeto central.

Los YSO emiten energía en el infrarrojo ya que el polvo en la envoltura circundante absorbe y remite la energía radiada por el objeto estelar. De acuerdo a su estado evolutivo en los modelos de evolución protoestelar, los YSO se han clasificado en las siguientes categorías:[4]

- YSO Clase 0. Son los objetos más jóvenes conocidos. Durante esta etapa solo se observaría la envolvente fría del gas en caída al centro del núcleo. Estos objetos estarían rodeados de un gran cantidad del material de la envolvente protoestelar inicial. Tienen edad aproximada de 10,000 años.

- YSO Clase I. La principal característica en esta etapa es la presencia de flujos bipolares altamente energéticos, eyectados desde la protoestrella por los discos de acreción. Tienen una edad aproximada de 100,000 años.

- YSO Clase II. A esta fase se le conoce como pre-secuencia principal. Se define por tener una estrella tipo T Tauri que ha barrido con la mayoría del material periférico, por lo que ha cesado la acreción de material. La edad varía entre 0.5 a 3 millones de años.

- YSO Clase III. En esta etapa el disco comienza a desaparecer por otras estrellas compañeras o planetas formados. Quedando únicamente las llamadas T Tauri clásicas.

Para estrellas con masa superior a 8 $M_\odot$ no hay una clasificación equivalente ya que su evolución es mucho más deprisa. Las estrellas más masivas catalogadas como jóvenes y en fase previa a la secuencia principal, se les suele identificar como estrellas Herbig Ae/Be identificadas por su tipo espectral y por presentar un exceso de emisión en el infrarrojo.[2]

Los procesos de colapso y acreción continúan hasta que la temperatura aumenta a aproximadamente 4 millones de kelvin cuando comienza la quema de hidrógeno en el núcleo. Finalmente, al comenzar la quema de hidrógeno la protoestrella se convierte a estrella, llegando a la secuencia principal en el diagrama HR, figura 1.4, donde pasará la mayor parte de su vida.

Diagrama Hertzprung-Russell

El diagrama que muestra la relación entre magnitud absoluta y tipo espectral de las estrellas es conocido como el diagrama de Hertzsprung-Russell, o simplemente, diagrama HR, figura 1.4.

Ya que los radios estelares, luminosidades y temperaturas superficiales varían ampliamente, se podría esperar que las estrellas estuvieran distribuidas en todo el diagrama HR. Sin embargo, se ha encontrado que la mayoría de las estrellas están localizadas a lo largo de una línea diagonal conocida como *secuencia principal*. A partir de la secuencia principal, las estrellas seguirán distintas trayectorias evolutivas a través del diagrama HR dependiendo de su masa inicial. Por este motivo, el diagrama HR es una herramienta importante en el estudio de evolución estelar.

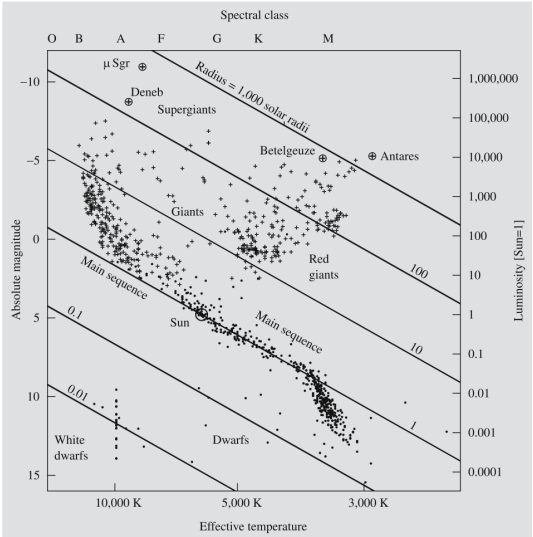


Figura 1.4: Diagrama Hertzsprung-Russell. Gráfica luminosidad contra temperatura efectiva, a la izquierda se encuentran las estrellas azules-blancas con alta temperatura y a la derecha las estrellas rojas de baja temperatura, las líneas rectas diagonales denotan un radio constante. (Karttunen, H. 2007)

1.1.3. ¿Cómo se detectan las nubes moleculares?

Para detectar una nube molecular se debe tratar el movimiento de las moléculas presentes en ellas utilizando la aproximación de Born-Oppenheimer, esta consiste en estudiar de forma separada los movimientos del núcleo y de los electrones. Una molécula puede presentar tres tipos de transiciones y cada movimiento tendrá un orden de magnitud de las energías involucradas. Para un tamaño molecular típico ($a \simeq 1$ Å), una masa molecular típica ($M \simeq 10\ m_p$) y m la masa del electrón, tenemos:[2]

1. Transiciones electrónicas, relacionadas con el cambio en la distribución de la nube de electrones. Para los valores típicos, la separación entre los niveles de energía electrónicos es de $E_{el} \simeq 1.2{\times}10^{-11}\ erg$, lo que corresponde a una frecuencia de transición de $\nu_{el} = 1.8{\times}10^{15}\ Hz$ o bien $\lambda = 1700$ Å, que cae en el rago UV.

2. Transiciones vibracionales, ocurren cuando el núcleo vibra en torno a su posición de equilibrio. Esto resulta en una energía de $E_{vib} \simeq 8.9 \times 10^{-14}\ erg$ que corresponde a una frecuencia de transición de $\nu_{vib} = 1.3 \times 10^{13}\ Hz$ o bien $\lambda = 23\ \mu m$, que cae en el rango IR.

3. Transiciones rotacionales, involucran la rotación de la molécula como un todo. Tienen una energía rotacional de $E_{rot} \simeq 6.5 \times 10^{-16}\ erg$ que corresponde a una frecuencia de $\nu_{rot} = 9.8 \times 10^{10}\ Hz$ es decir $\lambda = 3.1\ mm$, que cae en el rango del radio.

Dada la temperatura cinética de una nube molecular, T_k, la energía disponible para excitar una transición mediante colisiones es del orden kT_k, donde k es la constante de Boltzmann. Por lo que, solo tendrán lugar las transiciones que requieran para excitarse una energía de $E \simeq kT_k$, o equivalentemente, una temperatura característica $T = {}^{E}/_{k}$, del orden de la temperatura cinética de la nube. La temperatura necesaria para que existan las transición descritas anteriormente son:

1. Transiciones electrónicas, requiere un temperatura del orden $T_{el} = {}^{E_el}/_{k} \simeq 9 \times 10^4\ K$.

2. Transiciones vibracionales, se necesita una temperatura $T_{vib} = {}^{E_{vib}}/_{k} \simeq 600\ K$.

3. Transiciones rotacionales, se requiere una temperatura $T_{rot} = {}^{E_{rot}}/_{k} \simeq 5\ K$.

Ya que las temperaturas típicas de las nubes moleculares son alrededor de 10 K, tienen la energía necesaria para excitar sólo las transiciones rotacionales de las moléculas.

Sin embargo, hay que tener en cuenta que existe emisión de energía electromagnética al variar el vector de momento dipolar, y la rotación no producirá cambio en el vector de momento dipolar si éste es nulo. Por ello, una molécula con momento dipolar nulo, no puede emitir radiación por medio de transiciones rotacionales. Desafortunadamente, la molécula fundamental de las nubes moleculares, el H_2, al carecer de momento dipolar no emite por medio de transiciones rotacionales. Por este motivo, las emisiones del H_2 no se puede observar directamente. Esto lleva a estudiar el gas molecular a través de la emisión de moléculas menos abundantes.

El monóxido de carbono (CO) es la molécula portadora de C más abundante en el Universo. Se observa en el medio interestelar por medio de su espectro de rotación. Se utiliza como marcador para detectar hidrógeno molecular y sirve para cartografiar nubes moleculares en nuestra galaxia y en fuentes extragalácticas. Las características ideales que nos permiten estudiar la distribución y las condiciones físicas de las nubes moleculares son las siguientes:[2]

- Es la segunda molécula más abundante después del hidrógeno molecular, su abundancia relativa es $[{}^{H_2}/_{CO}] \simeq 5.6 \times 10^3$.
- Con una energía de disociación de 11.2 eV, es una molécula resistente.
- Presenta transiciones rotacionales fácilmente excitables a temperaturas bajas de $\sim 10\ K$, temperatura cinética típica de las nubes moleculares.
- Sus variables isotópicas, el ^{13}CO y C^{18}O, tienen transiciones observables ópticamente delgadas. Lo que nos permiten obtener parámetros físicos de las nubes moleculares.

Gracias a la molécula de CO y sus variables isotópicas es posible observar la emisión de las nubes moleculares.

1.2. Nebulosas de reflexión

1.2.1. El descubrimiento de polvo interestelar

Antes del siglo XVIII se pensaba que el espacio era completamente transparente y que la luz podía propagarse indefinidamente. Fue hasta finales del mismo siglo que William Herschel descubrió "agujeros en el cielo" en donde aparentemente deberían haber estrellas, la explicación a este déficit fue la existencia de material que bloqueaba la luz proveniente de las estrellas de fondo a lo largo de la línea de visión. La prueba conclusiva de la presencia de una absorción general y selectiva se hizo en 1930 por Robert Trumpler con un estudio de la distribución espacial de cúmulos abiertos, el estudio consistía en lo siguiente.

Sea D el diámetro real de un cúmulo abierto y r igual a su distancia. D debe ser independiente de la distancia al cúmulo y se espera que el diámetro angular $\theta = {}^{D}/_{r}$ decrezca cuando incrementa la distancia. Por lo tanto, el cuadrado del diámetro angular varía como el inverso del cuadrado de la distancia.[5]

$$\theta^2 = \left(\frac{D}{r}\right)^2. \tag{1.2}$$

El brillo aparente $f = {}^{L}/_{4\pi r^2}$ de un cúmulo abierto (con estrellas de secuencia principal) también varía como el inverso del cuadrado de la distancia a nosotros, ya que la luminosidad L debe ser independiente de su posición relativa a la Tierra. Por lo tanto, si graficamos el brillo aparente de cúmulos abiertos contra el cuadrado del diámetro angular, teóricamente deberíamos esperar ver una relación de línea recta, figura 1.5a. Sin embargo, se observó una dispersión sobre la línea teórica donde algunos cúmulos abiertos son más o menos luminosos que el promedio y algunos más grandes o más pequeños que el promedio, figura 1.5b. Este trabajo condujo a Trumpler a pruebas irrefutables de la presencia de materia sólida en el espacio interestelar que provoca la extinción de la luz proveniente de las estrellas.[5]

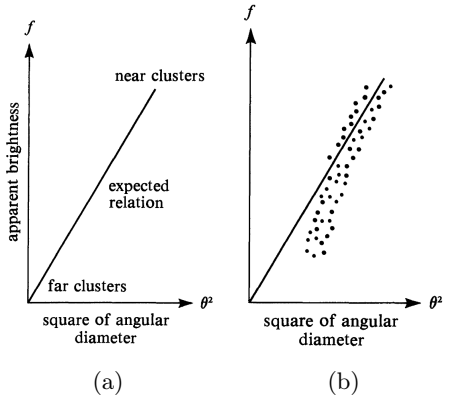


Figura 1.5: Gráfica de brillo aparente contra el cuadrado del diámetro angular para cúmulos abiertos. (a) Relación esperada en la ausencia de extinción. (b) Representación esquemática de la relación observada. (Shu, F. H. 1982)

Los astrónomos ahora saben que este material que oscurece está en forma de granos de polvo cuya composición química puede ser silicatos o componentes que contienen carbón. Se sabe que el polvo puede causar extinción por dos maneras, en absorción cuando la energía radiante se transforma en calor y se vuelve a irradiar en longitudes de onda infrarrojas correspondientes a la temperatura de las partículas de polvo y en esparcimiento cuando la dirección de propagación del haz de luz cambia, lo que conduce a una intensidad reducida en la dirección original de propagación.

Además de la extinción, el polvo interestelar provoca otros efectos en la luz estelar. El primero es conocido como enrojecimiento en donde el espectro observado de radiación electromagnética de la fuente cambia con respecto al emitido originalmente. El enrojecimiento perjudica en mayor magnitud a los fotones azules en el rango del visible y en el ultravioleta; y en menor magnitud a los fotones rojos en el rango del infrarrojo. De ahí que las fuentes que lo sufren parezcan más rojas de lo que son en realidad.

El segundo efecto conocido es la *polarización interestelar* y consiste en la eliminación selectiva de la luz de las estrellas con vectores de polarización alineados paralelos a los ejes largos de los granos de polvo. Si el eje mayor de los granos de polvo se alinea perpendicularmente al campo magnético interestelar, la luz estelar restante tiende a polarizarse en una dirección paralela al campo magnético interestelar.[5] Se le conoce como polarización por *dicroísmo* y se representa gráficamente en la figura 1.6. Se conoce además, que el esparcimiento de la luz estelar en algún centro dispersor, como granos de polvo, también provoca polarización. En este caso los granos de polvo esparcen la radiación perpendicular al ángulo de incidencia de la luz lo que provoca polarización.

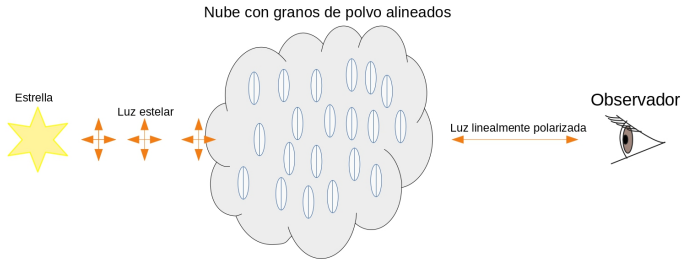


Figura 1.6: Polarización por dicroísmo en astronomía, la luz estelar pasa a través de la nube con granos de polvo alineados lo que produce luz linealmente polarizada.

1.2.2. El descubrimiento del gas interestelar

La evidencia de la existencia del gas interestelar fue presentada en 1904, antes que la evidencia de la existencia del polvo interestelar. En ese año, estudiando espectros de estrellas binarias, Hartmann descubrió que un conjunto de líneas de calcio una vez ionizado no sufrían desplazamientos. Es decir, mientras que la longitud de onda de las líneas de la fotosfera estelar en el sistema binario se desplazaban de un lado a otro a medida que las estrellas giraban en sus órbitas, habían líneas de absorción cuyas longitudes de onda permanecían estacionarias. Hartmann concluyó que las líneas estacionarias surgían por absorción producidas por una nube de gas interestelar fría que estaba entre el sistema binario y la Tierra.

Ahora se sabe que el polvo y el gas en el espacio están mezclados y, de manera general, se encuentran en nubes o complejos de nubes interestelares. En nuestra galaxia, la razón masa de polvo a gas es de apenas 1 %. Y ya que el gas en sí mismo es solo un pequeño porcentaje de la masa de las estrellas, el polvo interestelar representa una fracción aún menor de la masa total de la galaxia. Sin embargo, ambas componentes tienen una gran influencia en la observación de estructuras estelares.

La apariencia de las nubes de gas y polvo dependen, en parte, en el régimen de la longitud de onda con la que se observa y que tan cerca esté de nuestro vecindario estelar. Una de las manifestaciones ópticas de las nubes de gas y polvo son las *nebulosas de reflexión*.

1.2.3. Nebulosas de reflexión

Cuando una nube de gas y polvo se encuentra alrededor de una estrella o un grupo de estrellas brillantes, los fotones de la luz estelar se dispersarán por el polvo de la nube, es decir, reflejará la luz de la estrella. De esta manera, provocan un brillo en la nube lo que la hace visible, a estas estructuras se les conoce como *nebulosas de reflexión*. Tienden a brillar en color azul debido a que la luz azul se dispersa más que la roja, sin embargo se pueden encontrar nebulosas de reflexión de otros colores.

Desde su descubrimiento, a principios del siglo XX, se convirtieron en objetivos importantes de diversos estudios en astrofísica y astronomía galáctica. Se ha encontrado que muchas de las estrellas, dentro de las nebulosas de reflexión, son objetos en etapas tempranas de evolución y en muchos casos la presencia de nebulosas de reflexión es el mejor indicador de formación estelar

reciente o en curso.[6]

El descubrimiento de nebulosidad de reflexión alrededor de las Pléyades revelan la presencia de gas interestelar. El polvo refleja la luz de estrellas azules calientes tipo B. Las Pléyades (o M45) se encuentra en el complejo de Tauro a una distancia de 125 pc ($\sim$ 400 años luz), es uno de los cúmulos más cercanos a la Tierra y es uno de los más evidentes a simple vista en el cielo nocturno.[7] En 1966, Sidney van der Bergh catalogó cuatro nebulosas de reflexión y las incluyó en su Catálogo VdB. Estas nebulosas forman parte de M45 y se identifican de la siguiente forma. Comienza con VdB 20 (Nebulosa Electra) nebulosa que rodea la estrella Electra. VdB21 (NGC 1432 o Nebulosa Maia); con magnitud aparente 13, está iluminada por la estrella Maia. VdB 22 (NGC 1435 o Nebulosa Merope) con magnitud aparente 13, está completamente iluminada por la estrella Merope. Finalmente, VdB 23 rodea a Alcyone la estrella más brillante de las Pléyades, figura 1.7. El color azul característico de las nubes de las Pléyades se debe al color de las estrellas que la iluminan.

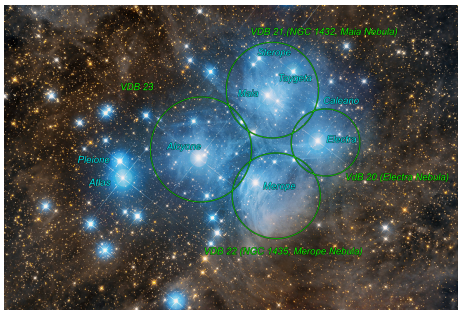


Figura 1.7: Pléyades (M45), cúmulo abierto en Tauro. En los círculos verdes se encierra la región que comprende cada nebulosa de reflexión. Arriba de la imagen se encuentra VdB 21 (NGC 1432). A la derecha, VdB 20. A la izquierda, VdB 23. Abajo, VdB 22 (NGC 1435). (Popov, V., Ivanov, E. 2017)

Otra nebulosa de reflexión muy brillante y ampliamente estudiada es la nebulosa de reflexión M78 ubicada el Complejo Molecular de Orión. Esta zona contiene las nebulosas de reflexión: NGC 2068 (referida algunas veces como M78), NGC 2071, NGC 2064 y NGC 2067, figura 1.8.

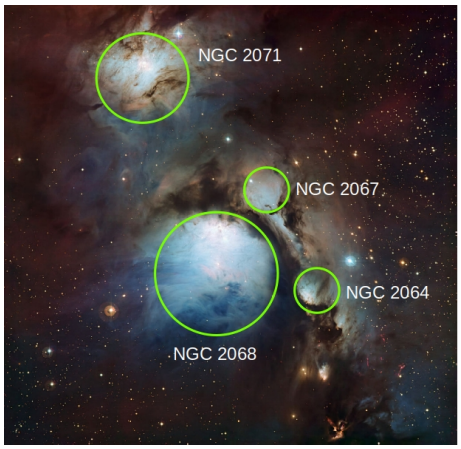


Figura 1.8: M78, ubicada en el Complejo Molecular de Orión. Imagen en el visible capturada usando la cámara Wild Field Imager del telescopio MPG/ESO de 2.2 metros en el Observatorio La Silla Chile. (ESO/Igor Chekalin)

1.3. Polarización

Las ondas electromagnéticas en primera aproximación y en el esquema clásico, son fundamentalmente ondas transversales. En toda onda transversal, la vibración es perpendicular a la dirección de propagación de la onda. Por ejemplo, si una onda electromagnética plana se propaga en dirección x, el campo eléctrico $\vec{E}$ será perpendicular a esta dirección, al igual que el campo magnético $\vec{B}$ que, además, también es perpendicular a $\vec{E}$, figura 1.9.

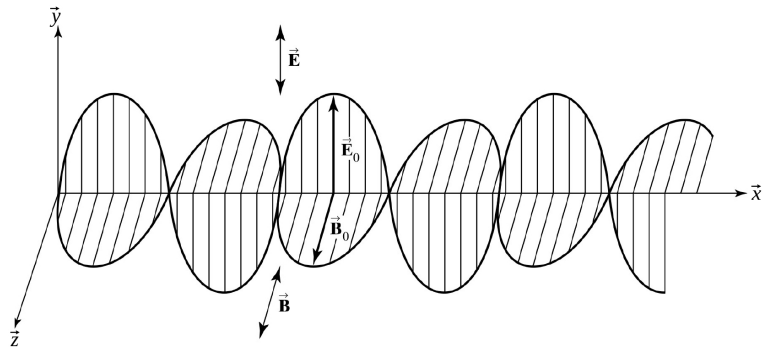


Figura 1.9: Onda electromagnética, el campo eléctrico $\vec{E}$, campo magnético $\vec{B}$ y la dirección de propagación $\vec{x}$ son mutuamente perpendiculares. (Pedrotti, F. L. 2007)

Si la vibración de una onda transversal se mantiene paralela a una línea fija en el espacio, se dice que la onda esta **polarizada linealmente**, figura 1.10. En la figura 1.9, la dirección de propagación viene determinada por la dirección del producto vectorial $\vec{E} \times \vec{B}$, que corresponde al eje x, si la onda está polarizada linealmente $\vec{E}$ vibra según la dirección del eje y, mientras que $\vec{B}$ lo hace según el eje z. La dirección de polarización se define según el vector $\vec{E}$. El plano de polarización es el plano creado por la dirección de oscilación del vector de campo eléctrico y la dirección de propagación del haz, plano xy en el ejemplo.

Se dice que una onda está **polarizada circularmente** cuando el vector $\vec{E}$ mantiene su módulo fijo, mientras que su dirección gira en el espacio con una frecuencia angular constante. La variación de $\vec{E}$ puede representarse mediante un vector de módulo constante que gira alrededor de un eje con velocidad angular constante. De esta manera, la punta del vector de $\vec{E}$ describe una circunferencia, figura 1.11, y sus componentes oscilan con la misma amplitud y tienen una diferencia de fase de $\pi/2$.

Una onda **polarizada elípticamente** es similar a una onda polarizada circularmente salvo que, en cada punto, las componentes del vector de campo eléctrico $\vec{E}$ tienen amplitudes diferentes. Y en este caso la punta del vector de $\vec{E}$ describe una elipse, figura 1.12.

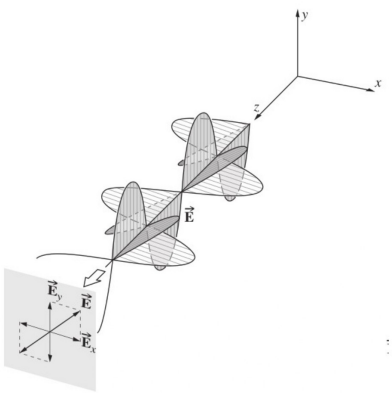


Figura 1.10: Luz linealmente polarizada. El campo eléctrico $\vec{E}$ está polarizado linealmente en el primer y tercer cuadrante. (Hetch, E. 2017)

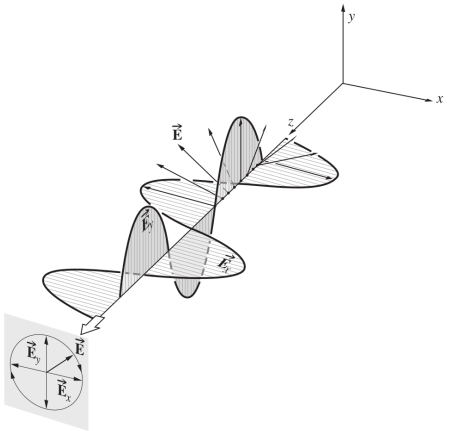


Figura 1.11: Luz polarizada circularmente (hacia la derecha), el campo eléctrico con amplitud constante gira en sentido de las agujas del reloj con la misma frecuencia con la que oscila. (Hetch, E. 2017)

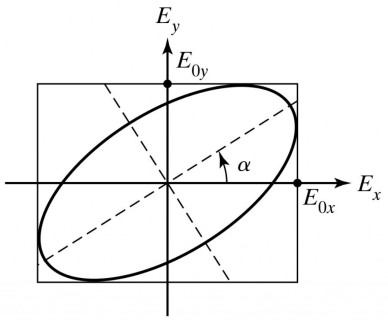


Figura 1.12: Luz polarizada elípticamente orientada en un ángulo α relativo al eje x. (Pedrotti, F. L. 2007)

1.3.1. Mecanismos de polarización

Al interaccionar un haz de luz con materia con propiedades ópticas que sean asimétricas en dirección transversal al vector de propagación, proporciona un medio para obtener luz polarizada. Los procesos más importantes que producen luz polarizada se dividen de la siguiente manera: (1) dicroísmo, (2) reflexión, (3) esparcimiento, (4) birrefringencia, (5) efecto Zeeman y (6) radiación sincrotrón:

1. Dicroísmo

   Conocida como polarización por absorción selectiva. Un polarizador dicroico absorbe selectivamente una de las componentes de $\vec{E}$ a lo largo de una dirección única, la dirección es característica del material. De esta manera, el polarizador transmite luz a lo largo de una dirección trasversal ortogonal a la dirección de absorción. Esta dirección se le conoce como el eje de transmisión del polarizador. En un polarizador ideal la luz transmitida está linealmente polarizada en la misma dirección que el eje de transmisión. Este estado de polarización puede probarse fácilmente por un segundo polarizador dicroico que funcionaría como analizador. Cuando el eje de transmisión del analizador y el eje de transmisión del polarizador son perpendiculares se extingue la luz.
   Como ejemplo de un dispositivo de absorción selectiva está el polarizador de rejilla, figura 1.13, cuando la separación entre los alambres es más pequeña que la longitud de onda incidente y se hace incidir un haz de luz sobre este, la componente vertical del campo $\vec{E}$ paralela a la rejilla se cancela permitiendo el paso de la componente horizontal y obteniendo así luz linealmente polarizada. Otro dispositivo dicroico común son las películas Polaroid.

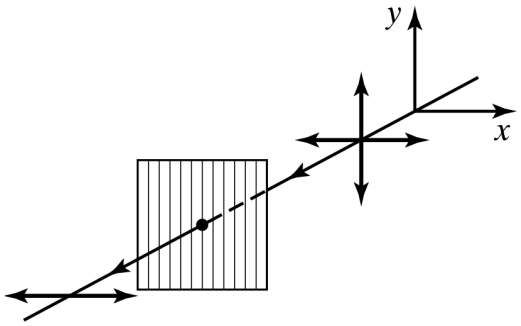


Figura 1.13: Polarizador de rejillas. Absorción de la componente vertical de la radiación. (Pedrotti, F. L. 2007)

2. Reflexión

   Cuando un haz de luz incide sobre una superficie que separa dos medios no conductores, parte del haz se reflejará devuelta al medio original y el resto se transmitirá dentro del segundo medio, figura 1.14. Cuando el haz que se transmite y el que se refleja forman un ángulo de 90°, el haz reflejado está linealmente polarizado. El ángulo de incidencia para la cual ocurre esta situación se denomina ángulo de Brewster. Para otros ángulos, la luz reflejada está parcialmente polarizada.

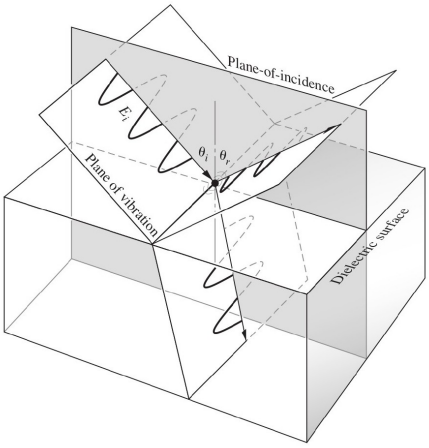


Figura 1.14: Haz de luz que se refleja y se refracta en una interfaz. (Hetch, E. 2017)

3. Esparcimiento

   Cuando se habla de esparcimiento de la luz, se refiere a la eliminación de energía de una onda que incide en un medio de esparsión y la remisión de una parte de esa energía en varias direcciones. La radiación esparcida puede ser polarizada.

   En la figura 1.15, luz no polarizada incide desde la izquierda (a lo largo de la dirección x) con las componentes del campo $\vec{E}$ oscilando en la dirección y y z. Estas componentes perpendiculares del campo $\vec{E}$ establecen las oscilaciones electrónicas de un centro de esparsión en vibraciones forzadas a lo largo de la dirección y y z. Como resultado, los osciladores electrónicos remiten radiación en todas direcciones. Esta luz esparcida puede incluir solo componentes del campo $\vec{E}$ polarizadas a lo largo de la dirección del movimiento forzado ejecutado por los osciladores, es decir, en la dirección y y z. Si se observa la luz esparcida desde la dirección y, se percibe vibraciones de $\vec{E}$ en la dirección z pero no en dirección y. Y de igual manera, la luz esparcida vista desde el eje z pierde las vibraciones en dicho eje y solo se observa luz polarizada linealmente en la dirección y.[9]

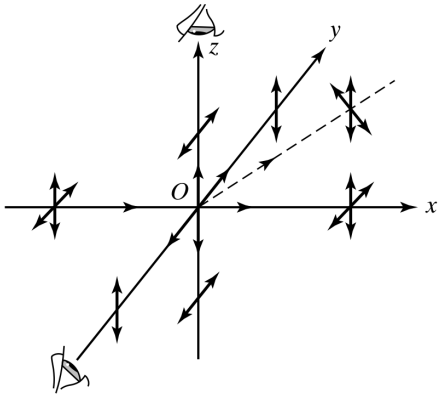


Figura 1.15: Polarización debida a esparcimiento. Luz no polarizada incidente desde la izquierda es esparcida por una partícula en el origen O. (Pedrotti, F. L. 2007)

4. Birrefringencia

   Los materiales birrefringentes se denominan así porque son capaces de provocar doble refracción, es decir, aparecen dos haces refractados ya que existen dos índices de refracción diferentes para un solo material. Al incidir un rayo de luz, este se desdoblará en dos rayos linealmente polarizados perpendiculares entre sí, figura 1.16. La propiedad de birrefringencia tiene relación con la anisotropía de las fuerzas de unión entre los átomos que forman el cristal. Uno de los materiales birrefringentes más conocidos es la calcita, no obstante, existen otros materiales como el cuarzo, el hielo e incluso el celofán.

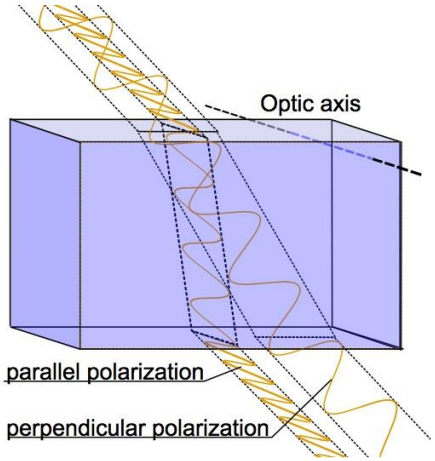


Figura 1.16: Antes de atravesar el cristal, la radiación electromagnética no está polarizada. Al salir los rayos forman trayectorias paralelas y mantienen la polarización. (Häggström, M. 2010)

5. Efecto Zeeman

   Cuando se excitan átomos que se encuentran en presencia de un campo magnético estático, algunas líneas espectrales se dividen en un triplete y la separación de las componentes tendrán estados polarizados. Si imaginamos el electrón como un oscilador armónico y que el campo magnético se aplica en dirección z. El campo afectará el movimiento en el plano xy, mientras que el movimiento en z permanecerá invariable. Observando el movimiento en xy, veremos que es una combinación de movimientos circulares, uno en sentido del reloj y otro en sentido contrario. El efecto del campo es acelerar y desacelerar el movimiento, introduciendo un cambio en la frecuencia de radiación, $\pm\Delta\nu$. Y como el oscilador emite radiación a la misma frecuencia, ν_0, se obtendrá radiación $\nu_0 \pm \Delta\nu$, es decir, se verán tres líneas espectrales. Por otra parte, si observamos en dirección del campo, ya que la luz es un movimiento transversal, el movimiento en z no emitirá luz (ν_0 será invisible) por lo que solo habrán dos componentes en $\pm\Delta\nu$. Las líneas espectrales resultantes estarán polarizadas. En dirección perpendicular al campo, la componente central será paralela al campo magnético mientras que las otras dos líneas serán perpendiculares al campo magnético. Si se observa en dirección del campo, solo se observan las componentes laterales. La línea espectral con frecuencia mayor $\nu_0 + \Delta\nu$ (corrida al azul) mostrará polarización circular derecha (sentido horario), mientras que la de menor frecuencia $\nu_0 - \Delta\nu$ (corrida al rojo) mostrará polarización circular izquierda (sentido antihorario), figura 1.17. La dirección de polarización se invierte cuando las líneas se encuentran en absorción.

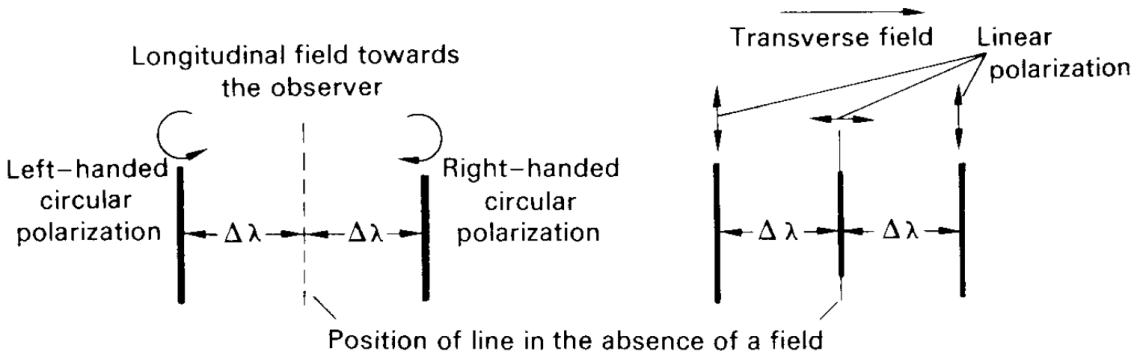


Figura 1.17: Efecto Zeeman en un espectro de emisión ilustrando la posición de las líneas observadas y la polarización resultante de la luz cuando los átomos están radiando en un campo magnético. (Roy & Clarke, 2003)

6. Radiación sincrotrón

   Cuando hay partículas cargadas que ingresan al entorno de un campo magnético con alta velocidad y paralela al campo, la fuerza hace que giren en espiral alrededor del campo a medida que avanzan. La aceleración asociada al movimiento en espiral causa que radien las partículas. A esta radiación se le conoce como radiación sincrotrón, figura 1.18. La frecuencia de la radiación esta relacionada con la frecuencia de giro alrededor de las líneas de campo. La fuerza de Lorentz causa la aceleración en las partículas y actúa perpendicular a las líneas de campo magnético y a su movimiento. De forma similar al efecto Zeeman, la polarización observada depende desde el punto de vista relativo a la dirección del campo. Si el campo magnético es paralelo a la línea de visión, se observará polarización circular. Si el punto de vista es normal al campo, se observará polarización lineal. Desde puntos de vista intermedios habrá polarización elíptica.

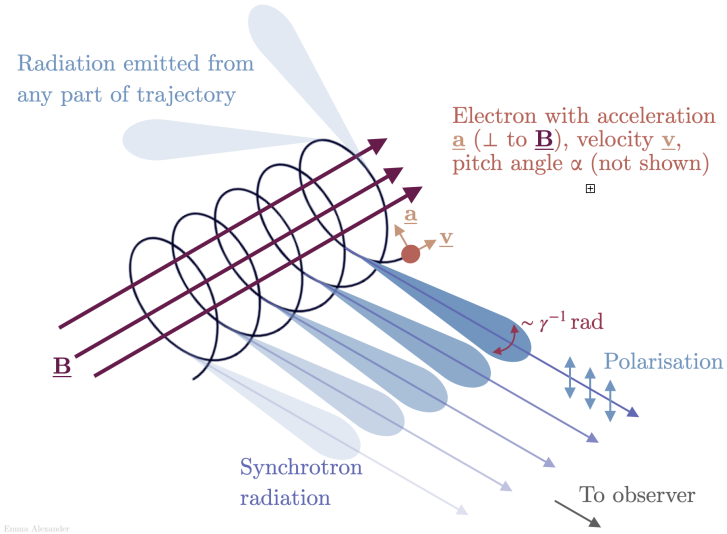


Figura 1.18: Diagrama de emisión sincrotrón, que surge de un electrón que se mueve a lo largo de una trayectoria helicoidal alrededor de un campo magnético. La radiación sincrotrón será polarizada dependiendo del punto de vista. (Alexander, E. 2022)

1.3.2. Parámetros de Stokes

Con el objetivo de medir la polarización de una onda, George Gabriel Stokes en 1852 introdujo cuatro cantidades cuyas funciones solo son observables de la onda electromagnética y permiten describir el estado de polarización (total o parcial) de un haz de luz. A estas cantidades se les conoce como parámetros de Stokes.

Fueron introducidas en astronomía por Chandrasekhar en 1946. Y ya que, en general, las observaciones astronómicas son hechas en términos de intensidad de la luz y de la amplitud del campo, para cuantificar el grado de polarización es conveniente usar esas intensidades, calculadas utilizando los parámetros de Stokes que usualmente se denota como el vector $S = (I, Q, U, V)$.[11]

$$\begin{aligned} I &=< E_x^2 >_T + < E_y^2 >_T \\ Q &=< E_x^2 >_T - < E_y^2 >_T \\ U &=< 2{E_x}^2 E_y \cos\delta >_T \\ V &=< 2{E_x}^2 E_y \sin\delta >_T \ . \end{aligned} \tag{1.3}$$

Estas cuatro funciones están dadas en términos de la intensidad medida durante un intervalo de tiempo T y la diferencia de fase, δ.

Para un haz perfectamente polarizado, los parámetros de Stokes se relacionan como:

$$I = (Q^2 + U^2 + V^2)^{1/2}. \tag{1.4}$$

Cada parámetro representa una característica diferente de una onda polarizada. A partir de ellos se pueden obtener el grado de polarización lineal y circular con las ecuaciones:

$$p_{lin} = \frac{(Q^2 + U^2)^{1/2}}{I}, \tag{1.5}$$

$$p_{circ} = \frac{V}{I}. \tag{1.6}$$

Para polarización lineal el ángulo de polarización, AP, se puede calcular a partir de Q y U:

$$AP = \frac{1}{2}\arctan(\frac{U}{Q}). \tag{1.7}$$

Una vez que se conoce la existencia de la luz polarizada, los mecanismos por los cuales se genera polarización y una formulación matemática que nos indican en que grado y en que ángulo se polariza la luz, se requiere de un técnica matemática para caracterizar si la luz observada de diversas fuentes es posiblemente polarizada.

1.3.3. Matrices de Mueller

El Cálculo Matricial de Mueller fue introducido en 1943 por Hans Mueller, consiste en un método matricial para manipular los parámetros de Stokes, que representan la polarización de la luz. En esta técnica, el efecto de un elemento óptico particular se representa por una matriz de Mueller. De esta manera, el estado inicial del haz, representado por el vector de Stokes inicial, cambia al pasar a través de un elemento óptico, representando como una matriz de Mueller, y se obtiene un estado final de luz descrito por el vector final de Stokes.

$$S_f = M * S_i, \tag{1.8}$$

Donde S_i es el estado de polarización inicial, S_f es el estado de polarización final y M es la matriz de Mueller que representa el elemento óptico por el cual ha pasado el haz de luz. Existe una lista de matrices de Mueller para algunos elementos ideales de óptica común como polarizadores, retardadores, filtros, etc.

A continuación se presenta un ejemplo del cálculo matricial de Mueller para el caso de un polarizador lineal. Eligiendo como componentes fundamentales una placa de media onda (HWP, por sus siglas en inglés) y un polarizador, el cambio en el haz de luz que pasa a través de estas componentes ópticas se representa como:[12]

$$S_f = M_{pol} * M_{HWP} * S_i. \tag{1.9}$$

Donde M_{pol} representan la matriz de Mueller para el polarizador lineal, con el eje rápido orientado a 0°, tiene la forma:

$$M_{pol} = \frac{1}{2}\begin{pmatrix} 1 & 1 & 0 & 0 \\ 1 & 1 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}. \tag{1.10}$$

Mientras que, M_{HWP} representa la matriz de Mueller para la placa de media onda con el eje rápido orientado arbitrariamente un ángulo θ y está dada por:

$$M_{HWP} = \begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & \cos^2(2\theta) - \operatorname{sen}^2(2\theta) & 2\operatorname{sen}(2\theta)\cos(2\theta) & 0 \\ 0 & 2\operatorname{sen}(2\theta)\cos(2\theta) & \operatorname{sen}^2(2\theta) - \cos^2(2\theta) & 0 \\ 1 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}. \tag{1.11}$$

Combinando las ecuaciones 1.9, 1.10 y 1.11 y desarrollando la multiplicación matricial obtenemos:

$$\begin{aligned} \begin{pmatrix} I_f \\ Q_f \\ U_f \\ V_f \end{pmatrix} &= \frac{1}{2}\begin{pmatrix} 1 & 1 & 0 & 0 \\ 1 & 1 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix} * \begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & \cos^2(2\theta) - \operatorname{sen}^2(2\theta) & 2\operatorname{sen}(2\theta)\cos(2\theta) & 0 \\ 0 & 2\operatorname{sen}(2\theta)\cos(2\theta) & \operatorname{sen}^2(2\theta) - \cos^2(2\theta) & 0 \\ 0 & 0 & 0 & -1 \end{pmatrix} * \begin{pmatrix} I_i \\ Q_i \\ U_i \\ V_i \end{pmatrix} \\ &= \frac{1}{2}\begin{pmatrix} I_i & Q_i\left(\cos^2(2\theta) - \operatorname{sen}^2(2\theta)\right) & 2U_i\left(\operatorname{sen}(2\theta)\cos(2\theta)\right) & 0 \\ I_i & Q_i\left(\cos^2(2\theta) - \operatorname{sen}^2(2\theta)\right) & 2U_i\left(\operatorname{sen}(2\theta)\cos(2\theta)\right) & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}. \end{aligned} \tag{1.12}$$

La intensidad final I_f depende del ángulo θ, que se mide desde el eje rápido de la HWP, y se necesitan 4 ángulos de modulación de esta para estimar los parámetros de Stokes de entrada Q_i y U_i. En general, θ puede tener cualquier valor entre 0° y 360°, sin embargo, es conveniente elegir una combinación de ángulos que simplifique la ecuación 1.12. Eligiendo los ángulos $\theta_1 = 0.0°$, $\theta_2 = 22.5°$, $\theta_3 = 45°$ y $\theta_4 = 67.5°$ la ecuación se reduce. Obteniendo cuatro ecuaciones nuevas que dependen de la intensidad observada, una ecuación para cada ángulo de la HWP.

$$I_{00} = \frac{1}{2}\left(I_i + Q_i\right), \tag{1.13}$$

$$I_{22.5} = \frac{1}{2}\left(I_i + U_i\right), \tag{1.14}$$

$$I_{45} = \frac{1}{2}\left(I_i - Q_i\right), \tag{1.15}$$

$$I_{67.5} = \frac{1}{2}\left(I_i - U_i\right). \tag{1.16}$$

Al sumar estas cuatro ecuaciones de intensidad se obtiene una nueva ecuación que nos permite resolver el sistema de ecuaciones:

$$\begin{aligned} I_{00} + I_{22.5} + I_{45} + I_{67.5} &= \frac{1}{2}\left(4I_i\right) \\ I_i &= \frac{I_{00} + I_{22.5} + I_{45} + I_{67.5}}{2}. \end{aligned} \tag{1.17}$$

Combinando 1.13, 1.15 y 1.17 se resuelve para Q_i y utilizando 1.14, 1.16 y 1.17 se resuelve de manera similar para U_i, obteniendo:

$$Q_i = I_{00} - I_{45}, \tag{1.18}$$

$$U_i = I_{22.5} - I_{67.5}. \tag{1.19}$$

Las ecuaciones 1.18 y 1.19 indican que los parámetros de Stokes se pueden obtener simplemente midiendo la intensidad en cuatro diferentes ángulos y calculando sus diferencias. Además, los parámetros Q y U son utilizados para medir el grado de polarización lineal y el ángulo de polarización como se mostró en las ecuaciones 1.5 y 1.7.

Es importante caracterizar el cambio en el estado de un haz, ya que cuando interactúa la radiación con la materia es probable que el estado de polarización sufra cambios. En el contexto de polarimetría estelar es importante ser capaz de cuantificar estos efectos dentro de situaciones astrofísicas, como la polarización provocada por la dispersión de la luz estelar en los granos de polvo, entre otros. Por lo que, se han realizado estudios para medir la polarización lineal.

1.4. Polarización en astronomía

1.4.1. Historia de la polarimetría en astronomía

En un sentido amplio, la palabra polarización se refiere al surgimiento de dos sentidos o direcciones que resultan opuestas. De esta manera la palabra es usada ampliamente en diversos campos y aplicaciones. Por ejemplo, puede usarse para referirse a la tendencia de un grupo social, por lo que no es una palabra exclusiva de la óptica.

Dentro de las ciencias físicas, su descubrimiento se le atribuye al científico danés Erasmus Bartholinus quien en 1669 observó la doble refracción usando un cristal de calcita o espato de Islandia. Posteriormente, Christian Huyghens descubre la polarización demostrándola con ayuda de dos cristales de calcita. Thomas Young, físico inglés, en 1817 relacionó la interferencia constructiva y la naturaleza transversal de la luz al fenómeno de polarización. A partir de entonces la polarización tuvo grandes avances conceptuales y experimentales.

La primera observación de polarización en astronomía se le atribuye a Arago en 1811, cuando observó la Luna con la intención de determinar si la luz reflejada por el Sol estaba polarizada. Sin embargo, durante el siglo XIX los avances de la polarimetría en astronomía se limitaron al estudio

de la Luna.

En 1929 Loyt diseño un polarímetro visual sensible. Sus observaciones fueron fundamentales para realizar mediciones posteriores a la Luna, planetas y asteroides. Un resultado destacado de estas observaciones fue la determinación del diámetro de un asteroide utilizando polarización.

En 1934 Öhman, astrónomo sueco, realizó el primer intento de medir polarización de la luz de estrellas. Usando una técnica fotográfica para investigar las posibles variaciones polarimétricas dentro de líneas espectrales de la binaria eclipsante, β *Lyra*. Chandrasekhar predijo, en un artículo publicado en 1946, que la radiación continua de estrellas tempranas debería polarizarse, dicho artículo desencadenó la actividad observacional en polarimetría estelar.

William Hiltner y John Hall en 1949, realizaron trabajos independientes para establecer que la luz de las estrellas se polariza en su paso por el medio interestelar. Posteriormente, mapearon las variaciones de la polarización interestelar alrededor de la Galaxia.

A partir de entonces, el entendimiento de la polarización en diversos sistemas astrofísicos ha crecido a medida que se acumulan más y más mediciones.

1.4.2. Emisión polarizada en el cercano infrarrojo

En esta sección se mostrará el estudio polarimétrico en dos regiones en diferente etapa de evolución, una región HII conocida como S235 y en una nebulosa pre-planetaria conocida como Frosty Leo. Se incluirán los mecanismos por los cuales se obtiene el resultado observado destacando, además, el alcance de dichos estudios.

- Polarización en S235

  S235 es un complejo de formación estelar parte de la nube molecular gigante G174+2.5 situado en el brazo espiral Perseo de la Vía Láctea, contiene tres regiones HII: 'S235 Main', 'S235 AB' y 'S235 C'. Una región HII es una nube de gas y plasma, formado principalmente por hidrógeno atómico ionizado. En dichas regiones se forman estrellas masivas, las cuales emiten grandes cantidades de luz ultravioleta lo que ioniza la nube. Se encuentra a una distancia cinemática entre 1.5 kpc y 1.8 kpc. Mientras que, para la estrella ionizante, tipo O9.5V, en 'S235 Main' se calculó una distancia de $1.65^{+0.12}_{-0.10}$ kpc.[14]

  Observando la luz estelar de fondo en el cercano infrarrojo (NIR, por sus siglas en inglés) es posible identificar polarización. Esta es producida debido a que los granos de polvo (con geometría alargada) en la región molecular alinean sus ejes largos perpendicular al campo magnético local, la luz proveniente de las estrellas de fondo pasan a través del polvo volviéndola débilmente polarizada debido a la extinción dicroica. De esta manera, los granos de polvo funcionan como un filtro dicroico, permitiendo únicamente el paso de la componente perpendicular de la luz, la luz restante se polarizará y el ángulo de la luz polarizada resultante será paralela a la orientación del campo magnético.

  Con las observaciones en banda H del NIR (1.63 μm) realizadas con POLICAN y MIMIR, se obtuvieron los parámetros de Stokes Q y U necesarios para calcular el grado y ángulo de polarización de la luz estelar de fondo a través de las ecuaciones 1.5 y 1.7.

  De esta manera se calculó que el grado de polarización para las estrellas embebidas en S235 esta entre un rango de 1 % y 10 % con un valor promedio de $2.5\,\% \pm 0.2\,\%$. Por otra parte, el ángulo de polarización calculado fue de 144°. Este valor final representa la orientación del

campo magnético.[14]

Es posible representar esta información sobre la región estudiada a través de pseudo vectores, donde la inclinación del vector simboliza el ángulo de polarización y su longitud representa el porcentaje de polarización. Gracias a estos mapas es posible observar la distribución de la polarización sobre la estructura de la nube y, ya que la orientación del campo magnético es paralelo al ángulo de polarización, es posible observar la distribución del campo magnético presente, de acuerdo a la teoría de polarización por granos de polvo alineados. La orientación de la polarización global se muestra en la figura 1.19 revelando un campo magnético ordenado en regiones de la nube.

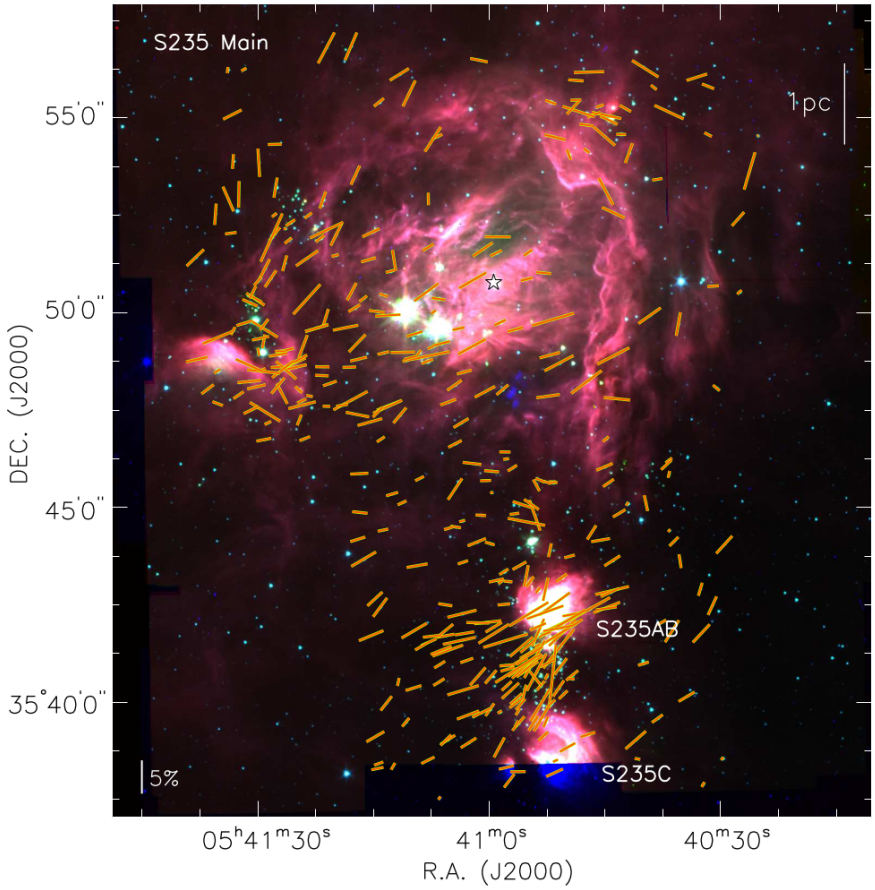


Figura 1.19: Morfología del campo magnético en el complejo S235. La polarización de la luz estelar de fondo en el NIR se indican por los pseudo vectores rojos-amarillos. La longitud de los vectores indican el porcentaje de polarización, la longitud de un vector de referencia se muestra en la esquina inferior izquierda. El ángulo de posición de estos vectores trazan las orientaciones del campo magnético en el complejo S235. Imagen de fondo, imagen de tres colores en el mediano infrarrojo del complejo S235, usando las bandas de Spitzer IRAC a 8 μm (rojo), 4.5 μm (verde) y 3.6 μm (azul). (Devaraj et al. 2021)

Un resultado destacado obtenido de las observaciones de polarización en banda H es la morfología curva del campo magnético alrededor de 'S235 Main'. Este patrón coincide con la ubicación y morfología de un cascarón de la región foto-disociada en el mediano infrarrojo

que abarca la región HII en expansión. El cascarón se crea cuando la expansión de la región HII empuja el material alrededor por radiación y presión térmica. A medida que se expande el frente de ionización, provoca falta de homogeneidad y cambios en la densidad del material. Por lo tanto, el gas se comprime y parece trazar una morfología como cascarón. Y ya que el campo magnético se acopla al gas, las líneas del campo son arrastradas en este proceso causando que sigan ese patrón esférico.[14]

- Polarización en Frosty Leo

  Frosty Leo es una nebulosa pre planetaria, identificada algunas veces como IRAS 09371+1212. Las nebulosas pre planetarias son envolventes de estrellas de masa baja e intermedia ($< 8M_{\odot}$) en el estado de transición entre la rama asintótica gigante (AGB, por sus siglas en inglés) y la fase de nebulosa planetaria. Cuenta con una estrella central de tipo espectral K7III o II y se estima a una distancia entre 1.7 y 4.3 kpc.[15]

  Se observan principalmente por luz esparcida en el óptico y en el NIR. Cuando un haz de luz no polarizado se propaga en cierta dirección, al incidir sobre un centro de esparsión (carga, átomo o molécula) este se polarizará de forma perpendicular a la dirección original del haz. De esta manera las cargas, átomos o moléculas se comportan como pequeñas antenas que irradian perpendicularmente a la luz incidente. Por este motivo, se espera observar luz linealmente polarizada en dichas longitudes de onda.

  Observando con POLICAN en banda H del cercano infrarrojo (1.63 μm) se obtuvieron los parámetros de Stokes Q y U para obtener el grado y ángulo de polarización. A partir de estos valores se realizaron mapas que representan estos parámetros sobre la región estudiada, figura 1.20. De manera similar a la figura 1.19, la longitud de los vectores es proporcional al grado de polarización lineal, con un vector de escala como referencia mostrado en la esquina inferior derecha y la inclinación representa el ángulo de polarización.

  Gracias a las observaciones en Frosty Leo en banda H se revelaron estructuras interesantes que se dividieron en tres zonas principalmente y se calculó el grado y ángulo de polarización. Los resultados se presentan a continuación.

  La primera característica notable es la envolvente extendida (EE, círculo verde) que sobresale de los lóbulos bipolares del objeto, tiene forma circular y cuenta con un diámetro de 35 segundos de arco (arcsec). Dentro de esta región se estimó un grado de polarización del 20 % y los vectores de polarización muestran una alineación este-oeste con una inclinación promedio de $79° \pm 10°$.[15] Se cree que el mecanismo que origina el patrón de vectores de polarización alineados es debido al esparcimiento múltiple, esto podría ocurrir cuando la envoltura no esta iluminada directamente por la estrella central, si no por la luz polarizada previamente, que al alcanzar la envoltura vuelve a esparcirse por el material interno y esto resulta en el patrón de polarización alineado.

  La segunda estructura de interés, es la envolvente cincunestelar de gas y polvo, outflows diametralmente opuestos formados por la pérdida de masa durante la etapa de AGB, están delimitados por los contornos negros en la figura 1.20. Dentro de la envolvente se identificaron tres clumps (dos hacia el norte y uno hacia el sur del ecuador) y dos más en el límite de los outflows bipolares (identificados como NS y SS). El grado de polarización oscila entre el 36 % hasta el 70 %.[15] A lo largo del eje mayor los vectores de polarización siguen un patrón centrosimétrico, lo que sugiere esparcimiento único como mecanismo de

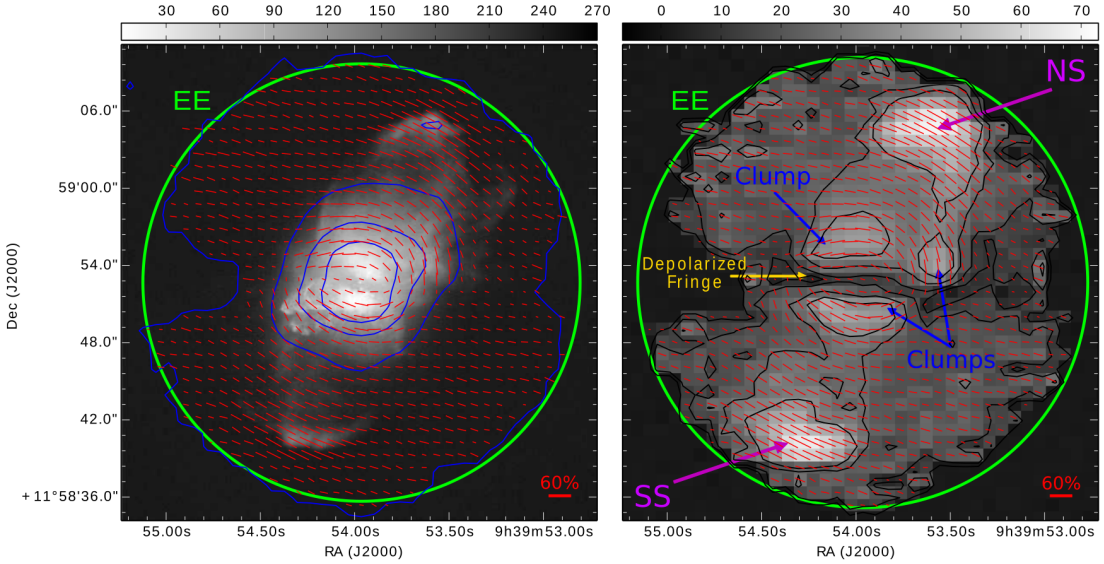


Figura 1.20: Mapas de polarización de Frosty Leo en banda H. A la izquierda se muestra una imagen compuesta por los filtros F606W y F814W del Hubble Space Telescope de Frosty Leo con vectores superpuestos (rojo). La intensidad total se muestra cada 2 magnitudes en contornos azules. A la derecha se muestra el grado de polarización en escala de grises. Con niveles de contorno al 16 %, 26 % y 36 % de polarización para resaltar las estructuras reveladas por los datos. El círculo verde tiene un diámetro de 35 segundos de arco (arcsec) e indica el tamaño y geometría de la envolvente extendida. (Serrano et al. 2020)

polarización.

Finalmente, a lo largo del ecuador hay una región estrecha de baja polarización identificada como 'Depolarized Fringe' en la figura 1.20. Los vectores de polarización en esta región se alinean de forma paralela al ecuador y muestran un grado de polarización promedio del 11 %. El mecanismo por el cual se genera la polarización observada se podría atribuir al dicroísmo, esto indicaría la presencia de granos alineados y, posiblemente, un campo magnético ordenado con una orientación paralela al ecuador. Sin embargo esta teoría no es concluyente ya que se necesitarían más observaciones para determinar esto.[15]

Como se puede notar, la polarización es una herramienta útil para estudiar diversos sistemas astrofísicos, lo que nos permite revelar estructura, estudiar campos magnéticos, conocer las etapas anteriores de evolución estelar, entre otros. Las mediciones polarimétricas permiten a la comunidad astronómica conocer mucho más sobre un objeto de lo que podrían aprender si simplemente midieran su brillo.

Capítulo 2

NGC 2068

2.1. La Nube Molecular de Orión

2.1.1. Reseña histórica

Una de las estructuras más brillante de la Nube Molecular de Orión es la Nebulosa de Orión o M42, al ser un objeto muy brillante en el cielo nocturno, las primeras observaciones realizadas a la nube molecular completa fue a través de la Nebulosa de Orión.

Fue descrita por primera vez por Nicholas Peiresc, quien realizó las primeras observaciones a este objeto durante noviembre y diciembre de 1611. Afirmando en sus anotaciones que se sorprendió al encontrar "una pequeña nube iluminada". Posteriormente, el astrónomo y matemático suizo Johann Baptist Cysat en 1618 comparó esta región con la cola de un cometa que era visible en esa época.

Sorprendentemente, no hay referencias del objeto antes de esa época a pesar de que otros astrónomos como Ptolomeo o Al Sufi mencionaban "nebulosas" en su textos astronómicos. Incluido Galileo Galilei, quien nunca mencionó este objeto a pesar de que en 1610 fue una de las primeras áreas observadas extensivamente con su nuevo telescopio. Notando únicamente un incremento en el número de estrellas de la región. Realizó un dibujo de las estrellas observadas en Orión y lo agregó en *Sidereus Nuncius*, figura 2.1.

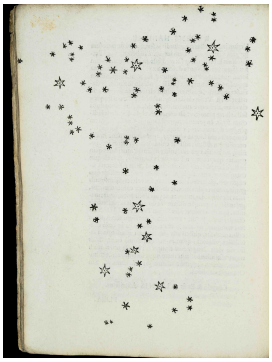


Figura 2.1: Estrellas observadas por Galileo Galilei en Orión, incluye el cinturón de Orión, la espada y el asterismo del espejo de Venus. (Siderius Nuncius, 1610)

En 1656, Christiaan Huygens realizó observaciones a detalle de la nebulosa con un telescopio construido por él, con aumento de 43×, observó la nebulosa subdividiendo en diferentes estrellas y realizando una descripción detallada del objeto, dichos resultados los publicó en *Systema Saturnium*.

En 1769, Charles Messier incluyó la nebulosa en su catálogo de 103 objetos, separando la nebulosa en dos partes y nombrándolas M42 y M43. Describió la región e incluyó un dibujo en su trabajo *Mémoires de l'Académie Royale*, figura 2.2. En 1780, realizando observaciones alrededor del área incluyó en su catálogo a la nebulosa de reflexión M78, estructura cercana al cinturón de Orión.

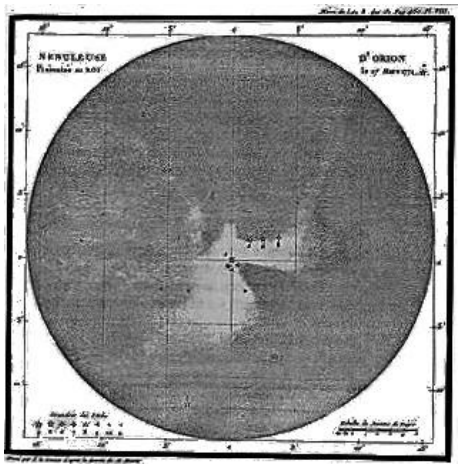


Figura 2.2: Dibujo de la nebulosa de Orión realizado por Charles Messier en 1771. (Mémoires de l'Académie Royale, 1771)

Entre 1774 y 1810, William Herschel observó Orión notando su verdadera naturaleza y escribiendo sus observaciones en *Nebula Hypothesis*. Al comparar los bocetos de sus observaciones a lo largo de los años notó cambios de apariencia en la estructura interna de la nebulosa, figura 2.3. En 1786 descubrió NGC 1977, ubicado al norte de la Nebulosa de Orión.

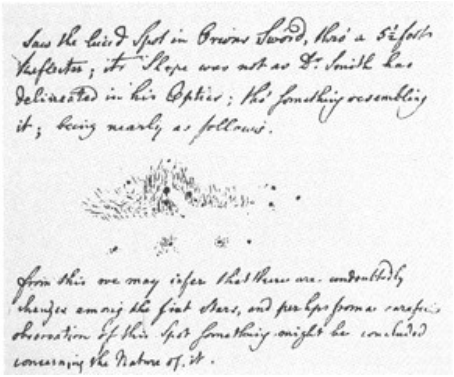


Figura 2.3: Boceto de la nebulosa de Orión realizado por William Herschel incluido en su diario de observación en 1774.

El análisis que confirmó su estructura gaseosa fue realizada por William Huggins en 1865. Por su parte, Henry Draper en 1882 realizó la primera fotografía astronómica tomada a este

objeto revelando su auténtica estructura, figura 2.4. Durante años posteriores se descubrieron otros objetos en la nube molecular completa, tal como la Nebulosa Cabeza de Caballo, NGC 1973, NGC 1975, entre otras. A partir de entonces, las observaciones visuales del objeto llegaron a su fin implementando nuevas técnicas que abrían paso en el estudio de la gran nube molecular.[16]

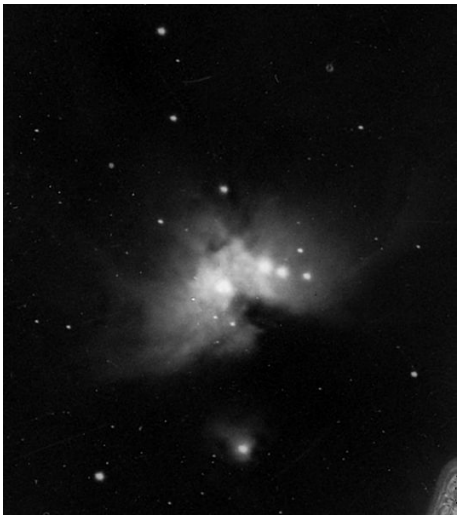


Figura 2.4: Primera fotografía tomada a la nebulosa de Orión por Henry Draper en 1882. (Draper, H. 1882)

2.1.2. Complejo Molecular de Orión

El Complejo Molecular de Orión, o simplemente Complejo de Orión, se encuentra a $\sim$ 450 pc de distancia ($\sim$ 1500 años luz), tiene un diámetro de $\sim$ 73 pc ($\sim$ 240 años luz) y se extiende $\sim$ 30 grados.[17] Es una zona de vital importancia, ya que es una de las regiones con formación estelar más activa, cercana y brillante del cielo nocturno. Debido al calor expedido durante el proceso de formación estelar el complejo es muy brillante en longitudes de onda infrarroja.

Al ser un lugar muy grande en el cielo, cuenta con diferentes estructuras llamativas como nebulosas oscuras, nebulosas de emisión, nebulosas de reflexión y regiones HII. Entre ellas se encuentra el **Bucle de Barnard**, una nebulosa de emisión en forma de arco que cubre la **Nebulosa de Orión (M42)**, la **Nebulosa Cabeza de Caballo**, la **Nebulosa de la Flama (NGC 2024)** y la nebulosa **M78**. Además, cubre las estrellas que conforman el **Cinturón de Orión** cuyos nombres de izquierda a derecha, en la figura 2.5, son **Alnitak**, **Alnilam** y **Mintaka**. Otras estrellas brillantes del complejo es la supergigante roja **Betelgeuse**, **Bellatrix**, **Saiph** y la más brillante, la supergigante azul, **Rigel**.

En la figura 2.5 también se incluyen diversas nebulosas de reflexión brillantes, discutidas en la sección 1.2.3. Entre ellas, la estructura conocida como **Nebulosa Cabeza de Bruja (NGC 1909)**, se cree que la nube de gas y polvo es iluminada por la estrella **Rigel**. También se incluye la **Nebulosa del Corredor (NGC 1977)**, ubicada al norte de **M42** y al noroeste se encuentra **NGC 2068**. Muchas otras nebulosas de reflexión se ubican dentro del complejo molecular de Orión.

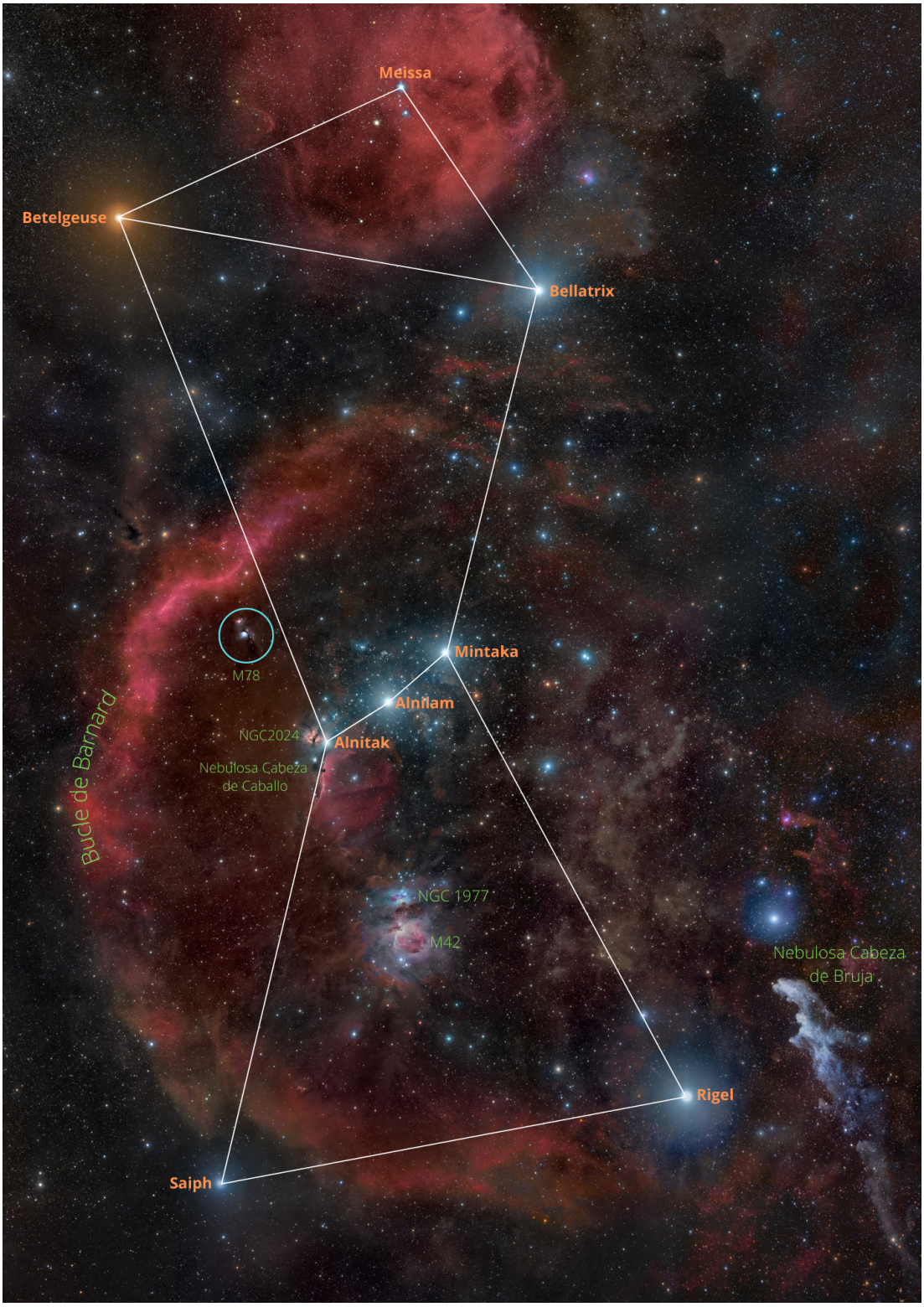


Figura 2.5: Distribución de estructuras llamativas en el Complejo Molecular de Orión. Imagen de fondo, mosaico de imágenes telescópicas en filtros de banda ancha R, G, B y H_α. (Andreo B. R. 2010)

2.1.3. Orión A y Orión B

El Complejo Molecular de Orión se divide en dos nubes moleculares gigantes. La primera es conocida como **Orión A**, es una de las regiones de formación estelar activas más cercanas. Se ubica a una distancia de 414 ± 7 pc de la Tierrra (Menten et al. 2007) y tiene una masa de 1×10^5 $M_\odot$ (Maddalena et al. 1986). Se encuentra dentro del bucle de Barnard e incluye estructuras como la Nebulosa de Orión (M42), la Nebulosa de Mairan (NGC 1982) al norte y la Nebulosa del Corredor (NGC 1977) con NGC 1973 y 1975, siendo NGC 1977 la superficie dominante.

La segunda es conocida como **Orión B**, de igual manera se ubica a una distancia relativamente cercana de nosotros, a ~ 400 pc y tiene una masa de $\sim 7 \times 10^4$ $M_\odot$. Se ubica al este del famoso Cinturón de Orión, donde Alnitak brilla en el primer plano de la nube. A partir de estudios de CO se han identificado cinco principales regiones de formación estelar, NGC 2024, NGC 2071, LBS 23, NGC 2063 y NGC 2068.[20] Siendo este último, el objeto principal de investigación de la presente tesis.

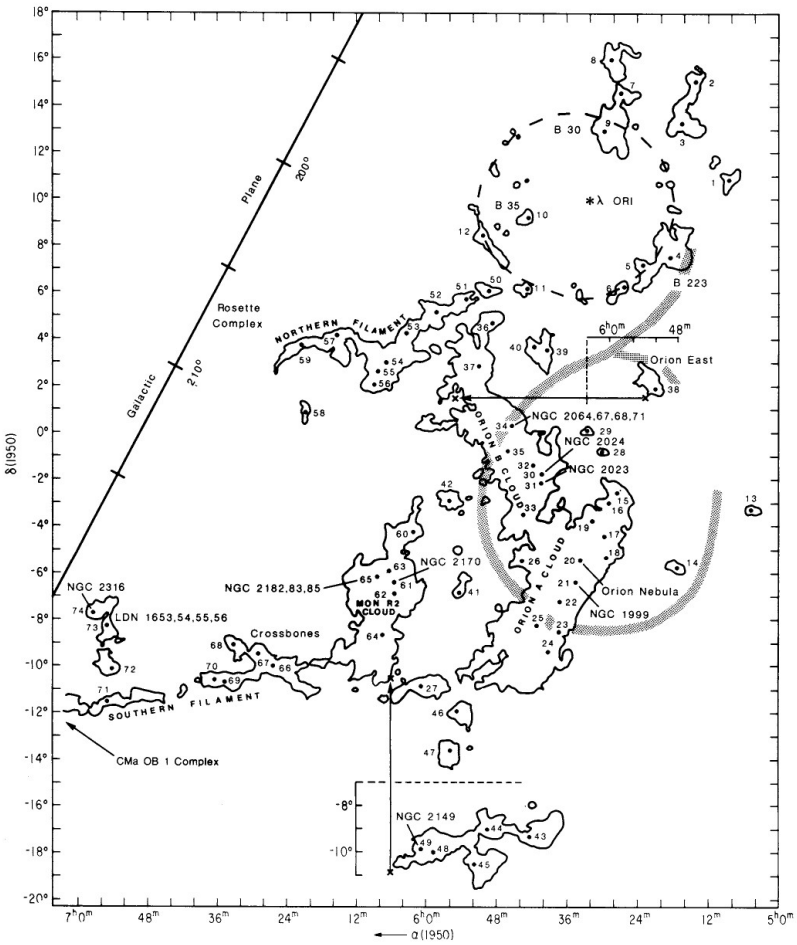


Figura 2.6: Diagrama esquemático Complejo Molecular de Orión - Monoceros. A la derecha se incluye Orión A y Orión B con sus estructuras asociadas. La sombra arqueada indica el Bucle de Barnard. (Maddalena et al. 1986)

2.2. NGC 2068

NGC 2068 forma parte de la nube molecular gigante de Orión B y se ubica al noroeste del cinturón de Orión. Fue descubierta en 1780 por Pierre Méchain y fue incluida por Charles Messier en su catálogo ese mismo año como M78. Con una magnitud aparente de 8.3 es la nebulosa de reflexión más brillante entre un grupo de nebulosas que incluyen NGC 2064, NGC 2067 y NGC 2071, todas en M78.

Se ubica a una distancia de 383 ± 7 pc (Kounkel et al. 2017), tiene una edad aproximada de 2 ± 1 Myr (Castellanos et al. 2011), se encuentra a una ascensión recta de $05^h46^m45.8^s$ y una declinación de $+00°04^m45.0^s$ (J2000) y tiene un tamaño aparente de 8×6 arcmin.

Al ser una nebulosa de reflexión, la estrella responsable de la iluminación es HD38563 N, de tipo espectral B2 III. Otras estrellas de tipo temprano son las estrellas HD38563 A, de tipo espectral B3 - B5 y HD38563 C, de clase espectral A0 II. Todas son estrellas jóvenes con edades de $\sim 10^5$ años.[22]

En el visible se observa una banda de gas y polvo que atraviesa de norte a sur y es capaz de absorber la radiación de las estrellas de fondo, por este motivo el filamento se torna oscuro. Sin embargo, la nebulosa esta expuesta a estrellas lo suficientemente brillantes para excitar la emisión IR del polvo. Además, observando en esta longitud de onda es posible analizar las estrellas de fondo.

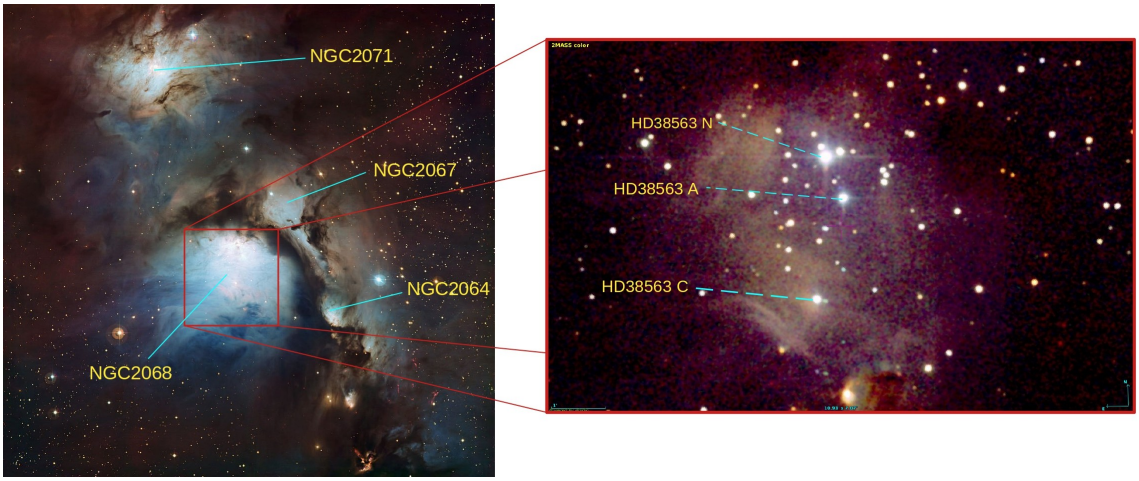


Figura 2.7: A la izquierda, imagen en el visible donde se muestra la distribución de nebulosas de reflexión en M78, donde se incluye NGC 2064, NGC 2067, NGC 2068, enfatizando la región encerrándola en un rectángulo rojo, y NGC 2071, ubicación indicada con la línea sólida cian. La imagen de fondo fue capturada usando la cámara Wild Field Imager del telescopio MPG/ESO de 2.2 metros en el Observatorio La Silla Chile. (ESO/Igor Chekalin) A la derecha, imagen en el infrarrojo cercano de NGC 2068 donde se muestra la distribución de las estrellas importantes, indicadas con líneas punteadas cian. HD38563 N es la responsable de hacer brillar a la nube de gas y polvo. La imagen de fondo es una composición de las bandas en el cercano infrarrojo J (1.23 μm), H (1.66 μm) y K (2.16 μm) de 2MASS usando los telescopios en Mt. Hopkins, AZ y en CTIO, Chile. (Generada con Aladin)

2.2.1. Observaciones en CO

Las nubes moleculares son sitios de formación estelar, de acuerdo en la teoría presentada en la sección 1.1.3, con las líneas de transición rotacional de la molécula de monóxido de carbono (CO)

y sus variantes isotópicas es posible observar a las nubes moleculares, investigar su distribución, sus propiedades físicas y cinemáticas, que pueden ayudarnos a entender el proceso de formación estelar. Las líneas de transición rotacional bajas, J = 1-0, del CO y sus isótopos son buenos trazadores de masa del gas molecular desde densidades relativamente bajas ($\sim 10^2\ cm^{-3}$) hasta densidades altas ($\gtrsim 10^4\ cm^{-3}$). Además por su bajo coeficiente de emisión espontánea, A_{10}, el CO puede excitarse por colisión incluso a densidades pequeñas, haciendo de las transiciones rotacionales bajas buena evidencia del gas molecular. Las líneas de los isótopos ^{12}CO y ^{13}CO, en transiciones bajas, han sido usadas para realizar observaciones de gran escala cubriendo áreas grandes de varios sitios de formación estelar.[23]

Yoda et al. (2010) sugiere que el nivel J = 2 se excita subtérmicamente hacia muchas de las nubes moleculares, lo que indica que la línea J = 2-1 también se puede usar para rastrear la densidad del gas molecular. Además, las líneas de transición J = 2-1, conocidas como líneas de excitación alta, se han utilizado para determinar las densidades y temperaturas locales por lo que también son importantes para diagnosticar el estado evolutivo de las nubes moleculares.

El telescopio mm/submm de 1.85 m ubicando en el *Nobeyama Radio Observatory* realizó observaciones de enero a mayo de 2011. Observando simultáneamente las líneas de transición rotacional J = 2-1 de las moléculas ^{12}CO, ^{13}CO y C^{18}O, logrando cubrir un área de 55 $grados^2$ alrededor de las nubes moleculares gigantes Orión A y Orión B. Obtuvieron como resultado cubos de datos de cada molécula, y liberados como datos públicos para su análisis, están disponibles en formato *FITS*[1] en la página web: *The 1.85m Telescope CO(2-1) Orion Survey*, http://www.astro.s.osakafu-u.ac.jp/ nishimura/Orion/.

Los cubos de datos que cubren los 55 $grados^2$ alrededor de las nubes moleculares Orión A y Orión B tienen un tamaño en el eje x de 720 (en píxeles) que recorre un rango de 203.99 a 215.96 grados (longitud galáctica), en el eje y un tamaño de 480 píxeles que van desde -21.00 a -13.00 grados (latitud galáctica) y en el eje z, o bien, el eje espectral, con un promedio de 2400 canales recorren desde -100.041 $km\ s^{-1}$ hasta los 100.041 $km\ s^{-1}$.

La figura 2.8 muestra la distribución de la emisión captada en ^{12}CO observada con el telescopio de 1.85 m. La intensidad fue calculada integrando el espectro entre $v_{LSR} = 0$ y $v_{LSR} = 20\ km\ s^{-1}$ donde se presenta emisión. Las nubes moleculares de Orión A y B fueron cubiertas completamente con buena sensibilidad y resoluciones angulares y de frecuencia. Orión B se localiza en la parte superior derecha de la figura 2.8. La máxima intensidad se localiza hacia NGC 2068 ($l = 205.^\circ37$, $b = -14.^\circ33$). La nube molecular de Orión B se dividió en tres regiones: la parte sur, que incluye NGC 2023 y NGC 2024 (*Southern cloud*); la parte norte, que incluye NGC 2068 y NGC 2071 (*Northern cloud*) y la parte central (*Second component*), que es sólo emisión extendida difusa y no está relacionada con *Northern Cloud* y *Southern Cloud*.[23]

Para analizar las propiedades físicas de NGC 2068, fue necesario recortar el cubo de datos original, figura 2.9. De esta manera, la región estudiada fue un cuadrado de $1.^\circ05 \times 1.^\circ05$ centrado en las coordenadas (J2000) A.R. = $05^h46^m46.798^s$, Dec = $+00^\circ05^m41.635^s$, debido a su cercanía se incluyó a NGC 2071. Se mantuvo únicamente aquellos canales donde se presenta la mayor emisión de las moléculas, ente 2.00 $km\ s^{-1}$ y 17.00 $km\ s^{-1}$, un promedio de 150 canales.

[1] El formato *Flexible Image Transport System (FITS)* es usado ampliamente por astrónomos para almacenar imágenes y también datos como espectros electromagnéticos, listas de fotones, cubos de datos, etc. Es compatible con distintas aplicaciones astronómicas que permiten su visualización y manipulación. Cada archivo FITS contiene un encabezado con palabras claves que definen la región de datos n-dimensional, como la fecha de creación del archivo, número de ejes, tamaño de cada eje, unidades con sus respectivos rangos, etc. Específicamente, un cubo de datos en formato FITS contiene 3 ejes, usualmente, dos dimensiones espaciales (A.R. y Dec, longitud y latitud galáctica, entre otros) y una dimensión espectral (frecuencia, longitud de onda o velocidad).

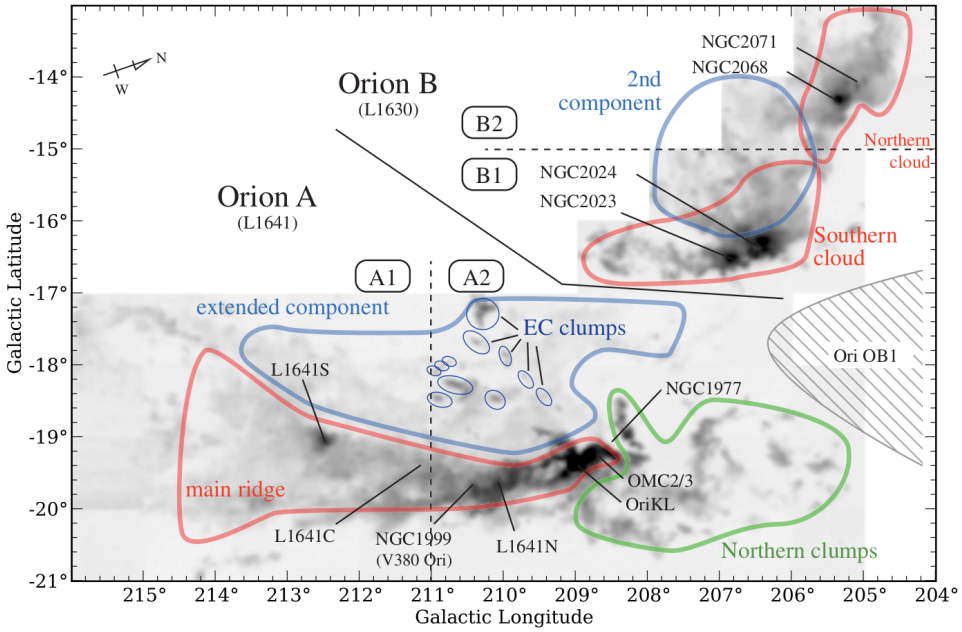


Figura 2.8: Mapa de emisión de ^{12}CO, se muestran las regiones mapeadas por el telescopio de 1.85 m de *Nobeyama Radio Observatory*. Las zonas más grises representan las distribuciones de intensidad máxima de la emisión de ^{12}CO. (Nishimura et al. 2015)

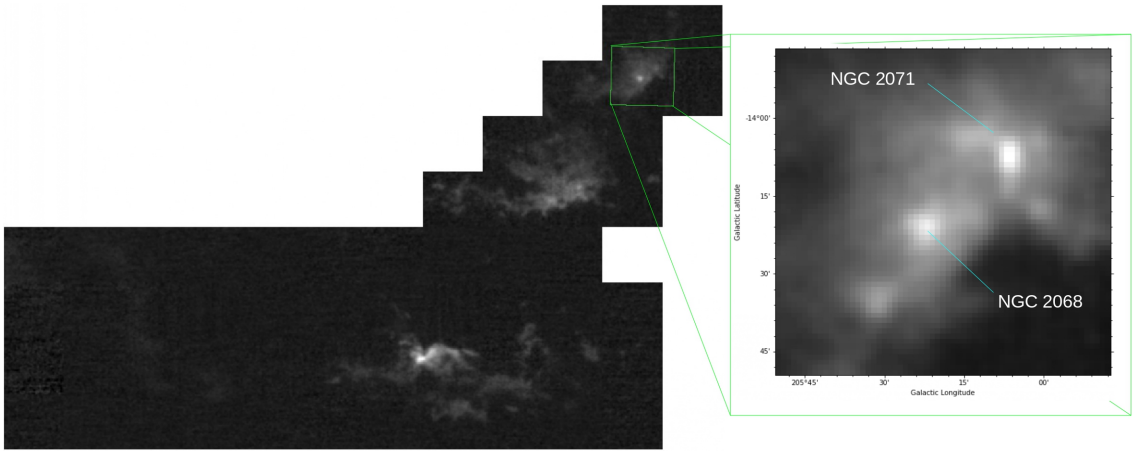


Figura 2.9: Sección recortada del cubo original. NGC 2068 ubicado al norte de Orión B es la zona de más emisión, se encierra en un cuadrado verde e incluye NGC 2071, se indica su ubicación con la línea sólida cian. A la derecha se incluye un mapa de velocidad integrada con coordenadas galácticas donde se muestra la zona central de la nebulosa.

2.2.2. Parámetros físicos de NGC 2068

El Software de Observaciones Sintéticas (SOS) es una herramienta desarrollada para Python 3 por el Mtr. Marcial Becerril Tapia y el equipo "Astropol" de INAOE. Permite realizar análisis de cubos de datos sintéticos y observacionales de nubes moleculares, cuenta con una interfaz interactiva que permite manipular las regiones completas o en segmentos. Se pueden calcular parámetros físicos como masa, densidad de columna y temperatura, además genera mapas que permiten visualizar la distribución de intensidad de los parámetros y mapas de momento, entre otras características.

Usando SOS y con los cubos de datos de ^{12}CO, ^{13}CO se calculó la masa de gas, densidad de columna del H_2 y temperatura de excitación de la nube. Además se generaron mapas que permiten la visualización de la distribución de estos parámetros sobre el mapa de emisión de la molécula, de la zona NGC 2068-2071.

Obtención de parámetros físicos

La temperatura y la densidad de columna se calcularon bajo la suposición de que la línea de ^{13}CO es ópticamente delgada, la línea de ^{12}CO es ópticamente gruesa y existe termalización completa, es decir, el estado energético de las partículas del medio viene controlado por las colisiones, de esta manera, coincide la temperatura de excitación y cinemática, $T_k = T_{ex}(^{12}CO) = T_{ex}(^{13}CO) = T_{ex}$. Para el cálculo de masa, además, se incluyó la suposición de Equilibrio Termodinámico Local (LTE, por sus siglas en inglés).

La intensidad de radiación emitida por una fuente, I_ν, puede variar a lo largo del camino recorrido l. Esta variación puede describirse en términos de un coeficiente de absorción, κ_ν, cuyo significado es la atenuación por unidad de longitud a la frecuencia ν, y en términos del coeficiente de emisión, j_ν, cuyo significado es la intensidad generada por unidad de longitud, de esta forma la ecuación de transporte radiativo es:[2]

$$\frac{dI_\nu}{dl} = -\kappa_\nu I_\nu + j_\nu. \tag{2.1}$$

La ecuación 2.1 puede escribirse en términos de la profundidad óptica τ_ν, una cantidad adimensional y de la función fuente S_ν, con dimensiones de intensidad. Términos definidos a partir de los coeficientes de absorción y de emisión por:[2]

$$d\tau_\nu = \kappa_\nu dl, \tag{2.2}$$

$$S_\nu = \frac{j_\nu}{\kappa_\nu}. \tag{2.3}$$

Utilizando estas variables, suponiendo que la interacción radiación-materia se extiende desde $l = 0$ hasta $l = L$ y que la fuente es constante dentro de la región se puede integrar la ecuación 2.1, obteniendo

$$I_\nu(\tau_\nu) = I_\nu(0)e^{-\tau_\nu} + S_\nu(1 - e^{-\tau_\nu}). \tag{2.4}$$

Cuando la profundidad óptica es mucho menor a la unidad, $\tau_\nu \ll 1$, la región es **ópticamente delgada** (transparente). En la aproximación ópticamente delgada, la intensidad de fondo, incluida la radiación emitida por toda la región sumada para todas las capas se observa sin ninguna atenuación. Cuando la profundidad óptica es mucho mayor a la unidad, $\tau_\nu \gg 1$, decimos que la

región es **ópticamente gruesa** (opaca). Por este motivo, se pierde toda información sobre la intensidad de fondo y la radiación observada proviene esencialmente de la capa superficial de la región.[2]

El equilibrio termodinámico es un equilibrio entre la radiación y la materia, como el que se alcanza en una cavidad ideal que se utiliza para establecer las propiedades teóricas del cuerpo negro. Sin embargo, el equilibrio no se da prácticamente nunca. Una región se puede aproximar al equilibrio termodinámico cuando la materia está en equilibrio, pero la radiación está desacoplada de la materia, a este estado se le conoce como Equilibrio Termodinámico Local (LTE). Es la situación a la que tiende un sistema cuando su densidad crece y el estado energético de las partículas del medio viene controlado por las colisiones, de esta manera, coinciden la temperatura de ionización, de excitación y cinemática, $T_{ion} = T_{ex} = T_k$, es decir, los estados están termalizados.[2]

- Temperatura:

  Para calcular la temperatura de excitación se utiliza la ecuación del transporte radiativo para la línea observada, puesto que el ^{12}CO es ópticamente grueso, esta dada por

$$T_L^{12} = J^{12}(T_{ex}) - J^{12}(T_{bg}). \tag{2.5}$$

  De la ecuación 2.5 se despeja T_{ex}, obteniendo

$$T_{ex} = \frac{h\nu/k}{\ln\left[1 + \frac{h\nu/k}{T_L^{12} + J^{12}(2.7)}\right]}. \tag{2.6}$$

  Para la transición J = 2-1, se obtiene la ecuación 2.7:[2]

$$T_{ex} = \frac{11.06}{\ln\left[1 + 11.06/(T_L^{12} + 0.19)\right]}. \tag{2.7}$$

  Con la ecuación anterior, la temperatura de excitación promedio reportada por SOS fue de 14.89 K con una temperatura máxima de 36.41 K. En la figura 2.10 se muestra el mapa del parámetro T_{ex} (K) contra longitud galáctica (GLON_CAR) y latitud galáctica (GLAN_CAR). La temperatura máxima reportada se ubicada al centro de la emisión de NGC 2068. Nishimura et al. (2015), para la misma región, reportó una temperatura de excitación entre 20 K - 50 K, el valor tiende a ser más alto en regiones de formación estelar activas.

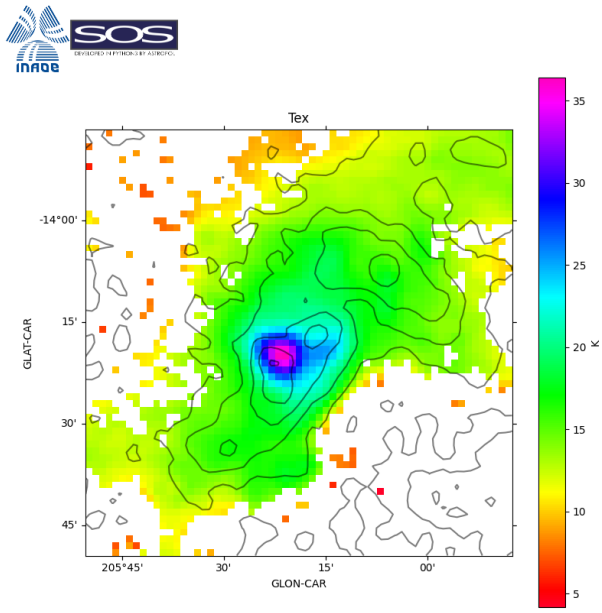


Figura 2.10: Mapa del parámetro T_{ex} para NGC 2068-2071. Los contornos negros representa la emisión de la molécula ^{13}CO. La temperatura máxima se encuentra en la zona central de NGC 2068. (Mapa obtenido con el programa SOS)

- Densidad de columna de H_2:

  La densidad de columna, o densidad columnar, representa la cantidad de partículas por unidad de área que se encuentra a lo largo de una línea de visión. Para obtener la densidad de columna del H_2 es necesario conocer la densidad de columna total de la molécula de ^{13}CO, esta expresión viene dada por la ecuación 2.8:[2]

$$N^{13} = \frac{16\pi k\nu^2}{3hc^2 A_{21}} \left[\frac{\Delta v}{km\ s^{-1}}\right] \left[\frac{T_{ex}}{K}\right] \frac{\tau_0^{13}}{1 - e^{-h\nu/kT_{ex}}}, \tag{2.8}$$

  donde τ_0 es la profundidad óptica, ν es la frecuencia de transición, A_{21} es el coeficiente de emisión espontánea para la transición J = 2-1, Δv es el ancho de línea y T_{ex} es la temperatura de excitación.
  La densidad de columna del H_2 puede hallarse a partir de la densidad columnar del ^{13}CO, si se conoce la abundancia relativa entre ambas moléculas, se adoptó el valor $\left[^{13}CO/H_2\right] = 5 \times 10^5$ (Dickman, 1978).

  La densidad de columna promedio de la molécula H_2 calculada fue de $14.1 \times 10^{21}\ cm^{-2}$, valor cercano al reportado por Nishimura et al. (2015) en su análisis, $20.3 \times 10^{20}\ cm^{-2}$. La figura 2.11 muestra el mapa de este parámetro, nombrado como NH2 en SOS, (con unidades cm^{-2}). De acuerdo a la escala de colores, se puede observar que la zona más densa es la región central de NGC 2068 y NGC 2071.

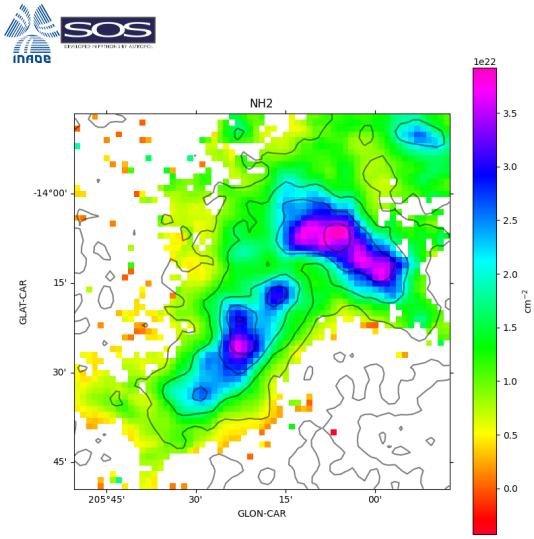


Figura 2.11: Mapa del parámetro NH2 para NGC 2068-2071. Los contornos negros representa la emisión de la molécula ^{13}CO. Las zonas con más densidad se localizan al centro de NGC 2068 y NGC 2071. (Mapa obtenido del programa SOS)

- Masa:

La masa LTE del gas, M_{LTE}, se obtiene a partir de la densidad de columna de ^{13}CO usando la expresión 2.9:[24]

$$\left[\frac{M_{LTE}}{10^4\ M_\odot}\right] = 3.25 \times \left[\frac{Re}{5\ pc}\right]^2 \times \left[\frac{N(^{13}CO)}{10^{17}\ cm^{-2}}\right]. \tag{2.9}$$

Donde $N(^{13}CO)$ se obtiene integrando la densidad de columna del ^{13}CO en cada píxel y Re es el radio efectivo con la ecuación $Re = \sqrt{A/\pi}$ donde A es el área de la nube.[24] De esta manera, la masa del gas calculada fue de $1.5 \times 10^3\ M_\odot$ aproximadamente una tercera parte del valor reportado por Nishimura et al. (2015), ya que bajo la misma suposición de LTE, reportó una masa del gas de $4.0 \times 10^3\ M_\odot$.

La figura 2.12 muestra el mapa del parámetro M_{LTE} (en $M_\odot$) de longitud galáctica (GLON_CAR) contra latitud galáctica (GLAN_CAR). Se puede observar que las zonas con más masa de gas es la región central de NGC 2068 y NGC 2071, de manera similar a la densidad de columna del H_2.

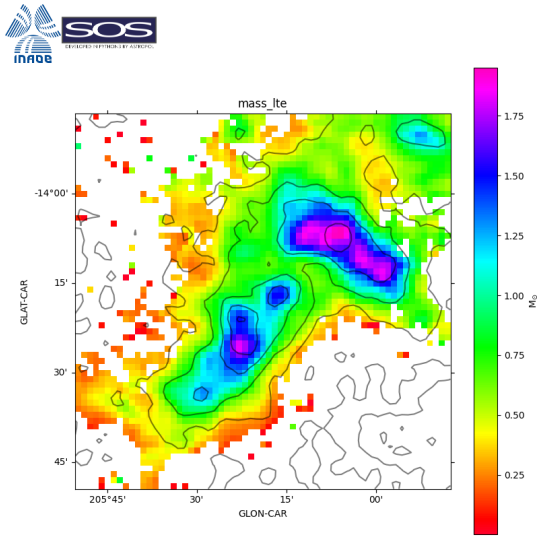


Figura 2.12: Mapa del parámetro M_{LTE} para NGC 2068-2071. Los contornos negros representa la emisión de la molécula ^{13}CO. La zona con más masa es al centro de NGC 2068 y NGC 2071. (Mapa obtenido del programa SOS)

Los parámetros físicos finales de la región NGC 2068 - NGC 2071 obtenidos con SOS se resumen en la tabla 2.1.

Nube molecular	
MC ID:	NGC2068 - NGC2071
Distancia:	383.0 pc
Diámetro angular:	1 deg
Propiedades físicas	
Masa del gas	
LTE:	1.5e+3 $M_\odot$
Densidad columnar promedio	
H_2:	14.1e+21 cm^{-2}
Temperatura de excitación promedio	
T_{ex}:	14.89 K

Tabla 2.1: Parámetros físicos para la región NGC 2068 - NGC 2071 calculados con el Software de Observaciones Sintéticas (SOS).

Capítulo 3

Observaciones Polarimétricas en NIR

3.1. Observatorio Astrofísico Guillermo Haro

El Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (OAGH), figura 3.1, se ubica en la ciudad de Cananea, Sonora, México. Se nombró en honor al investigador y científico mexicano Guillermo Haro Barraza. Se inauguró el 8 de septiembre de 1987 e inició operaciones en 1992. Pertenece y es operado por el Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica (INAOE).

Cuenta con un espejo primario de 2.12 metros y un secundario hiperbólico de 50 centímetros de diámetro, resultando en un telescopio reflector de sistema óptico Ritchey-Chrétien, derivado del Cassegrain. Tiene una montura ecuatorial, una distancia focal de 25 metros y una razón focal de $f/12$.[26]

Figura 3.1: OAGH y telescopio de 2.12 m del OAGH. (http://oagh.org.mx)

Cuenta con diversos instrumentos que le permite estar a la vanguardia mundial de las investigaciones astronómicas. Entre ellos la Cámara Infrarroja Cercano de Cananea (CANICA).

3.1.1. CANICA

CANICA, figura 3.2, es un instrumento diseñado para obtener imágenes de objetos celestes en el infrarrojo cercano en el rango de 0.85 a 2.4 μm. Este rango es divido en tres bandas principales J (1.24 μm), H (1.63 μm) y K' (2.12 μm), aunque cuenta con dos ruedas de filtros en banda ancha y angosta, tabla 3.1.[26]

Posición	Rueda 1 $\lambda_c/\Delta\lambda$	Nombre de filtro	Rueda 2 $\lambda_c/\Delta\lambda$	Nombre de filtro
1	DARK	DARK	1.246/0.163	J
2	2.248/0.036	H_2, (2-1)	1.633/0.296	H
3	2.178/0.025	H_2, $(1-0)z$	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	FeII
6	Vacío	Vacío	1.688/0.017	FeII z
7	1.026/0.049	Z	2.059/0.030	He I_B
8	1.077/0.019	He 1_A	2.189/0.032	He I_C
9	1.096/0.017	$Pa\ \gamma$	2.269/0.030	K-cont
10	Vacío	Vacío	2.168/0.030	$Br\ \gamma$
11	Vacío	Vacío	2.224/0.024	$Br\ \gamma\ z$
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	$H_2(2-1)z$
15	Vacío	Vacío	Vacío	Vacío

Tabla 3.1: Lista de filtros de CANICA. La posición de la rueda que muestra la palabra "Vacío" indica que en dicha posición no existe filtro.

Cuenta con un colimador y un reductor focal de Selenuro de Zinc (ZnSe) y Sulfuro de Zinc (ZnS), respectivamente. Estos materiales son transparentes en el NIR. El reductor focal proporciona un campo de 5.5 $\times$ 5.5 $arcmin^2$ con una escala de placa de 0.32 arcsec/píxel. Tiene un detector HAWAII de 1024 $\times$ 1024 píxeles hecho de Telururo de Cadmio de Mercurio (HgCdTe), la matriz cuenta con 4 cuadrantes independientes que tiene electrónica de lectura separada. Un criostato cilíndrico de aluminio cubre las componentes de CANICA que mantiene la temperatura entre 77 K a 80 K, esto garantiza su correcto funcionamiento.[26]

Figura 3.2: Cámara Infrarroja Cercano de Cananea (CANICA). (Serrano, E. O. 2021)

3.1.2. POLICAN

Ubicado delante de CANICA se encuentra el Polarímetro Lineal para CANICA (POLICAN), figura 3.3, es un polarímetro lineal de imágenes de infrarrojo cercano. Consiste en una placa de media onda (HWP, por sus siglas en inglés) súper acromática giratoria (1 - 2.7 μm) de 50 mm de diámetro como modulador y un polarizador de rejilla de alambre fijo como analizador de 4000 líneas/mm de 50 mm de diámetro.[26]

Con POLICAN se puede obtener los parámetros de Stokes al rotar la HWP en 4 ángulos fijos (0°, 22.5°, 45° y 67.5°). Se utiliza un motor a pasos para mover la HWP, de esta manera se obtiene la intensidad por cada ángulo que se combinan para obtener los parámetros Q y U de Stokes mediante las ecuaciones de la sección 1.3.3.

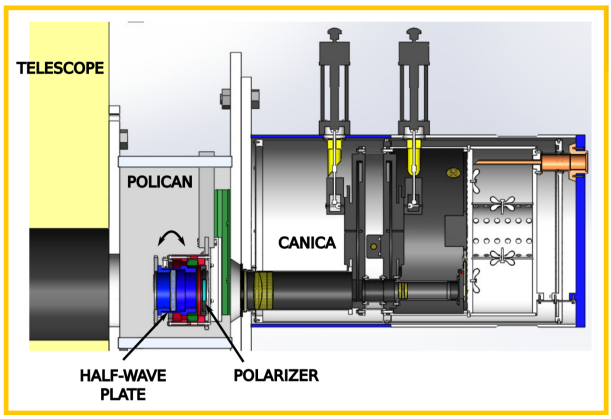


Figura 3.3: Vista de la sección transversal de un modelo 3D de POLICAN y CANICA. Se indica el polarizador, que se mantiene fijo, y la HWP, que rota 4 ángulos necesarios para obtener los parámetros de Stokes. (Serrano, E. O. 2021)

3.2. Observación de NGC 2068

Se realizaron observaciones astronómicas con el telescopio de 2.12 metros y los instrumentos anteriormente descritos en el OAGH de forma remota en cinco temporadas diferentes, que se enlistan a continuación:

Temporada	Fecha	Noches observadas
1	8 al 12 de diciembre - 2021	5
2	2 al 7 de enero - 2022	5
3	21 al 25 de noviembre - 2022	5
4	20 al 23 de diciembre - 2022	4
5	21 al 24 de enero - 2023	4

Tabla 3.2: Temporadas de observación realizadas en el OAGH vía remota.

La metodología de observación se presenta a continuación.

3.2.1. Preparación de la noche de observación

La observación remota consiste en conectarse con una computadora a la computadora que controla el telescopio del OAGH mediante la aplicación *AnyDesk*. Se accede al control con un

usuario y una contraseña mostrando así el panel de control del telescopio en la computadora en la que se accedió. En la figura 3.4 se muestra el panel de control del telescopio, cada apartado muestra información diferente durante la noche de observación. A través de este panel es posible cambiar la posición de la rueda de filtros de CANICA, nombrar las imágenes observadas, definir tiempos de exposición, cargar rutinas de observación, realizar anotaciones como nombre de los objetos a observar y coordenadas, monitorear datos del clima y datos del telescopio en tiempo real como posición, distancia cenital, fecha y hora local, entre otras funciones.

Figura 3.4: Panel de control del telescopio con POLICAN más CANICA a través de *AnyDesk*.

Para comenzar las observaciones astronómicas se debe de realizar lo siguiente:

- Ajuste del foco del telescopio

  Es necesario seleccionar una estrella estándar para ajustar el foco del telescopio y así obtener la imagen más nítida posible del objeto de estudio. La calidad de la imagen estará determinada por la calidad del cielo. Es necesario monitorear el foco a lo largo de la noche, ya que el movimiento en la rueda de filtros, clima y movimiento de las estructuras que sujetan los espejos lo podría afectar.

- Ajuste de los instrumentos

  Es necesario colocar la placa de media onda en la posición inicial de 0°. Además, dependiendo de la banda en la que se desee observar, se selecciona la posición adecuada de la rueda de filtros de acuerdo a la tabla 3.1. NGC 2068 fue observado en banda H, por lo que, la Rueda 1 se coloca en la posición 15, posición sin filtro, mientras que la Rueda 2 en la posición 2, posición del filtro H. Las posiciones de las ruedas de filtros se verifican en la sección *Filtros Control* del panel de control del telescopio.

- Establecer coordenadas

  Antes de comenzar la observación, se necesita determinar las coordenadas del objeto a observar y realizar observaciones de prueba para determinar la posición correcta para una observación favorable. Se recomienda colocar el objeto de interés dentro de un radio de 4 arcmin, o lo más al centro del campo de visión. Esto con el fin de reducir las aberraciones de la óptica del telescopio. Sin embargo, dependiendo del objeto de estudio y de la técnica de observación, esta ubicación puede variar.

3.2.2. Observación

Una vez que el objeto esta enfocado, en la sección *Modos de Control* del panel de control se asigna el nombre en el apartado *Objeto*, así como el nombre raíz de las imágenes que se obtendrán,

en el apartado *Imagen*. Este último debe elegirse haciendo referencia al objeto, el filtro usado y el número de observación realizada durante esa noche. A continuación, se presiona el botón *Exponer* lo que genera la primera imagen de la rutina de observación, conocida como imagen de entrenamiento, esta carga los parámetros de nombre y tiempo de exposición para las demás imágenes de la rutina. En seguida se carga un script (archivo xml) que ejecuta la secuencia de observación modificando la posición del telescopio y sus instrumentos de forma automática, en la sección *Scheduler Control*. El script se elige dependiendo de la técnica de observación requerida para el objeto de estudio, las dos técnicas principales se conocen como Dithering y ON/OFF.

La técnica dithering consiste en cambiar la posición del telescopio entre cada exposición, entre 20-30 segundos de arco, moviendo el campo de visión en patrón cuadrado o de izquierda a derecha. El número máximo de imágenes dithering es de 15 por cada ángulo de la HWP, ya que superando este valor no se mejora la señal a ruido. Esta técnica es útil tanto para fuentes extendidas como para fuentes puntuales. La técnica ON/OFF consiste en alternar una exposición sobre la fuente de interés (ON), seguido de una zona en cualquier dirección con pocas estrellas (OFF) lo que permite caracterizar la emisión del cielo y así contrarrestar dicha emisión a las imágenes del objeto. Se recomienda para fuentes extendidas, donde es difícil caracterizar el cielo.[26]

Al ser una región extensa, NGC 2068 se observó en 25 campos manteniendo una estrella de referencia en cada uno lo que permitiría conectar cada región posteriormente. Cubriendo así un cuadrado de $18' \times 18'$, figura 3.5.

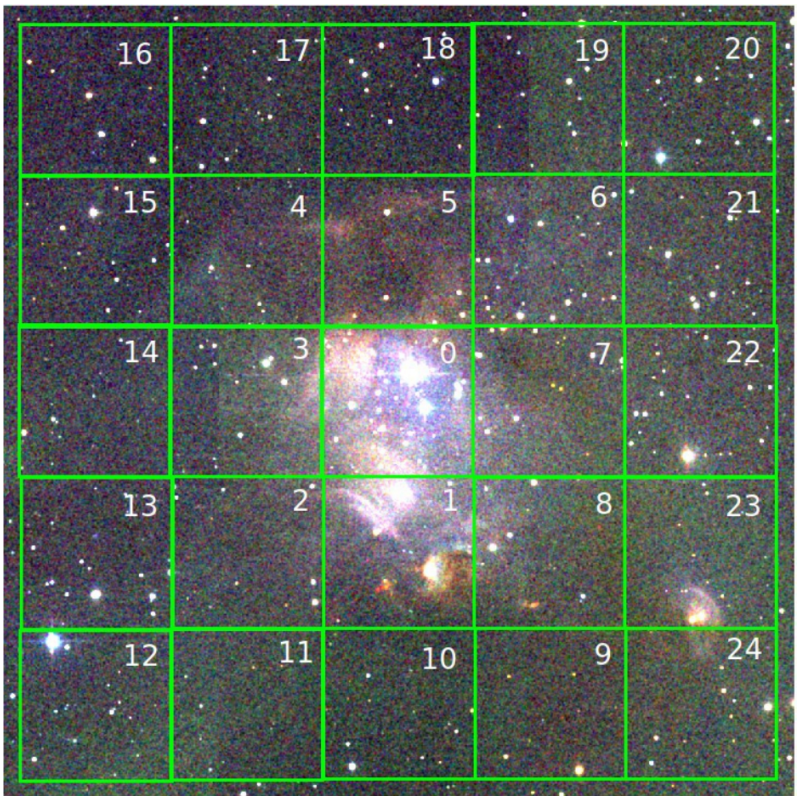


Figura 3.5: Imagen de 3 colores de NGC 2068. Se utilizó 2MASS banda J (1.25 μm) en azul, 2MASS banda H (1.65 μm) en verde y 2MASS banda K (2.17 μm) en rojo. Se superpone el mosaico que se muestreó y la secuencia en la que se observó (0 a 24). (Diseñada en *SAOImage DS9*)

NGC 2068 se observó por las dos técnicas anteriormente descritas y se detallan a continuación.

- Método de observación por técnica dithering:

La rutina de dithering consistió en cambiar la posición del telescopio entre cada exposición alrededor del centro de cada campo de NGC 2068. El campo de visión mapeado se mueve en patrón de cuadrado, donde cada imagen se toma con un pequeño desplazamiento angular de la otra. En cada posición se mantiene el telescopio fijo, se exponen los 4 ángulos de la HWP y se cambia a la posición 2 donde se vuelve a mantener fijo el telescopio, se exponen los 4 ángulos y cambia de posición nuevamente, realizando esta secuencia 15 veces, como resultado se obtuvieron 15 imágenes por cada ángulo de la HWP, figura 3.6. El tiempo de exposición fue de 15 segundos por cada ángulo, tiempo necesario para rescatar el grado y ángulo de polarización de las estrellas en el campo. De esta manera, se tomaron 60 imágenes por campo y por ser 25 campos el tiempo total de observación fue de aproximadamente 6.5 horas.

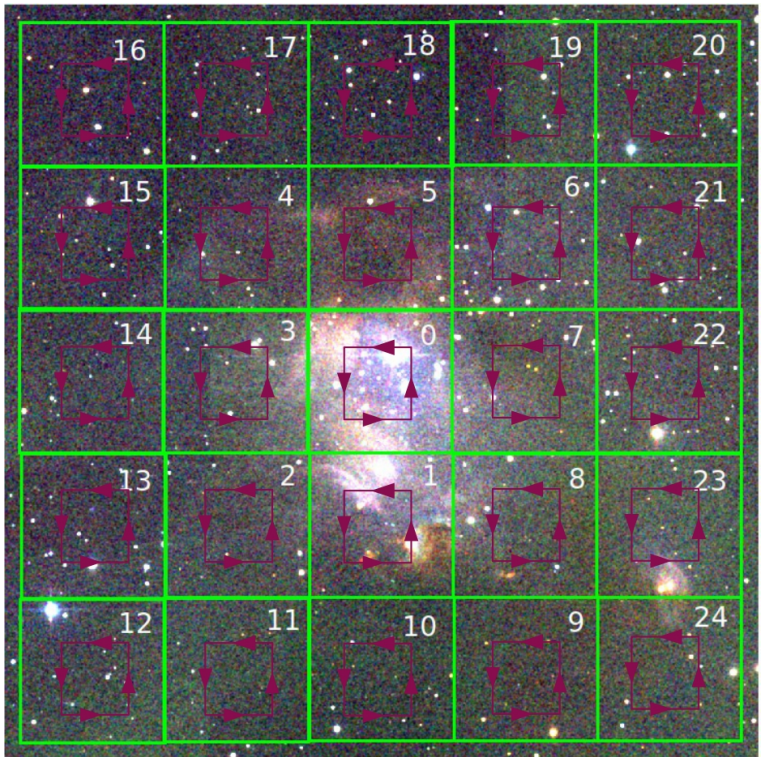


Figura 3.6: Técnica dithering mapeando en forma de cuadrado alrededor del centro de cada campo en NGC 2068. Se utilizó la misma imagen de fondo que en la figura 3.5.

- Método de observación por técnica ON/OFF:

El script con rutina ON/OFF consistió en exponer la zona de interés (ON) seguido de una observación a un costado del campo con pocas estrellas (OFF) en cualquier dirección. La observación siguió un patrón de 'T' alrededor del campo 0. La figura 3.7 describe gráficamente el proceso de observación, la primera exposición en los 4 ángulos de la HWP se realizó al campo 0 (ON), le siguió una exposición a cielo sur del campo 0 (Cielo sur) en los 4 ángulos (OFF), al norte de dicho cielo se expuso nuevamente el campo 0 (ON), a continuación el cielo se ubicó al este del campo (Cielo este) y se expuso (OFF), al oeste de dicho cielo se tomó nuevamente el campo 0 (ON), el siguiente cielo fue al oeste (Cielo oeste) exponiendo nuevamente (OFF), finalmente al este se encuentra el

campo 0 y se realizó una exposición (ON). Se repitió este patrón de observación hasta completar 15 exposiciones, observando así, 8 imágenes del campo y 7 imágenes de cielo. El cielo fue elegido en esas regiones por su poca cantidad de estrellas lo que permite caracterizarlo y eliminarlo en el proceso de reducción de datos. El tiempo de exposición fue de 120 segundos por cada ángulo, tiempo necesario para rescatar la parte nebular alrededor de las estrellas, observando únicamente la parte central de NGC 2068. Se tomaron 60 imágenes por campo lo que representó un tiempo total de observación de 2 horas.

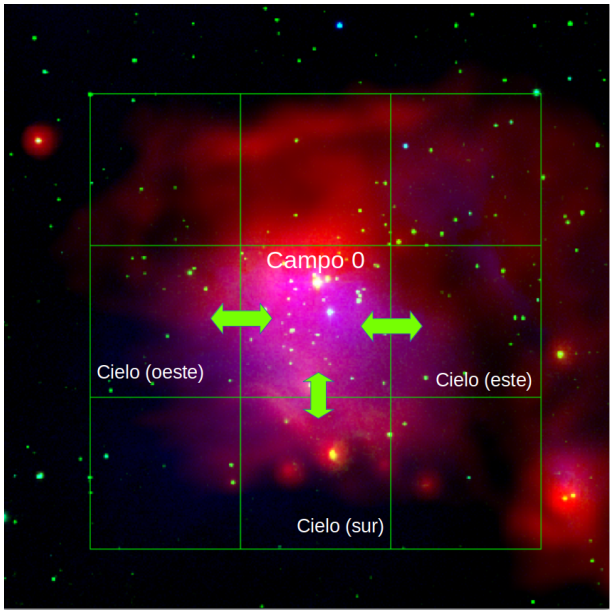


Figura 3.7: Técnica de observación ON/OFF en forma de 'T' alrededor de la sección central de NGC 2068 (Campo 0). La imagen de fondo es de tres colores compuesta por WISE a 22 μm en color rojo, la banda H de 2MASS en verde y el filtro u de SDSS en azul. (Diseñada en *SAOImage DS9*)

3.2.3. Fin de la observación

Durante el proceso de observación se presentan diversos factores que influyen en la calidad de datos que se obtienen debido al clima, a la óptica y a la mecánica del telescopio. Por lo que es necesario que al final de la noche se tomen imágenes de calibración que servirán para contrarrestar dichos defectos durante el post-procesado o proceso de reducción.

Imágenes de campo plano o FLATS

Las imágenes de campo plano (FLATS), son imágenes que se toman a un pantalla plana dentro del domo del telescopio iluminada aproximadamente de manera uniforme (FLAT ON) y sin iluminar (FLAT OFF), para todos los ángulos de la HWP en el filtro observado. El detector de CANICA puede presentar variación de luz píxel a píxel debido a su construcción o alineación, por este motivo unas partes del detector reciben más luz que otras. Esta es la razón por la que se toman los *flats*, ya que estos nos dicen cómo está siendo iluminado el detector y realizar una corrección posteriormente.

Imágenes de corriente oscura o DARKS

Las imágenes de corriente oscura (DARKS) caracterizan la corriente oscura producida por las fluctuaciones de la corriente eléctrica necesaria para energizar las componentes electrónicas de CANICA. Para caracterizar dicha corriente oscura es necesario obtener 10 imágenes con el obturador cerrado y con el tiempo de exposición utilizado durante la observación, posteriormente se promedian y se restan a las imágenes del objeto. Esto con el fin de minimizar dicho efecto.

3.3. Reducción de datos

Una vez terminada la observación y recopiladas todas las imágenes se realiza la reducción de datos, en el argot astronómico. Como se mencionó anteriormente, las imágenes directas de telescopio presentan defectos que deben ser contrarrestados para obtener información fotométrica real sobre el objeto de estudio, NGC 2068.

3.3.1. Defectos de las imágenes

Toda imagen astronómica presenta defectos por enfoque, aberración, corriente oscura, etc. A continuación se describen los defectos que se presentan en las imágenes del OAGH y cómo se resuelven o disminuyen.

- Variación píxel a píxel. Como se mencionó anteriormente el detector presenta diferencias de sensibilidad debido a diversos factores. Esta variación se corrige con las imágenes de campo plano o FLATS, imágenes tomadas a un pantalla plana iluminada de manera uniforme (FLAT ON) y sin iluminar (FLAT OFF) por cada ángulo de la HWP, y posteriormente se calcula la diferencia. De esta manera se mide la respuesta del detector a iluminación uniforme y se restan a todas las imágenes del objeto para eliminar los píxeles defectuosos.

- Corriente oscura. Voltaje fluctuante debido la corriente eléctrica que alimenta al detector HAWAII de CANICA. Para contrarrestar este defecto se enfría el detector cargando nitrógeno líquido, manteniendo así una temperatura de 77 K. Además, como ya se mencionó, las imágenes tomadas con el obturador cerrado en el tiempo de integración usado para observar el objeto y promediadas, conocida como imágenes DARK, caracterizan la corriente oscura y sirven para eliminar el defecto en las imágenes del objeto.

- Aberración. Es producido por la deformación mecánica de las tres bolas hidráulicas que dan soporte al espejo primario del telescopio. La aberración produce que un objeto puntual se vean como tres puntos fuera del área central de 4×4 $arcmin^2$, por lo que es necesario mantener los objetos estudiados dentro de este radio.

- Perfil de la estrella. Se utiliza para referirse al efecto de distorsión de la atmósfera sobre los astros, es causado por la turbulencia atmosférica que causa variaciones de densidad que deforman el camino óptico recorrido por los rayos de luz de objetos astronómicos y se mide mediante la mejor resolución angular posible en segundos de arco. Ya que esta dado en términos de la anchura a mitad de altura (FWHM, por sus siglas en inglés), es necesario lograr enfocar el perfil de una estrella de referencia para que sea lo más angosto posible, por lo que se debe ajustar el foco en cada oportunidad, ya que el cambio de posición del telescopio o la variación de temperatura lo afectan. El valor de seeing típico en Cananea es entre 1 y 1.5 arcsec.

- Emisión térmica de la atmósfera y líneas de OH con variación turbulenta. La banda J se ve muy afectada por la emisión de OH de la atmósfera, por lo que habrá mucho ruido en esta banda. Este efecto se ve reducido observando en banda H, región con menor emisión térmica y menos líneas de cielo.

- Emisión térmica de los instrumentos. La emisión térmica de CANICA, del telescopio y de la atmósfera no son despreciables. En cada exposición se debe cuidar el tiempo de integración para no saturar con ruido las imágenes.

3.3.2. Proceso de reducción

Para obtener la información fotométrica de las observaciones realizadas a NGC 2068 se eliminaron o disminuyeron los defectos anteriormente descritos. Para realizar esto, se utilizó un software de reducción para procesar los datos de POLICAN desarrollado para IRAF[1] con diversas tareas interactivas que permiten manipular las imágenes. Para utilizarlo se necesita contar con la aplicación SaoImage DS9[2] y con una computadora con distribución LINUX, ya que las tareas de POLICAN en este sistema operativo muestran menos problemas y permite más estabilidad.

Generación de Master FLAT

Es necesario tener los flats en una carpeta individual e ingresar a dicha carpeta desde IRAF. Trabajando con cada ángulo de manera individual, primero se hace la diferencia entre el FLAT ON y el FLAT OFF, al resultante se divide entre 30 (número de cosumas, cada FLAT ON y OFF se obtiene exponiendo el telescopio 30 veces el tiempo de integración a esto se le conoce como cosumas) y la imagen resultante se le llama master flat. La tarea encargada de la generación del master flat en IRAF es *imarith* y se ejecuta con las siguientes dos instrucciones:

⋙ *imarith FLATHON000001_I.fits - FLATHOFF000001_I.fits flh00*

⋙ *imarith flh00 / 30 avghflat00*

Se utilizó como ejemplo el ángulo 00, sin embargo, para cada ángulo se procede de la misma manera. Al final se obtendrán cuatro master flats, uno por cada ángulo de la HWP. La figura 3.8 muestra la instrucción en IRAF y el master flat obtenido.

Figura 3.8: A la izquierda, se muestra la tarea *imarith* ejecutada en IRAF. A la derecha, se muestra el master flat generado para el ángulo 00.

[1] *IRAF, Image Reduction and Analysis Facility*, sistema utilizado para analizar imágenes y datos astronómicos.
[2] *SAOImage DS9* es una aplicación de visualización de imágenes astronómicas.

Generación de Master DARK

Las 10 imágenes darks tomadas al final de la noche de observación se deben colocar en una carpeta individual e ingresar a dicha carpeta con IRAF. Se debe crear una lista de los 10 darks con el tiempo de exposición utilizado:

⋙ *ls [Nombre raíz de los archivos]* > [Nombre de la lista].txt*

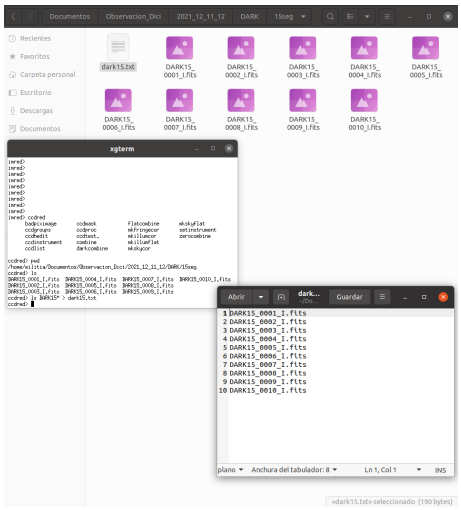


Figura 3.9: Creación de la lista de imágenes dark con IRAF.

En la figura 3.9 se muestra la creación de la lista *dark15.txt* con IRAF. De fondo se muestra la carpeta que contiene los 10 darks, es importante destacar que el nombre completo incluye la palabra DARK15 (el 15 indica el tiempo de exposición) y el número de cuatro dígitos indica su posición en la secuencia, el nombre raíz será el comienzo del nombre de cada archivo antes de su numeración. Del lado derecho se muestra la lista creada.

Para combinar y procesar las imágenes dark se utilizó *darkcombine*. Al ingresar a dicha tarea se debe modificar el parámetro **input**, colocando el nombre de la lista creada anteriormente comenzando con un @, y el parámetro **output** por el nombre que se le dará al master dark. Ejecutando la tarea se genera automáticamente, figura 3.10. Se debe generar un master dark para cada noche de observación, ya que estos varían de noche a noche.

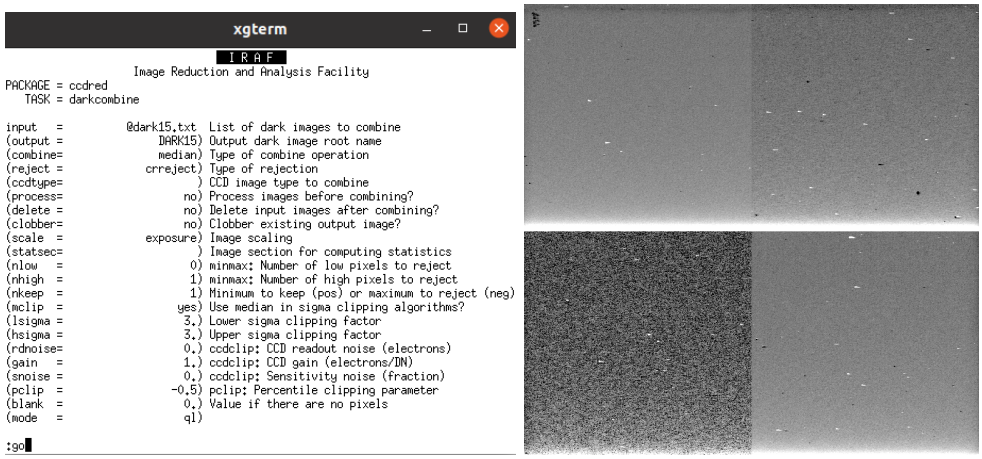


Figura 3.10: A la izquierda, se muestran los parámetros de *darkcombine*. A la derecha, se muestra el master dark generado para el tiempo de exposición de 15 segundos.

Generación de las imágenes reducidas

Los master flats y el master dark generado con las instrucciones anteriormente mostradas fueron copiados a la carpeta que contiene todas las imágenes del objeto, se debe ingresar a dicha carpeta con la terminal de IRAF. Para efectuar la reducción se utilizaron dos tareas, *polred* y *polref*, de la siguiente manera.

Ejecutando en IRAF la instrucción:

⋙ *epar polred*

se despliega una ventana que contiene los parámetros de la tarea, se modificó **root** colocando el nombre raíz de las imágenes del objeto, **imbeg** y **imend** con el rango de las imágenes tomadas por ángulo (1 al 15 en este caso), en **angl** se debe colocar el ángulo con el que se esta trabajando (se reconocen los valores 00, 22, 45 y 67), **darkim** con el nombre del master dark y **flatim** con el nombre del master flat. En el parámetro **skyframe** se hace la diferencia entre el método de observación, cuando el método fue dithering se coloca el valor ***all***, cuando el método es ON/OFF se coloca el valor ***stack***. En este punto, al ser la primera vez que se ejecuta *polred*, en **sequenc** se coloca ***preview*** y **refimag** debe quedar en blanco. Todos los demás parámetros se mantienen con sus valores por defecto. Estas instrucciones se resumen en la imagen 3.11.

Al ejecutar la tarea, se muestra la primera imagen de la secuencia en DS9. Se debe seleccionar una de las estrellas que aparecen en el campo (se le conoce como estrella de referencia y sirve para unificar todas las imágenes de la secuencia), se elige colocando el puntero del ratón en su centro, se presiona 'a' y en seguida 'q' para cambiar de imagen. En el caso del método ON/OFF se alternará entre una imagen de objeto y una de cielo, para indicarle a *polred* que se trata de cielo, el puntero del ratón se coloca en la esquina superior izquierda, se presiona 'x' y seguido de 'q' para cambiar la imagen. Se continuó hasta terminar con todas las imágenes de la secuencia. Durante este proceso el programa corrige las diferencias de intensidad captada de píxel a píxel usando los master flats indicados y sustrae el master dark para eliminar la corriente oscura. Además, al indicar el cielo, este se resta para reducir el ruido por la emisión atmosférica.

```
xgterm
                    I R A F
          Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = user
   TASK = polred

root    = ▌          HN2068H01  Root Image Name
imbeg   =                   1  First Image Number
imend   =                  15  Last Image Number
(angl   =                  00) Polarimeter Angle (if no polarimeter type (null)
(sequenc=             preview) Sequence file [file,seq/preview]
(refimag=                    ) Reference Image name
(photscl=                  no) Do photometric scaling
(darksub=                 yes) Subtract dark? [yes/no]
(darkim =               DARK15) Dark image to be subtracted
(flattyp=             optflat) Flat-fielding strategy [null/flat/optflat]
(flatim =             avghflat) Flat field frame root name
(skysubt=                 yes) Subtract the sky image
(skyfram=                 all) Sky frame [stack/all/name]
(skyres =                 yes) Subtract the residual offset sky
(skyedit=                 yes) Clean the sky using imedit?
(disp   =                 yes) Display before imcombine?
(skyobj =                  no) Add object frames for sky estimation during stac
(remhole=                  no) Remove the holes left by bright stars?
(calfwhm=                  no) Calculate the FWHM of all the stars in final ima
(centroi=                 yes) Find centroids in images?
(iref   =                   1) ref star image number
(seqbeg =                   1) Image number of the first position in sequence f
(idisp  =                   1) Display Frame No [1-4] or 0 for cycle thru all
(immos  =                 yes) Combine the images?
(dophot =                 yes) Do photometry?
(xshift =                  0.) X-shift[=Xref-Xin] wrt refimag
(yshift =                  0.) Y-shift[=Yref-Yin] wrt refimag
(skyout =                 400.) Minimum Distance of the off-field sky
(skyin  =                 150.) Minimum Distance of the on-field sky
(flatsec=    [460:500,540:580]) Section for flat normalization
(imgsect=    [103:920,103:920]) Good FOV in the image
(boxsize=                  15.) imalign boxsize
(bigbox =                  25.) imalign bigbox
(crval1 =      86,7583333333333) RA of the header (in degrees)
(crval2 =      5.7838888888889) Dec of the header (in degrees)
(crpix1 =                512,5) X-Pixel corresponding to the RA-Dec
(crpix2 =                512,5) Y-Pixel corresponding to the RA-Dec
(cdelt1 =   8.9722222222222E-5) Pixel scale in RA (in degrees)
More
                                                        ESC-? for HELP
```

Figura 3.11: Ventana de parámetros de *polred*.

A continuación se ejecutó la tarea *polref*, que calcula el offset entre cada imagen, necesario para alinear y combinar las imágenes posteriormente.

Finalmente, para combinar todas las imágenes de la secuencia se ejecuta nuevamente *polred*. En la figura 3.12 se puede observar que **sequenc** y **refimag** se modificaron colocando el nombre del archivo de ángulo 00, esto indica que en base a esta imagen se alinearán las imágenes de los demás ángulos.

```
xgterm
                    I R A F
          Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = user
   TASK = polred

root    = ▌          HN2068H01  Root Image Name
imbeg   =                   1  First Image Number
imend   =                  15  Last Image Number
(angl   =                  00) Polarimeter Angle (if no polarimeter type (null)
(sequenc=  HN2068H01000001.seq) Sequence file [file.seq/preview]
(refimag=   HN2068H01000001ref) Reference Image name
(photscl=                  no) Do photometric scaling
(darksub=                 yes) Subtract dark? [yes/no]
(darkim =               DARK15) Dark image to be subtracted
(flattyp=             optflat) Flat-fielding strategy [null/flat/optflat]
(flatim =             avghflat) Flat field frame root name
(skysubt=                 yes) Subtract the sky image
(skyfram=                 all) Sky frame [stack/all/name]
(skyres =                 yes) Subtract the residual offset sky
(skyedit=                 yes) Clean the sky using imedit?
(disp   =                 yes) Display before imcombine?
(skyobj =                  no) Add object frames for sky estimation during stac
(remhole=                  no) Remove the holes left by bright stars?
(calfwhm=                  no) Calculate the FWHM of all the stars in final ima
(centroi=                 yes) Find centroids in images?
(iref   =                   1) ref star image number
(seqbeg =                   1) Image number of the first position in sequence f
(idisp  =                   1) Display Frame No [1-4] or 0 for cycle thru all
(immos  =                 yes) Combine the images?
(dophot =                 yes) Do photometry?
(xshift =                  0.) X-shift[=Xref-Xin] wrt refimag
(yshift =                  0.) Y-shift[=Yref-Yin] wrt refimag
(skyout =                 400.) Minimum Distance of the off-field sky
(skyin  =                 150.) Minimum Distance of the on-field sky
(flatsec=    [460:500,540:580]) Section for flat normalization
(imgsect=    [103:920,103:920]) Good FOV in the image
(boxsize=                  15.) imalign boxsize
(bigbox =                  25.) imalign bigbox
(crval1 =      86,716666666667) RA of the header (in degrees)
(crval2 =      5.7811111111111) Dec of the header (in degrees)
(crpix1 =                512,5) X-Pixel corresponding to the RA-Dec
(crpix2 =                512,5) Y-Pixel corresponding to the RA-Dec
(cdelt1 =   8.9722222222222E-5) Pixel scale in RA (in degrees)
More
                                                        ESC-? for HELP
```

Figura 3.12: Ventana de parámetros modificados de *polred*.

Al ejecutar *polred* el programa despliega en DS9 el cálculo del cielo, por lo que se debe indicar como imagen de cielo (colocando el puntero en la esquina superior izquierda, presionar 'x' y luego 'q'). A continuación preguntará imagen por imagen si debe incluirse en la combinación final o debe

descartarse tecleando "yes" o "no", respectivamente. No se deben incluir aquellas imágenes donde las estrellas son tenues o no se ven (producida por el paso de nubes u otros defectos). El mismo procedimiento se siguió para todos los ángulos, al final se obtuvieron cuatro imágenes finales de intensidad, una por cada ángulo. En la figura 3.13 se muestra como ejemplo la imagen de intensidad final para el ángulo 00.

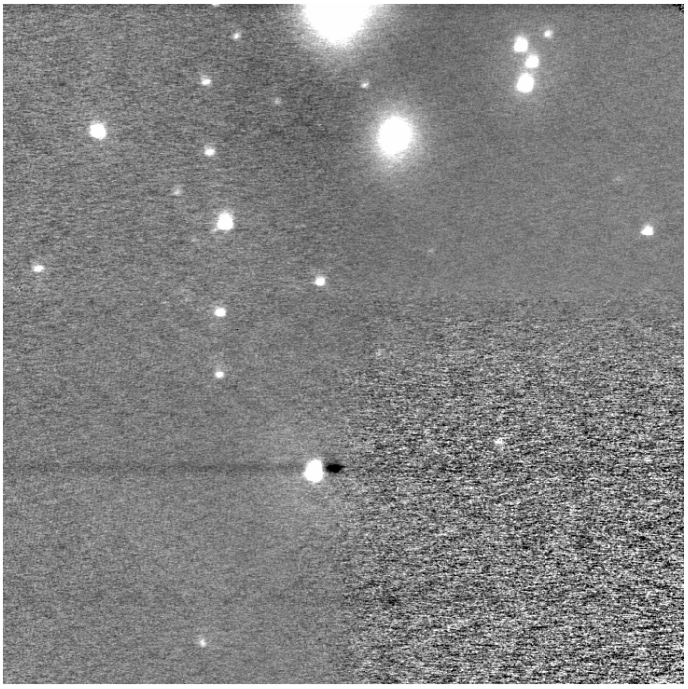


Figura 3.13: Imagen de intensidad para el ángulo 00.

3.3.3. Obtención de grado y ángulo de polarización

Las cuatro imágenes de intensidad obtenidas en la sección anterior fueron procesadas con Python. El programa fue desarrollado por el equipo de INAOE y fue diseñado para trabajar con fuentes extendidas y puntuales.

Para calcular los parámetros de Stokes de las estrellas en todos los campos mapeados de NGC 2068, necesarios para obtener la información polarimétrica de las estrellas, se realizó un proceso conocido como *fotometría de apertura*. Este consiste en sumar todo el flujo observado dentro de un radio determinado a partir del centro de un objeto y restar la contribución del cielo determinado dentro de un anillo alrededor de la apertura, todo el proceso fue hecho de forma manual. De esta manera se puede determinar la intensidad de la estrella para cada ángulo de la HWP, calcular los parámetros de Stokes y posteriormente el grado y ángulo de polarización con las ecuaciones 1.5 y 1.7 para cada estrella.

Finalmente, las estrellas identificadas pasaron por un proceso de selección y la información polarimétrica de dichas fuentes se representa en un mapa con pseudo vectores que representan estos parámetros sobre la región estudiada. Mapas similares a los presentado en la sección 1.4.

Capítulo 4

Mapas y Análisis de Datos

4.1. Selección de estrellas de fondo

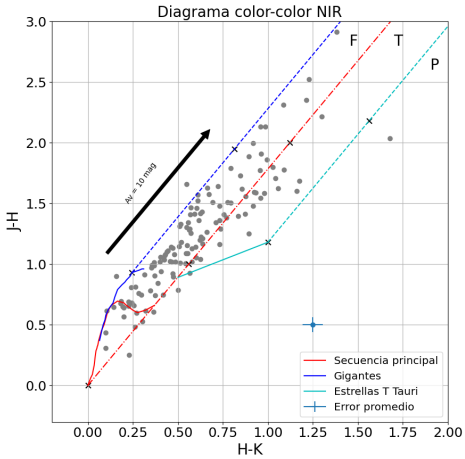
Con el objetivo de mapear el campo magnético local de NGC 2068, se debe de rescatar la información polarimétrica de las estrellas de fondo. Por lo que es importante identificar las estrellas de frente y de fondo sobre todas las fuentes observadas. La selección de estrellas de fondo se debe realizar de la siguiente manera: 1) Identificación y exclusión de los YSO's con un diagrama color-color NIR. 2) Hacer uso del catálogo de *Gaia* para determinar la distancia de las fuentes observadas. 3) Analizar la extinción de las fuentes observadas sin valor en *Gaia* para determinar si se encuentran al frente o al fondo de NGC 2068.

4.1.1. Identificación de YSO's

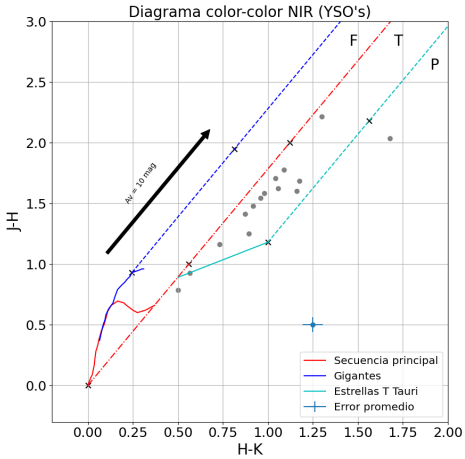
El enrojecimiento y polarización de las estrellas se relaciona con la extinción por el polvo en las nubes y en el medio interestelar difuso. Por tal motivo, los YSO's presentan polarización debido a la luz reflejada y esparcida de sus envolventes y discos circunestelares y la nebulosidad de su alrededor.[14] Por lo que, la polarización presentada en estas fuentes no trazan el campo magnético presente en la nebulosa, por tal motivo dichas fuentes deben ser excluidas.

Los diagramas color-color NIR sirven para identificar la población de YSO's. Utilizando la curva no enrojecida en las bandas J, H y K del NIR para las estrellas de secuencia principal, gigantes y estrellas jóvenes, es posible clasificar las fuentes basándose en su exceso de color. De esta manera, a través de la distribución de las fuentes sobre ciertas regiones en el diagrama (J-H) vs (H-K) es posible determinar el tipo de fuente que se observa. En la región 'F' de la figura 4.1 se incluyen estrellas de secuencia principal, gigantes y YSO's clase III (sin disco). La región 'T' contiene estrellas T Tauri clásicas (protoestrellas clase II). Y la región 'P' contiene protoestrellas clase I y estrellas Ae/Be con exceso de radiación NIR.[14]

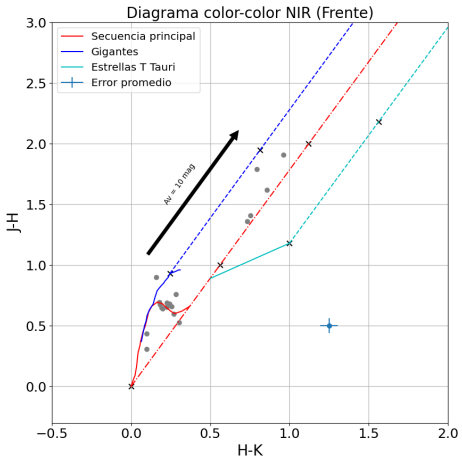
Se identificaron 130 fuentes con el catálogo *2MASS point source* con magnitud en las bandas J, H y K. En la figura 4.1a se muestra el diagrama color-color (J-H) vs (H-K) de las 130 fuentes. La línea sólida azul representa la zona no enrojecida para las estrellas gigantes y la línea sólida roja para las estrellas de secuencia principal (Bessell & Brett (1998)). Mientras que la línea sólida cian representa la tendencia observada para las estrellas T Tauri clásicas (Meyer et al. (1997)). Todas las curvas fueron extendidas con líneas punteadas utilizando el vector de enrojecimiento a 10 magnitudes, utilizando las razones de extinción $A_J/A_V = 0.265$, $A_H/A_V = 0.155$ y $A_K/A_V = 0.09$ (Cohen et al. (1981)).



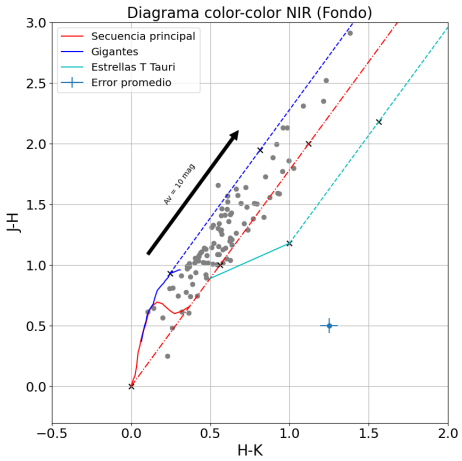
(a) Todas las fuentes.



(b) Objetos estelares jóvenes (YSO's).



(c) Fuentes al frente de NGC 2068.



(d) Fuentes al fondo de NGC 2068.

Figura 4.1: Diagrama color color NIR (J-H) vs (H-K). Las líneas sólidas representa la zona no enrojecida para las estrellas gigantes (azul), secuencia principal (rojo) y T Tauri (cian). Las curvas se extendieron con líneas punteadas para representar el enrojecimiento. Un vector de 10 mag se muestra como referencia. El diagrama se clasifica en tres regiones 'F', 'T' y 'P'.

En la figura 4.1a, 15 fuentes caen en la región 'T' y 'P', tales fuentes se clasificaron como YSO's y se muestran separadamente en la figura 4.1b. Las 115 fuentes restantes caen dentro de la región 'F', indicando que son estrellas de secuencia principal, gigantes y YSO's sin disco. Por lo que no cuentan con polarización intrínseca, y la polarización observada es debida posiblemente a dicroísmo. Para determinar esto, se analizó la distancia de estas fuentes para determinar si se encuentran al frente o al fondo de NGC 2068.

4.1.2. Distancias Gaia

La misión *Gaia* fue lanzada en 2013 con el objetivo de medir la posición y velocidad de más de mil millones de estrellas. Su nombre procede del acrónimo en inglés *Interferómetro Astrométrico*

Global para la Astrofísica. La tercera publicación de datos (36 meses de observación) fue lanzada el primer semestre de 2022 bajo el nombre de *Gaia* DR3. *Gaia* DR3 proporciona el paralaje de fuentes de hasta magnitud 20 en banda G. Se compararon las 115 estrellas de la región 'F' con los datos de *Gaia*, utilizando un radio de coincidencia de 2 segundos de arco, identificando 88 estrellas con paralaje.

La figura 4.2 gráfica el exceso de color (H-K) contra la distancia de las 88 estrellas identificadas. La línea sólida vertical representa la distancia de 383 pc a NGC 2068. Se muestra una correlación positiva entre el exceso de color y la distancia. Además, la distribución tiene una tendencia escalonada con el escalón cerca de 383 pc, la línea horizontal negra (H-K) = 0.3 mag representa el promedio de la tendencia de escalón y divide las regiones de bajo y alto exceso de color. La mayoría de las estrellas con bajo exceso de color tienen distancias menores a 383 pc, mientras que las estrellas con alto exceso de color presentan distancias superiores a 383 pc.

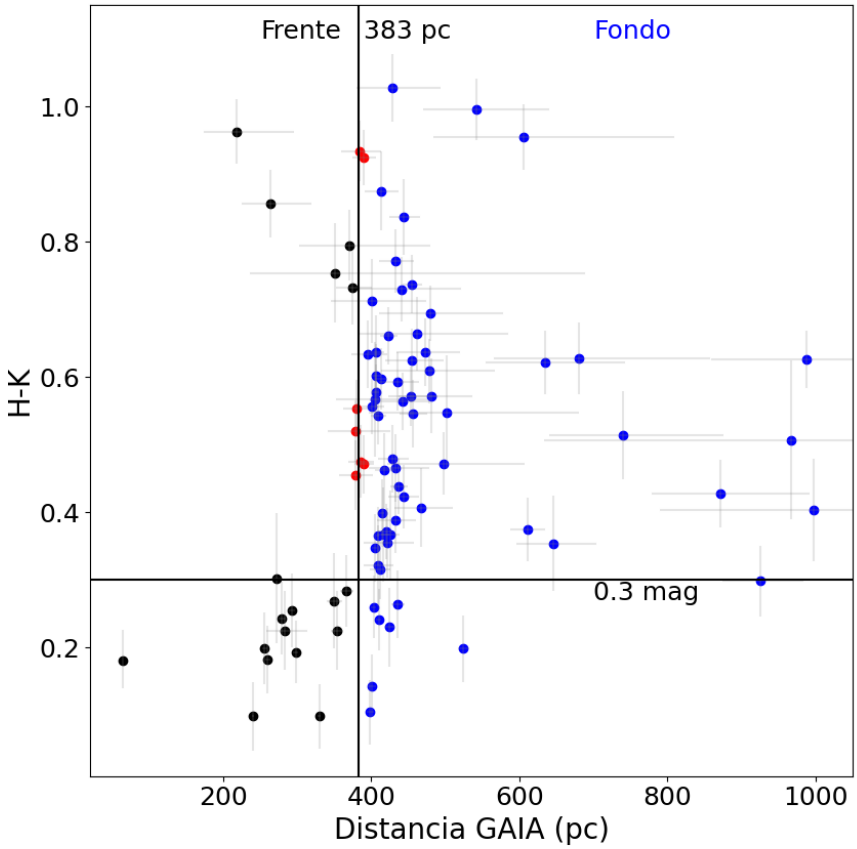


Figura 4.2: Gráfica de exceso de color (H-K) contra la distancia para 88 estrellas identificadas en *Gaia* DR3. La línea sólida vertical representa la distancia a NGC 2068 de 383 pc. La línea sólida horizontal muestra el exceso de color H-K = 0.3 mag. Las estrellas al frente se muestran en círculos negros, las estrellas embebidas en la nebulosa (entre 379 - 390 pc) en círculos rojos y las estrellas al fondo en círculos azules.

En la figura 4.2 se muestran tres secciones de la población estelar presente. Las estrellas al frente de NGC 2068 fueron etiquetadas con círculos negros, se consideraron aquellas fuentes con distancia menor a 376 pc, 18 fuentes cayeron dentro de esta clasificación. Las estrellas con distancias entre 376 y 390 pc se consideraron como estrellas embebidas en la nebulosa, se eligió este rango de distancia por la incertidumbre en la distancia medida a NGC 2068 de 383 ± 7 pc, se encontraron 7 estrellas dentro de esta categoría. Finalmente, se identificaron 63 estrellas de fondo, con distancias superiores a 390 pc.

Las 63 estrellas de fondo junto a las 7 estrellas embebidas fueron consideradas para el análisis de grado y ángulo de polarización para, posteriormente, generar el mapa de grado y ángulo de polarización de la zona y que pueda relacionarse con el campo magnético local presente en NGC 2068.

4.1.3. Extinción estelar

Las 27 estrellas sin coincidencia en *Gaia* DR3 fueron examinadas para clasificar su ubicación en base a su extinción. La extinción se atribuye a la cantidad de polvo que interviene en la línea de visión de la estrella, de esta manera, se puede usar para clasificar a las estrellas de frente y de fondo a la nube. Los valores de extinción se pueden calcular usando el exceso de color obtenido de los valores J, H y K de 2MASS. La relación de extinción total a selectiva R, esta dada por $R_{XY} = {}^{A_V}/_{E(X-Y)}$. En el NIR, se tienen los valores $R_{HK} = 15.87$, $R_{JH} = 9.35$ y $R_{JK} = 5.89$ (Rieke & Lebofsky (1985)). La relación entre la extinción visual y el exceso de color NIR esta dado por:

$$A_V = 15.87 * [(H - K) - 0.15] \,. \tag{4.1}$$

La figura 4.3 gráfica la extinción estimada contra la magnitud en H para las 115 estrellas de la región 'F'. La estrellas embebidas y de fondo se muestran en círculos azules, las estrellas de frente se muestran en círculos negros, mientras que las 27 estrellas sin coincidencia en *Gaia* DR3 se muestran en círculos rojos. Las fuentes con paralaje medido por *Gaia* DR3 se distribuyen en zona de baja y alta extinción, con la mayoría en magnitudes grandes de H. Mientras que las fuentes sin coincidencia, de igual manera, se encuentran en zonas de alta extinción con magnitudes grandes en H.

Para determinar cual de las estrellas sin coincidencia en *Gaia* DR3 pertenecen al fondo de NGC 2068, se comparó su extinción con las propiedades de las estrellas de fondo determinadas con paralaje. En la figura 4.2 se muestra que la mayoría de las estrellas de fondo tiene un exceso de color (H-K) superior a 0.3 mag, o lo que es igual, una extinción en el visual superior a 2.4 mag, utilizando la ecuación 4.1. En la figura 4.3, la línea horizontal punteada muestra el valor $A_V = 2.4\ mag$. Mostrando que 26 de las 27 estrellas sin valor en *Gaia* DR3 tienen $A_V > 2.4\ mag$, indicando que son estrellas embebidas o de fondo.

A la derecha de la figura 4.3 se muestra un histograma para los valores A_V que revelan la población al frente y al fondo de NGC 2068. Se muestran pocas fuentes al frente de NGC 2068 seguido de una reducción de fuentes en $A_V = 2.4\ mag$. Las fuentes más allá de $A_V > 2.4\ mag$ muestran un aumento en la extinción debido al polvo de la nebulosa que se encuentra en primer plano. Por estos resultados y con la comparación con la figura 4.2, se infiere que las estrellas sin coincidencia en *Gaia* que tienen una extinción en el visual superior a 2.4 mag están embebidas o al fondo de NGC 2068, 26 estrellas.

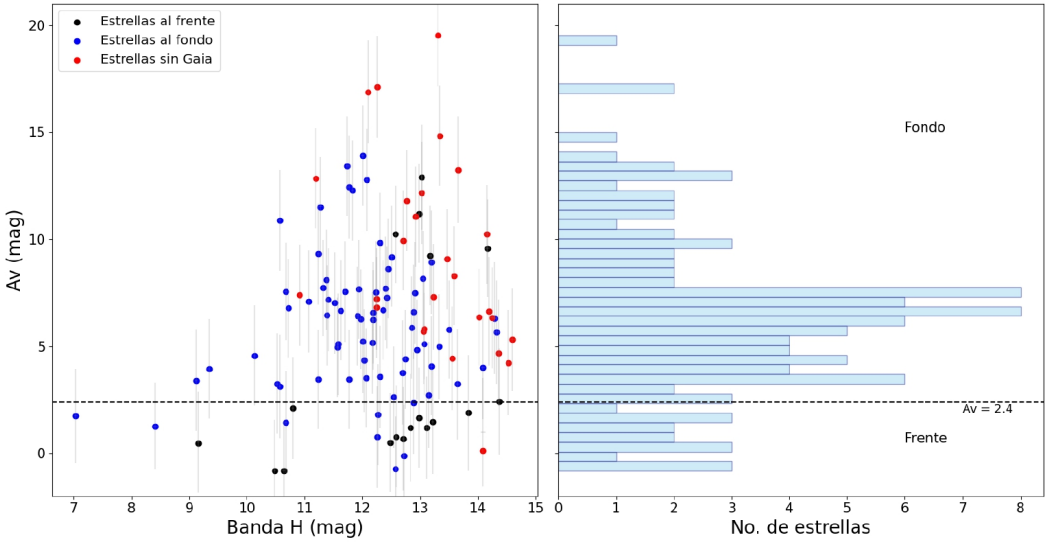
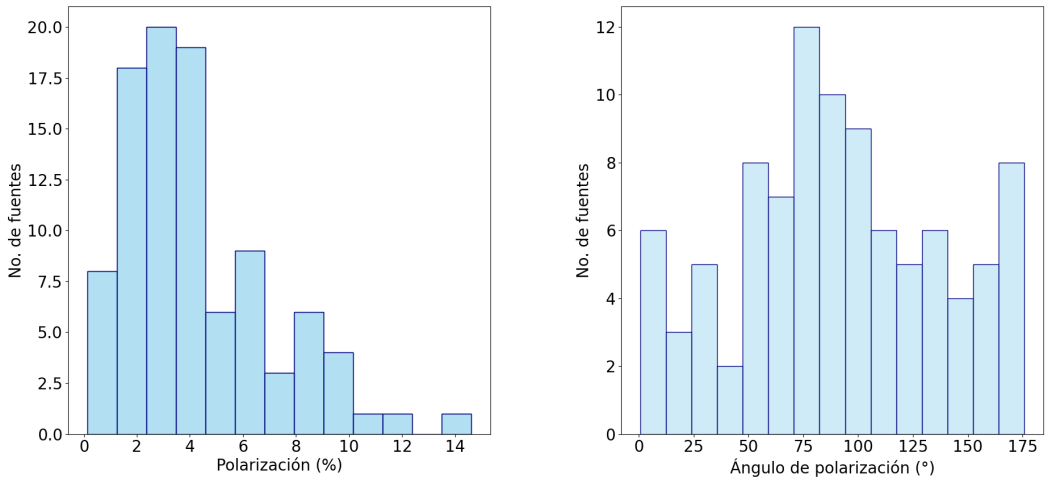


Figura 4.3: A la izquierda, gráfico de dispersión de extinción visual contra banda H para las 115 estrellas en la región 'F' incluidas las 27 fuentes sin valor de paralaje en *Gaia* DR3. Las estrellas embebidas y de fondo con valor de *Gaia* DR3 se muestran en círculos azules, las estrellas al frente se muestran con círculos negros. Las estrellas sin coincidencia en *Gaia* DR3 se muestran en círculos rojos. A la derecha, histograma de valores de extinción en el visual. En ambos gráficos la línea punteada horizontal representa el valor $A_V = 2.4\ mag$, o bien, $(H - K) = 0.3\ mag$.

Las fuentes al frente de NGC 2068 se muestran en la figura 4.1c, mientras que las estrellas al fondo se muestran en la figura 4.1d. Finalmente, un total de 96 estrellas fueron consideradas como estrellas embebidas y de fondo. Mostrando que, para la mayoría de las fuentes, la luz estelar adquiere polarización al atravesar la nube de gas y polvo en primer plano.

4.2. Mapa de Polarización

Los valores de polarización de las 96 estrellas embebidas y de fondo se muestran en dos histogramas, figura 4.4. Los valores en el histograma de grado polarización, figura 4.4a, se encuentran entre el rango de 0 % y 14 % con una media de 2.95 % ± 0.3 % y una desviación estándar de 2 % ± 0.3 %. El 56 % de las estrellas presentan un grado de polarización menor a 4 %, que coincide con los valores típicos de polarización para estrellas en el NIR. Mientras que el 44 % de las estrellas presentan grados de polarización superior a 4 %, mapeando posiblemente zonas más extinguidas en la nube. El histograma de ángulo de polarización, figura 4.4b, presenta valores entre 0° y 180°, con un media de 91.49° ± 14.74° y una dispersión de 45°.



(a) Polarización (%).

(b) Ángulo de polarización (°).

Figura 4.4: Histograma de valores de polarización para las 96 estrellas embebidas y de fondo de NGC 2068. A la izquierda, distribución de los valores de grado de polarización (%). La mediana en los valores de grado de polarización fue de 2.95 % ± 0.3 %. A la derecha, distribución de los valores de ángulo de polarización (°). La media en el ángulo de polarización es de 91.49° ± 14.74°, con una dispersión de 45°.

La tabla 4.1 presenta los valores polarimétricos y fotométricos para las 96 fuentes embebidas y de fondo. Se incluye una etiqueta para cada estrella, las coordenadas ecuatoriales (ascensión recta y declinación), grado de polarización, ángulo de polarización, magnitud en banda J, H y K de 2MASS, extinción en el visual y la distancia medida mediante paralaje por *Gaia* DR3, así como el error asociado.

ID	A.R. (J2000)	Dec (J2000)	Grado (%)	Ángulo (°)	J (mag)	H (mag)	K (mag)	Av (mag)	Distancia (pc)
C	05:46:45.32	00:02:40.20	3.79	78.54	9.72 (0.026)	9.12 (0.022)	8.75 (0.021)	3.4 (1.6)	$408.39^{+2.67}_{-2.63}$
A	05:46:43.38	00:04:35.90	1.24	123.58	8.66 (0.023)	8.413 (0.04)	8.18 (0.018)	1.2 (1.4)	$424.05^{+7.67}_{-7.40}$
N	05:46:44.68	00:05:22.60	0.134	14.56	7.51 (0.026)	7.03 (0.029)	6.77 (0.017)	1.74 (1.6)	$403.16^{+3.39}_{-3.33}$
1	05:46:50.20	00:04:39.50	1.02	146.8	11.73 (0.026)	10.71 (0.023)	10.14 (0.019)	6.77 (1.7)	$405.58^{+4.74}_{-4.63}$
2	05:46:40.42	00:05:07.60	1.28	66.69	12.23 (0.037)	11.24 (0.037)	10.87 (0.033)	3.44 (1.2)	$416.18^{+8.57}_{-8.23}$
3	05:46:40.17	00:05:01.80	2.62	83.4	12.77 (0.032)	11.76 (0.035)	11.4 (0.03)	3.44 (1.3)	$425.31^{+13.22}_{-12.45}$
4	05:46:40.33	00:04:53.90	1.34	120.91	11.51 (0.023)	10.52 (0.027)	10.16 (0.024)	3.25 (1.5)	$420.99^{+36.41}_{-31.04}$
5	05:46:37.56	00:04:02.50	4.604	125.69	13.07 (0.024)	12.18 (0.027)	11.70 (0.027)	5.15 (1.5)	$385.29^{+17.63}_{-16.15}$

6	05:46:45.14	00:03:46.40	3.23	86.99	13.68 (0.022)	12.29 (0.026)	11.52 (0.021)	9.85 (1.6)	$432.60^{+25.35}_{-22.69}$
7	05:46:47.43	00:03:36.20	2.40	135.37	13.07 (0.024)	12.03 (0.023)	11.61 (0.024)	4.33 (1.6)	$443.06^{+21.46}_{-19.57}$
8	05:46:47.49	00:03:14.80	4.55	100.44	13.53 (0.026)	12.69 (0.023)	12.30 (0.026)	3.77 (1.6)	$432.28^{+28.01}_{-24.80}$
9	05:46:47.97	00:01:43.00	5.20	73.69	16.22 (0.112)	13.30 (...)	11.92 (...)	19.53 (...)	...
10	05:46:53.76	00:00:33.90	1.60	51.80	13.00 (0.027)	11.91 (0.023)	11.36 (0.019)	6.41 (1.7)	$380.34^{+20.08}_{-18.16}$
11	05:46:53.88	00:02:47.00	4.45	75.49	13.45 (0.024)	12.53 (0.022)	12.22 (0.021)	2.61 (1.6)	$411.26^{+13.68}_{-12.30}$
12	05:46:56.44	00:05:12.00	2.22	80.49	12.72 (0.027)	11.38 (0.022)	10.82 (0.019)	6.44 (1.7)	$401.38^{+16.22}_{-15.01}$
13	05:46:47.71	00:04:56.60	2.87	135.3	13.56 (0.024)	12.39 (0.024)	11.76 (0.026)	7.71 (1.5)	$473.08^{+47.26}_{-39.39}$
14	05:47:00.50	00:03:58.10	4.20	134.39	12.97 (0.026)	12.06 (0.022)	11.69 (0.019)	3.52 (1.7)	$419.56^{+10.90}_{-10.37}$
15	05:46:58.13	00:05:38.10	8.19	129.12	11.23 (0.024)	10.12 (0.022)	9.69 (0.019)	4.57 (1.7)	$437.06^{+11.42}_{-10.86}$
16	05:46:46.96	00:07:09.10	8.61	150.53	13.80 (0.024)	12.00 (0.026)	10.97 (0.024)	13.91 (1.5)	$428.90^{+64.60}_{-49.64}$
17	05:46:37.53	00:08:00.40	6.62	166.37	13.36 (0.028)	11.93 (0.027)	11.30 (0.023)	7.66 (1.5)	$395.19^{+25.75}_{-22.78}$
18	05:46:39.88	00:06:44.90	1.65	153.55	13.84 (0.03)	12.07 (0.024)	11.11 (0.024)	12.77 (1.6)	605.58^{+203}_{-121}
19	05:46:48.21	00:05:52.60	1.80	170.16	13.82 (0.023)	12.36 (0.029)	11.79 (0.026)	6.69 (1.5)	$480.93^{+55.03}_{-44.78}$
20	05:46:45.57	00:05:48.20	4.33	175.79	13.95 (0.032)	12.43 (0.024)	11.82 (0.024)	7.28 (1.6)	$478.17^{+88.24}_{-64.45}$
21	05:46:45.03	00:05:33.90	2.29	158.12	11.89 (0.037)	10.66 (0.03)	10.04 (0.023)	7.56 (1.5)	681.01^{+176}_{-116}
22	05:46:41.61	00:05:58.50	14.61	137.98	15.02 (0.032)	13.02 (0.024)	12.10 (0.024)	12.17 (1.6)	...
23	05:46:42.40	00:06:09.20	6.03	165.8	14.65 (0.026)	12.92 (0.026)	12.08 (0.023)	11.06 (1.6)	...
24	05:46:37.51	00:06:54.60	5.62	84.57	14.21 (0.033)	12.70 (0.027)	11.93 (0.024)	9.95 (1.5)	...
25	05:46:43.61	00:05:28.30	2.47	101.41	10.36 (0.024)	9.34 (0.027)	8.94 (0.023)	3.95 (1.5)	$414.49^{+3.51}_{-3.45}$
26	05:46:32.71	00:08:51.70	2.24	81.25	13.36 (0.026)	11.77 (0.022)	10.83 (0.023)	12.44 (1.6)	$384.23^{+29.50}_{-25.57}$
27	05:46:34.53	00:06:43.40	2.56	92.89	11.96 (0.028)	10.56 (0.029)	9.73 (0.027)	10.88 (1.4)	$443.57^{+21.99}_{-20.01}$
28	05:46:31.55	00:06:39.90	2.31	51.63	13.41 (0.024)	11.82 (0.022)	10.90 (0.019)	12.28 (1.7)	$389.81^{+16.76}_{-15.44}$
29	05:46:30.14	00:07:01.70	4.10	54.42	12.93 (0.026)	11.51 (0.022)	10.92 (0.021)	7.03 (1.6)	$435.84^{+27.91}_{-24.74}$
30	05:46:37.12	00:06:23.40	9.17	114.72	15.64 (0.0669)	13.33 (0.027)	12.25 (0.024)	14.83 (1.7)	...

31	05:46:34.89	00:04:20.60	8.93	86.29	12.70 (0.026)	11.56 (0.029)	11.10 (0.026)	4.95 (1.6)	$417.88^{+13.37}_{-12.56}$
32	05:46:27.83	00:05:48.30	2.28	80.99	12.71 (0.023)	11.58 (0.022)	11.11 (0.021)	5.09 (1.6)	$389.66^{+13.15}_{-12.32}$
33	05:46:33.16	00:06:22.10	5.77	99.53	14.65 (0.03)	12.76 (0.022)	11.87 (0.021)	11.80 (1.6)	...
34	05:46:29.13	00:02:59.00	5.25	51.92	14.44 (0.038)	12.09 (0.022)	10.88 (0.023)	16.88 (1.6)	...
35	05:46:35.49	00:01:38.90	3.41	98.01	13.27 (0.029)	12.23 (0.024)	11.61 (0.024)	7.52 (1.6)	$454.56^{+43.16}_{-36.27}$
36	05:46:28.72	00:00:13.50	3.74	18.54	13.18 (0.027)	12.57 (0.022)	12.46 (0.026)	-0.730 (1.6)	$398.46^{+4.34}_{-4.25}$
37	05:47:06.96	00:00:47.70	1.26	102.27	11.35 (0.026)	10.57 (0.024)	10.22 (0.026)	3.12 (1.5)	$404.48^{+3.13}_{-3.08}$
38	05:47:08.61	-00:00:10.00	1.59	86.63	13.80 (0.026)	12.73 (0.027)	12.31 (0.023)	4.39 (1.5)	$872.06^{+119}_{-93.55}$
39	05:47:06.64	00:02:46.20	6.26	87.50	14.61 (0.03)	13.64 (0.029)	13.29 (0.042)	3.23 (1.2)	$645.41^{+58.02}_{-49.17}$
40	05:47:02.08	00:02:42.30	6.49	73.69	14.64 (0.037)	13.56 (0.031)	13.13 (0.033)	4.42 (1.3)	...
41	05:47:06.46	00:02:31.70	2.89	85.44	13.99 (0.026)	13.07 (0.023)	12.59 (0.023)	5.11 (1.6)	$497.28^{+110}_{-76.37}$
42	05:47:09.68	00:00:43.40	2.80	95.95	13.76 (0.026)	13.15 (0.027)	12.83 (0.033)	2.71 (1.4)	$408.66^{+21.72}_{-19.63}$
43	05:47:04.17	00:06:00.80	8.03	111.33	15.11 (0.037)	13.46 (0.032)	12.74 (0.029)	9.07 (1.4)	...
44	05:47:02.96	00:06:02.50	7.26	35.4	14.54 (0.039)	13.20 (0.03)	12.48 (0.032)	8.91 (1.39)	$400.03^{+74.35}_{-54.20}$
45	05:47:04.69	00:05:32.00	9.095	167.64	15.59 (0.059)	14.18 (0.039)	13.61 (0.049)	6.64 (0.9)	...
46	05:47:02.90	00:05:37.20	5.75	33.71	15.90 (0.065)	14.24 (0.049)	13.69 (0.047)	6.33 (0.8)	...
47	05:46:57.67	00:05:45.00	4.53	157.33	14.17 (0.036)	12.88 (0.048)	12.32 (0.037)	6.61 (1.0)	$405.16^{+70.52}_{-52.31}$
48	05:47:11.19	00:02:35.90	8.41	100.46	15.61 (0.059)	14.6 (0.057)	14.11 (0.058)	5.31 (0.5)	...
49	05:47:12.28	00:07:57.30	2.74	46.36	15.47 (0.053)	14.36 (0.038)	13.92 (0.045)	4.68 (1.0)	...
50	05:47:11.94	00:07:34.10	4.29	62.81	14.04 (0.028)	12.86 (0.022)	12.34 (0.023)	5.87 (1.6)	$378.68^{+47.26}_{-37.82}$
51	05:47:06.90	00:08:08.60	10.1	171.36	15.27 (0.054)	14.52 (0.053)	14.11 (0.059)	4.23 (0.6)	...
52	05:47:03.22	00:07:50.80	3.46	9.51	14.36 (0.037)	13.05 (0.033)	12.54 (0.037)	5.69 (1.2)	...
53	05:46:58.75	00:07:00.60	6.46	139.56	15.66 (0.052)	14.15 (0.035)	13.36 (0.031)	10.23 (1.3)	...
54	05:47:11.96	00:09:40.50	4.99	6.87	15.78 (0.08)	13.65 (0.022)	12.67 (0.029)	13.25 (1.5)	...
55	05:47:08.61	00:10:20.40	2.89	10.06	12.27 (0.023)	10.91 (0.022)	10.29 (0.021)	7.39 (1.6)	...

56	05:47:03.97	00:11:14.30	0.6725	101.41	12.46 (0.026)	11.40 (0.023)	10.80 (0.024)	7.17 (1.6)	$406.68^{+6.91}_{-6.68}$
57	05:47:04.10	00:10:10.80	2.125	152.91	13.04 (0.026)	12.29 (0.023)	11.92 (0.024)	3.57 (1.6)	$610.50^{+6.91}_{-22.61}$
58	05:47:01.71	00:10:20.80	9.799	60.27	15.15 (0.046)	14.09 (0.037)	13.69 (0.039)	4.01 (1.1)	998.00^{+357}_{-208}
59	05:46:57.72	00:11:20.20	6.20	81.5	14.39 (0.028)	13.06 (0.027)	12.55 (0.026)	5.82 (1.5)	...
60	05:46:48.77	00:11:57.00	3.45	81.2	14.50 (0.023)	13.49 (0.035)	12.98 (0.03)	5.77 (1.3)	$739.91^{+135}_{-99.42}$
61	05:46:46.60	00:11:13.60	2.29	22.14	14.11 (0.032)	12.91 (0.023)	12.29 (0.024)	7.49 (1.6)	$634.43^{+108}_{-80.57}$
62	05:46:38.47	00:11:22.70	4.33	80.77	15.59 (0.065)	14.29 (0.035)	13.74 (0.049)	6.31 (1.0)	501.47^{+179}_{-104}
63	05:46:30.05	00:12:09.60	0.902	116.42	12.64 (0.024)	11.37 (0.022)	10.71 (0.021)	8.10 (1.6)	$422.77^{+12.24}_{-11.57}$
64	05:46:34.30	00:11:51.20	11.62	12.18	15.47 (0.08)	14.32 (0.058)	13.81 (0.06)	5.66 (0.5)	966.55^{+1069}_{-332}
65	05:46:29.58	00:10:57.20	2.18	112.52	13.38 (0.024)	12.25 (0.022)	11.67 (0.021)	6.80 (1.6)	...
66	05:46:28.60	00:12:26.90	3.02	84.03	13.95 (0.026)	12.44 (0.022)	11.75 (0.019)	8.H63 (1.7)	$479.86^{+98.73}_{-69.94}$
67	05:46:24.92	00:10:42.60	2.54	11.65	13.32 (0.024)	11.19 (0.022)	10.23 (0.019)	12.85 (1.7)	...
68	05:46:25.88	00:09:31.90	4.21	65.94	13.19 (0.026)	12.18 (0.023)	11.64 (0.019)	6.23 (1.7)	$409.43^{+11.08}_{-10.51}$
69	05:46:21.81	00:12:09.20	3.27	65.13	13.97 (0.022)	12.95 (0.027)	12.49 (0.024)	4.84 (1.5)	$378.04^{+24.11}_{-21.38}$
70	05:46:15.14	00:09:00.20	2.3	54.68	13.11 (0.026)	11.69 (0.022)	11.07 (0.021)	7.55 (1.6)	987.75^{+173}_{-128}
71	05:46:20.87	00:08:09.40	1.87	49.83	12.53 (0.029)	11.32 (0.031)	10.68 (0.023)	7.72 (1.5)	$406.04^{+10.92}_{-10.36}$
72	05:46:26.21	00:08:10.20	10.85	128.11	15.18 (0.04)	14.02 (0.044)	13.47 (0.037)	6.36 (1.0)	...
73	05:46:14.45	00:10:43.80	6.14	58.75	14.13 (0.029)	13.17 (0.031)	12.79 (0.027)	4.07 (1.4)	$466.74^{+42.86}_{-36.21}$
74	05:46:18.59	00:07:07.90	8.89	167.05	13.99 (0.032)	12.51 (0.025)	11.78 (0.023)	9.20 (1.6)	$441.20^{+79.46}_{-58.41}$
75	05:46:16.74	00:07:13.40	0.25	144.71	12.87 (0.024)	11.62 (0.023)	11.05 (0.021)	6.68 (1.6)	$453.63^{+36.34}_{-31.32}$
76	05:46:18.29	00:06:57.80	1.10	76.3	12.20 (0.023)	11.06 (0.022)	10.47 (0.023)	7.09 (1.6)	$413.05^{+8.78}_{-8.42}$
77	05:46:17.37	00:06:13.60	3.56	45.65	14.79 (0.03)	13.22 (0.023)	12.61 (0.029)	7.30 (1.5)	...
78	05:46:25.09	00:05:41.20	2.39	174.36	13.6 (0.034)	11.74 (0.025)	10.74 (0.021)	13.42 (1.6)	$541.74^{+98.66}_{-72.32}$
79	05:46:13.29	00:05:04.30	4.92	33.35	13.70 (0.026)	12.24 (0.022)	11.63 (0.021)	7.20 (1.6)	...
80	05:46:23.82	00:04:27.20	3.59	101.56	13.47 (0.027)	12.19 (0.022)	11.62 (0.021)	6.57 (1.6)	$442.26^{+36.36}_{-31.23}$

81	05:46:22.98	00:04:26.40	1.39	25.51	13.06 (0.029)	11.97 (0.027)	11.42 (0.023)	6.26 (1.5)	$456.24\ ^{+19.15}_{-17.66}$
82	05:46:24.27	00:03:45.70	7.59	0.678	14.67 (0.038)	13.04 (0.031)	12.38 (0.023)	8.15 (1.5)	$461.82\ ^{+122}_{-80.18}$
83	05:46:17.71	-00:00:14.30	3.58	75.00	12.83 (0.03)	11.27 (0.031)	10.40 (0.027)	11.52 (1.4)	$413.18\ ^{+24.02}_{-21.52}$
84	05:46:15.70	-00:01:57.60	3.956	109.14	14.77 (0.034)	12.25 (0.022)	11.026 (0.023)	17.12 (1.6)	...
85	05:46:22.39	-00:03:38.10	7.18	86.07	13.36 (0.024)	12.72 (0.023)	12.57 (0.023)	-0.111 (1.6)	$400.51\ ^{+5.39}_{-5.25}$
86	05:46:37.67	00:02:43.00	3.35	153.9	15.16 (0.054)	13.59 (0.04)	12.91 (0.036)	8.30 (1.1)	...
87	05:46:44.04	00:04:54.60	2.91	35.37	14.34 (0.022)	13.33 (0.023)	12.86 (0.027)	4.9 (1.5)	$433.18\ ^{+44.98}_{-37.25}$
88	05:47:12.47	-00:02:26.60	3.99	128.18	13.08 (0.024)	12.27 (0.026)	12.00 (0.024)	1.80 (1.5)	$435.42\ ^{+9.35}_{-8.96}$
89	05:46:47.47	00:05:25.00	2.54	150.09	13.09 (0.026)	12.01 (0.024)	11.53 (0.026)	5.22 (1.5)	$428.90\ ^{+22.27}_{-20.17}$
90	05:46:18.01	00:12:12.20	3.90	56.41	12.53 (0.024)	11.24 (0.022)	10.50 (0.021)	9.31 (1.6)	$455.31\ ^{+13.35}_{-12.61}$
91	05:46:13.19	00:12:17.20	4.13	60.39	13.63 (0.028)	12.88 (0.027)	12.59 (0.026)	2.34 (1.5)	$926.01\ ^{+57.56}_{-51.19}$
92	05:46:09.77	00:12:58.80	4.17	66.28	12.82 (0.026)	12.25 (0.025)	12.05 (0.024)	0.761 (1.6)	$524.24\ ^{+7.83}_{-7.61}$
93	05:46:12.66	00:11:13.00	0.886	112.64	11.47 (0.024)	10.67 (0.022)	10.42 (0.023)	1.44 (1.6)	$410.07\ ^{+3.63}_{-3.56}$

Tabla 4.1: Propiedades polarimétricas y fotométricas de las 96 fuentes embebidas y de fondo en NGC 2068.

Los valores finales de polarización se muestran como vectores sobre una imagen de 3 colores combinando las bandas de 2MASS, J (1.25 μm) en azul, H (1.65 μm) en verde y K (2.17 μm) en rojo, de NGC 2068. Donde el grado de polarización se representa con la magnitud del vector y el ángulo de polarización con la inclinación del vector. Se incluye un vector de referencia en blanco, en la parte superior izquierda. El ángulo de polarización es medido de norte (arriba) a este (izquierda) por convención, figura 4.5.

En la figura 4.5 parece existir dos distribuciones en los vectores de polarización, en la zona más brillante al centro de NGC 2068 y en la zona externa a esta, por tal motivo se seleccionaron dos regiones para su análisis. La zona "dentro de la nebulosa" se eligió dentro de una elipse de semieje mayor de 3.0 arcmin y semieje menor de 2.5 arcmin desde el punto central A.R. = $05^h46^m46.4^s$, Dec = $+00°04^m17\ .0^s$, donde se presenta la mayor intensidad de brillo y donde las estrellas tienen una distancia entre 379 pc y 450 pc, dicha zona se encuentra dentro del tamaño aparente de $6' \times 8'$ medido para NGC 2068. Por otra parte, la zona "fuera de la nebulosa" se encuentra fuera de la elipse e incluye el filamento polvoso que va de noroeste a suroeste y la región alrededor del centro de NGC 2068. En la figura 4.6 se muestra ambas zonas de selección, dentro y fuera de la elipse color azul. Se incluye una marca para cada estrella embebida y de fondo generadora de luz estelar polarizada (relacionado con los vectores de polarización en la figura 4.5). Las estrellas "dentro de la nebulosa" se marcan en rojo, mientras que las estrellas "fuera de la nebulosa" en color verde. Además, el tamaño de la marca para cada estrella es proporcional a su distancia medida mediante paralaje por *Gaia* DR3, de esta forma, las estrellas más cercanas tienen un tamaño mayor en su

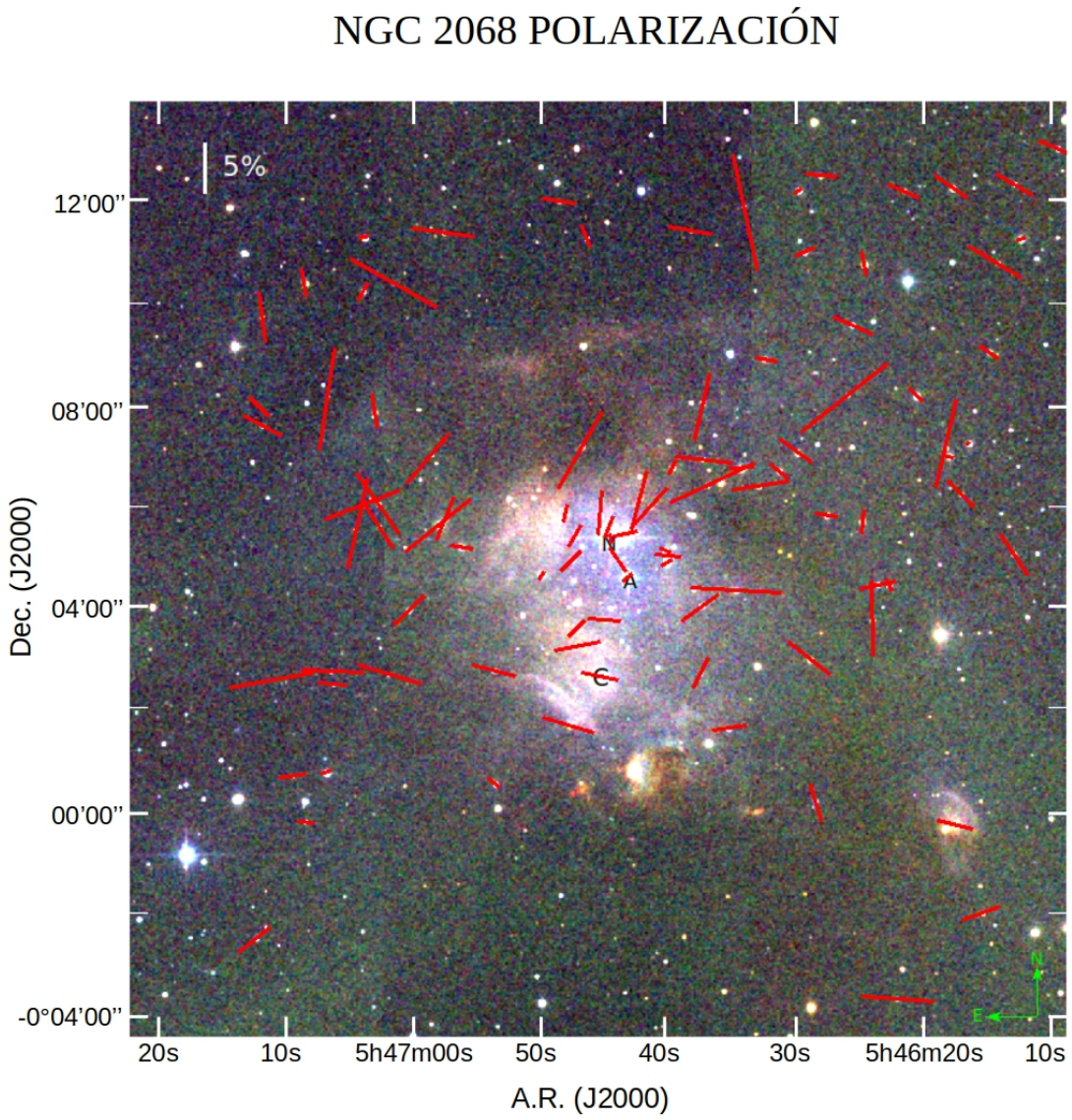


Figura 4.5: Mapa de vectores de polarización de NGC 2068. La magnitud del vector representa el grado de polarización, mientras que la inclinación representa el ángulo de polarización. La polarización de la luz estelar de fondo se indica con los vectores en rojo. Un vector de referencia se presenta en la parte superior izquierda. Además, se incluye la ubicación de las estrellas HD38563 N, A y C. La imagen de fondo es una imagen de tres colores en las bandas de 2MASS, J (1.25 μm) en azul, H (1.65 μm) en verde y K (2.17 μm) en rojo.

marcador mientras que las estrellas más lejanas tiene un tamaño menor de marcador.

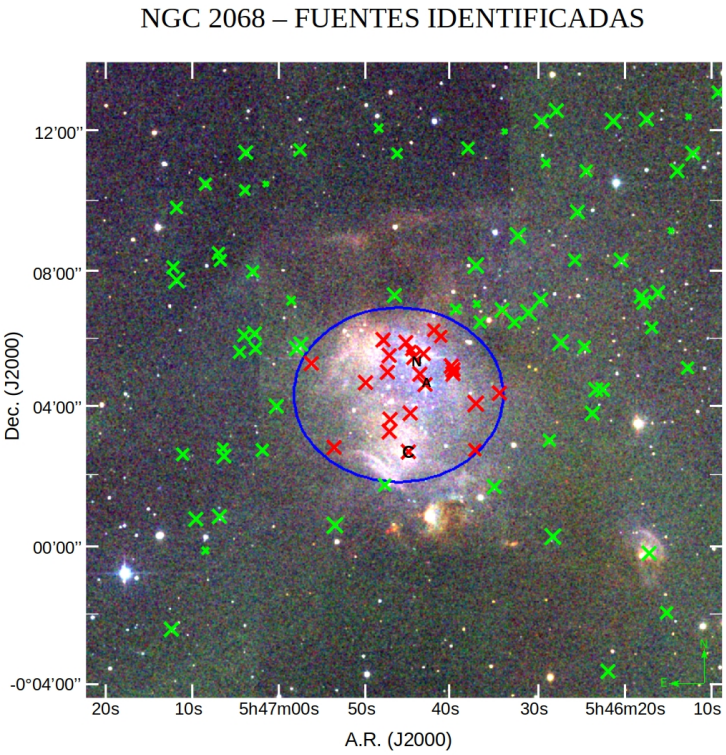
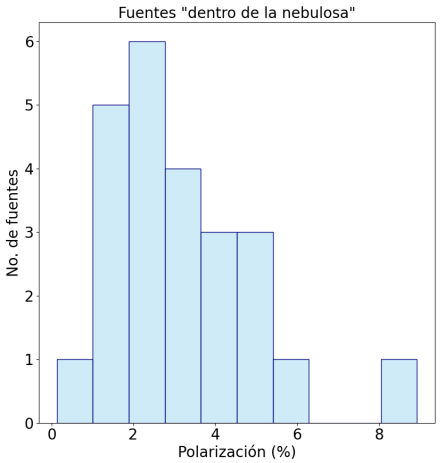


Figura 4.6: Mapa de la zona "dentro de la nebulosa" y "fuera de la nebulosa". La elipse azul de semieje mayor de 3.0 acmin y semieje menor de 2.5 arcmin centrada en A.R. = $05^h46^m46.4^s$, Dec = $+00°04^m17.0^s$ separa las dos zonas propuestas. Las estrellas "dentro de la nebulosa" se marcan en color rojo, las estrellas "fuera de la nebulosa" se marcan en color verde. El tamaño del marcador es proporcional a la distancia medida mediante paralaje por *Gaia*. Se incluye la ubicación de las estrellas HD38563 N, A y C. La imagen de fondo es igual que la imagen de fondo en 4.5.

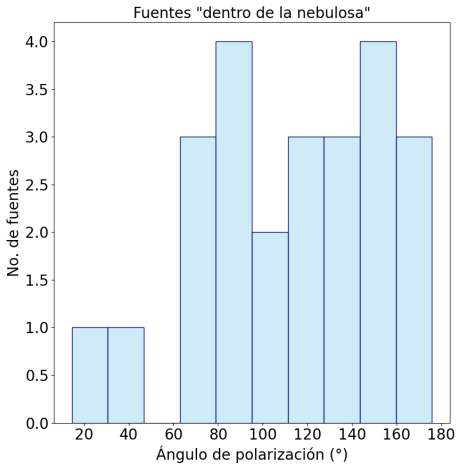
El histograma de grado de polarización para las estrellas "dentro de la nebulosa" muestra una mediana de 2.74 % y se obtuvo un promedio de 3.12 %, figura 4.7a. Las estrellas HD38563 N, A y C se encuentran en dicha zona. Alrededor de la estrellas HD38563 N y A el ángulo de los vectores tienen un inclinación promedio de 150°, mientras que cerca de HD38563 C el ángulo presenta una inclinación promedio de 80°, esto se puede observar en los dos picos del histograma de ángulos de polarización para dichas fuentes, figura 4.7b. La distancia de todas las estrellas se encuentra entre un rango de 379 y 450 pc, como se puede observar en la figura 4.6. Esto asegura que la luz estelar de dichas fuentes está adquiriendo polarización al atravesar la misma nube de polvo que se encuentra en primer plano, podemos decir entonces que la luz se polariza por dicroísmo.

En la zona "fuera de la nebulosa" la posición de los vectores parecen trazar un patrón centro simétrico alrededor de la zona central de NGC 2068. Sin embargo, al norte y al sur la densidad de estrellas así como el grado de polarización decrece. El histograma de grado de polarización muestra una mediana de 3.97 % y se obtuvo un promedio de 4.51 %, figura 4.7c. El histograma de los valores de ángulo de polarización muestra una mediana de 81.37° y se obtuvo un promedio de 84.36°, figura 4.7d. La distancia de las estrellas se encuentran en un rango más amplio, a diferencia de la zona "dentro de la nebulosa", entre 400 pc hasta 900 pc. Esto se puede observar en la figura 4.6, donde

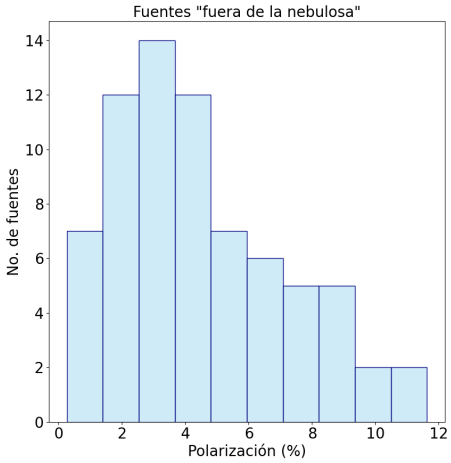
el tamaño de la marca en verde varía para diferentes estrellas.



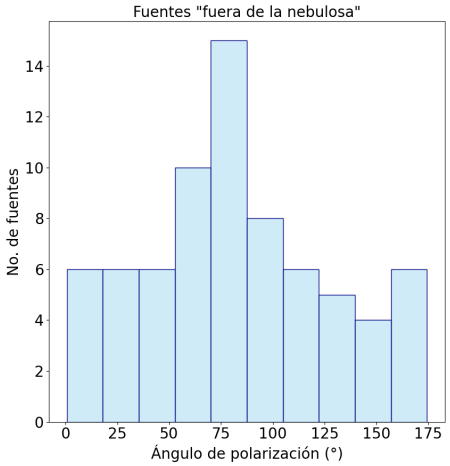
(a) Polarización de las fuentes "dentro de la nebulosa" (%).



(b) Ángulo de polarización de las fuentes "dentro de la nebulosa" (°).



(c) Polarización de las fuentes "fuera de la nebulosa" (%).



(d) Ángulo de polarización de las fuentes "fuera de la nebulosa" (°).

Figura 4.7: Histograma de valores de polarización para las 96 estrellas embebidas y de fondo de NGC 2068. Arriba, histogramas de las estrellas clasificadas en la zona "dentro de la nebulosa". Abajo, histogramas para las estrellas clasificadas en la zona "fuera de la nebulosa".

4.3. Análisis con otras bandas

El primer estudio polarimétrico a NGC 2068 fue realizado por Mannion & Scarrot (1984). Las observaciones se realizaron con el telescopio SAAO de 1 metro en marzo de 1979. Usando el filtro en banda ancha V a una longitud de onda de 0.52 μm. Se obtuvo un mapa de polarización lineal con un patrón centro-simétrico de vectores, la figura 4.8.

Mannion & Scarrott (1984) concluyeron que NGC 2068 es iluminado por una única fuente, HD38563 N. Además, se ilumina una sección de la nebulosidad al noroeste del filamento de polvo que atraviesa de norte a sur en el visible a NGC 2068. El grado de polarización decrece al acercarse a la estrella N (2 %) e incrementa al aumentar la distancia a dicha estrella con un máximo de 20 %, esto sumado al patrón centro-simétrico indica luz polarizada por esparcimiento. Además, sugirieron un modelo geométrico para NGC 2068, recordando que la sección transversal de esparcimiento provoca alta polarización para ángulos de esparcimiento cercanos a 90°. De esta manera, por sus observaciones de alta polarización en la periferia de la nebulosa y una superficie de alto brillo en la estrella central, concluyen que en NGC 2068 una estrella de fondo ilumina granos de polvo posiblemente en un arreglo en forma de losa inclinada, figura 4.9. Cerca de la estrella central la nebulosa es vista por luz esparcida, alto brillo pero baja polarización (rayo A). En una posición intermedia (rayo B) el ángulo de esparcimiento incrementa lo que provoca una reducción en el brillo pero hace que el grado de polarización incremente. En la periferia (rayo C) el ángulo de esparcimiento incrementa lo que provoca que el grado de polarización incremente aún más. La densidad de granos de polvo en la losa inclinada varían con la posición, ya que debería ser mayor cerca de la banda oscura en el visible. En el modelo geométrico original de Mannion & Scarrott (1984) la estrella HD38563 N se encuentra detrás de la nebulosa, la estrella HD38563 A por delante de la losa de polvo propuesta, mientras que HD38563 C no se consideraba para el modelo. Mediante *Gaia* se determinó la distancia de dichas fuentes y conociendo que la distancia medida a NGC 2068 es de 383 ± 7 pc, Kounkel et al. (2017), el modelo geométrico fue modificado por García Pérez (2019), figura 4.9.

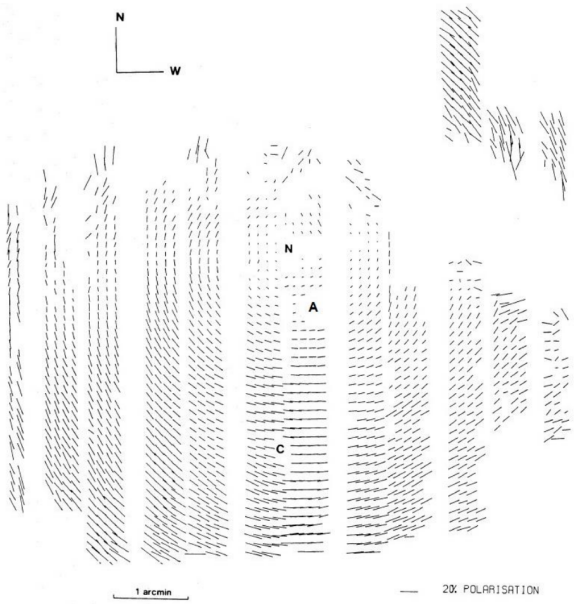


Figura 4.8: Mapa de polarización lineal en el visible de la nebulosa de reflexión NGC 2068. (Mannion & Scarrott (1984))

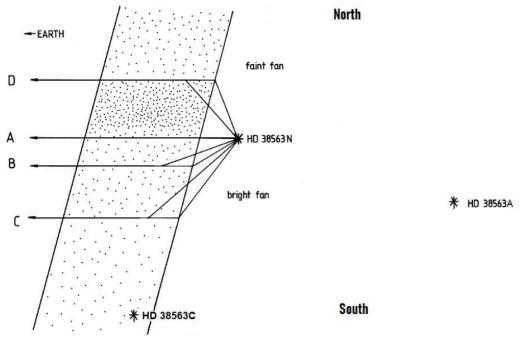


Figura 4.9: Modelo geométrico para NGC 2068. (García Pérez, 2019)

Mitchell et al. (2001) usando el detector *Submillimeter Common-User Bolometer Array* (SCUBA) del James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) obtuvieron un mapa de emisión en el continuo a 850 μm de NGC 2068. La emisión observada se encuentra cerca de la región central de NGC 2068 y las fuentes infrarrojas asociadas, específicamente en un filamento grumoso al sur de la región central orientado aproximadamente de este a oeste. Identificaron 26 núcleos densos incrustados o cerca del filamento y establecieron que la masa de los núcleos densos se encuentran entre el rango de 0.2 a 12 $M_{\odot}$. La figura 4.10 muestra la emisión a 850 μm en contornos superpuesta sobre una imagen de emisión óptica azul en negativo obtenida de *Digitized Sky Survey* (DSS). Al centro se encuentra la emisión óptica de NGC 2068, al norte la emisión débil del filamento de polvo oscuro que va de noroeste a suroeste en el visible. Dentro de este filamento de polvo se muestra emisión submilimétrica al norte y al oeste, y ya que en el visible esta zona se observa oscurecida sugiere que el gas denso mapeado se encuentra frente a la nebulosa. Al sur de la zona central la emisión se encuentra sobre una parte débil en el óptico, lo que sugiere que el gas denso debe estar detrás de la nebulosa de reflexión en el visible. Ambas regiones coinciden con las zonas captadas de baja polarización y baja densidad de estrellas al norte y al sur en la figura 4.5, esto indica que en el NIR no es posible mapear luz estelar polarizada de las estrellas muy embebidas o que se encuentran en formación en los núcleos densos.

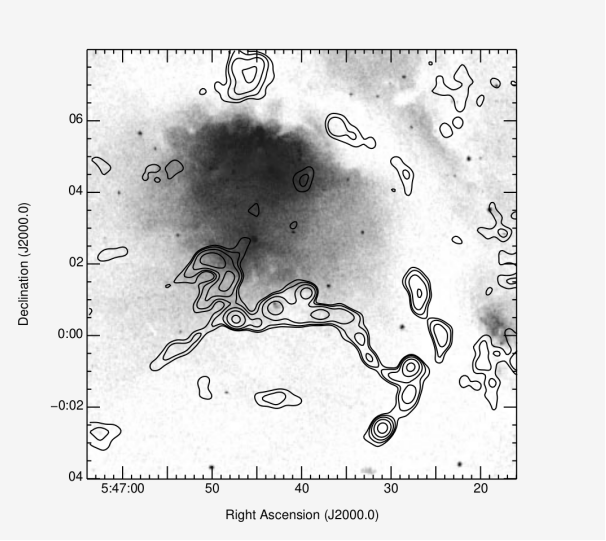


Figura 4.10: Imagen óptica azul en negativo de NGC 2068 (tomada de DSS), superpuesta con los contornos de la emisión a 850 μm. (Mitchell et al. (2001))

Matthews & Wilson (2002) usando el polarímetro UK/Japan con SCUBA del JCMT mapearon la polarización de la emisión térmica del polvo a 850 μm por granos de polvo alineados en el filamento grumoso rastreado por Mitchell et al. (2001). Los autores separa los datos de polarización en tres regiones, al este de la posición $05^h46^m39.8^s$ (J2000) identifica la Región 1, al oeste de la región 1 hasta la posición $05^h46^m33.8^s$ (J2000) se encuentra la Región 2. Y la Región 3 que abarca la zona más oeste del mapa, incluyendo todos los vectores al oeste desde $05^h46^m33.8^s$ (J2000). En la región 1 el promedio del ángulo de polarización fue de 109.2°, en la región 2 se encontró un promedio de 93.4° y en la región 3 un promedio de 74.3°, todos los ángulos fueron medidos de norte a este. Matthews & Wilson (2002) mostraron que la posición de los vectores de polarización que mapean el campo magnético (rotando la emisión polarizada 90°) descartan un campo uniforme y unidireccional a través de NGC 2068.

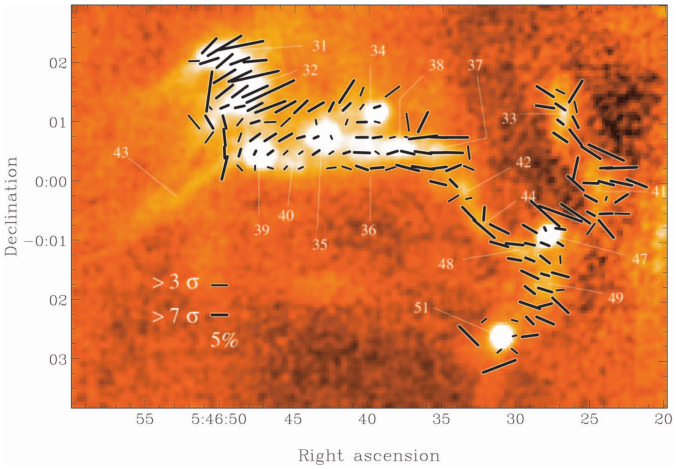


Figura 4.11: Patrón de emisión polarizada a 850 μm de NGC 2068. El mapa donde se superponen los vectores es obtenido de Mitchell et al. (2001). Las coordenadas del mapa son en J2000. (Matthews & Wilson (2002))

Durante febrero de 2019 se observó NGC 2068 con el polarímetro *High-resolution Airborne Wideband Camera (HAWC+)* acoplado al telescopio de 2.5 m de *Stratospheric Observatory for Infrared Astronomy* (SOFIA). Las observaciones se realizaron en la banda E del lejano infrarrojo a 214 μm, a esta longitud de onda es posible captar la polarización de la emisión de polvo. En la figura 4.12, la imagen de fondo muestra la intensidad de la emisión del polvo en $^{Jy}/_{arcsec^2}$ con contornos. Se superponen los vectores de polarización que indican la inclinación de campo magnético (rotados 90° respecto a los vectores originales), con un vector de referencia en la parte superior derecha. Se rescata la emisión del filamento de núcleos densos al sur de NGC 2068, en ascensión recta $05^h46^m50.0^s$ y declinación $+00°01^m00.0^s$, en donde se presenta flujo > 0.08 $^{Jy}/_{arcsec^2}$. La tendencia de los vectores de polarización en esta zona coincide con la tendencia observada de los vectores de polarización del filamento rotados 90° (para indicar el campo magnético) captada a 850 μm por Matthews & Wilsom (2002), figura 4.11. Además se observa otra zona de alta emisión al norte de la zona central, en ascensión recta $05^h46^m45.0^s$ y declinación $+00°07^m00.0^s$. Ambas zonas coinciden con baja cantidad de estrellas al sur y al norte del centro de NGC 2068 captada en cercano infrarrojo, figura 4.5. Se observa que la orientación de los vectores se dirige hacia el centro de la emisión, esta tendencia también se observa en la emisión al sur.

Al centro de NGC 2068, la orientación de los vectores es horizontal y vertical (más al norte), además se observan zonas de-polarizadas. Los vectores con inclinación vertical al norte y con

depolarización coinciden con las estrellas cuyo promedio en la inclinación de polarización es de 150° en la zona "dentro de la nebulosa", figura 4.5. Lo que indicaría que no hay emisión de polvo, por lo que, las estrellas no tienen o tiene poca cantidad de polvo asociado a su formación por su avanzada etapa evolutiva. En general, la emisión del polvo es baja en el centro, mostrando que las fuentes ya no están relacionadas con las zonas más densas de la nube, donde seguiría la formación estelar. Las estrellas alrededor HD38563 C se encuentra cerca de alta emisión de polvo al sur, y por la figura 4.5, se observa que la polarización captada sigue la tendencia de los vectores mapeados en esta zona por SOFIA.

Es importante indicar que estos datos son públicos, sin embargo no hay ningún artículo científico de los autores de la observación que indiquen la metodología, resultados y conclusiones a las que llegaron.

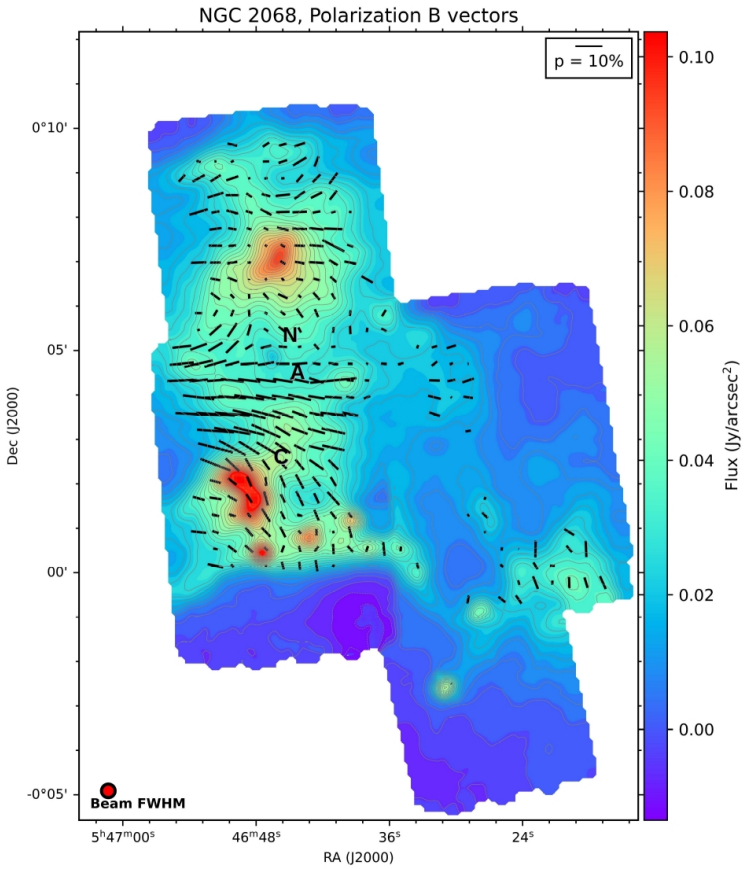


Figura 4.12: Mapa de vectores de polarización de NGC 2068. Los vectores indican la inclinación del campo magnético. La imagen de fondo indica el flujo de la emisión del polvo en $^{Jy}/_{arcsec^2}$ con contornos. Se incluye la ubicación de las estrellas HD38563 N, A y C. Observado con HAWC+ de SOFIA en banda E del lejano infrarrojo a 214 μm. (NASA/DLR Stratospheric Observatory for Infrared Astronomy (SOFIA))

Capítulo 5

Conclusión

De acuerdo al proceso de observación, reducción, análisis de los datos obtenidos y comparación con observaciones en otras longitudes de onda, podemos concluir lo siguiente:

1.- Con el Software de Observaciones Sintéticas (SOS) se obtuvieron los parámetros físicos de NGC 2068, sección 2.2.2. Los parámetros obtenidos concuerdan con los rangos marcados por la literatura para este tipo de regiones. Nishimura et al. (2015) calculó los mismos parámetros para NGC 2068 y NGC 2071, zona *B2* en la figura 2.8, la comparación se muestra en la tabla 5.1.

Propiedades físicas		
	SOS	Nishimura et al. (2015)
Temperatura de excitación promedio		
T_{ex}:	14.89 K - 36.41 K	20 K - 50 K
Densidad columnar promedio		
H_2:	14.1e+21 cm^{-2}	20.3e+20 cm^{-2}
Masa del gas		
LTE:	1.5e+3 $M_\odot$	4.0e+3 $M_\odot$

Tabla 5.1: Comparación de los parámetros físicos para la región NGC 2068 - NGC 2071 calculados con el Software de Observaciones Sintéticas (SOS) y Nishimura et al. (2015).

La temperatura de excitación se encuentra en el rango establecido por Nishimura et al. (2015). Por otra parte, la densidad de columna del hidrógeno molecular y la masa del gas calculadas por SOS es siete veces más grande y tres veces menor, respectivamente, que las calculadas por Nishimura et al. (2015). Esto se debe a que, mientras que la ecuación de la temperatura de excitación es la misma para ambos métodos, las ecuaciones la densidad columnar y la masa del gas utilizan parámetros más específicos para hacer un análisis más completo de la región. SOS utiliza suposiciones y ecuaciones sencillas que permiten tener un aproximado de los parámetros físicos de acuerdo a los de la literatura, por lo que es una herramienta útil en la docencia para dar a conocer a los alumnos los temas básicos de nubes moleculares, sin embargo se requiere reconsiderar el modelo elegido para calcular los parámetros físicos de cualquier nube molecular.

2.- Se realizó personalmente la solicitud de tiempo de telescopio dirigida al Comité de Asignación de Tiempo de Telescopio del OAGH para las temporadas observacionales, tabla 3.2, en el Observatorio Astrofísico Guillermo, por lo que, se conoció el formato y los elementos que lo componen. Por la calidad del proyecto la solicitud fue aprobada por el comité siendo responsable

de la misma Eilitia Juárez Marín.

3.- Las estrellas elegidas "dentro de la nebulosa" fueron catalogadas como estrellas de secuencia principal, gigantes o YSO's Clase III (sin disco), es decir, no cuentan con polarización intrínseca debido a envolventes circunestelares, sección 4.1.1. Se encuentran embebidas o al fondo de la nube de polvo con distancia superior a 383 ± 7 pc, distancia medida a NGC 2068 por Kounkel et al. (2017), las distancias para dichas fuentes fueron medidas por *Gaia* DR3 y se clasificaron en la sección 4.1.2. Además, todas las estrellas presentan una distancia entre 376 y 450 pc, como se observa en la figura 4.6, esto garantiza que la luz estelar de todas estas estrellas atraviesan la nube de gas y polvo en primer plano. Finalmente, se observa que los vectores de polarización en la figura 4.5 sigue la distribución observada en la figura 4.12, que traza el campo magnético local. Por lo tanto, la polarización mapeada en NIR con POLICAN es polarización debida a dicroísmo que se genera cuando la luz estelar pasa a través de la nube en primer plano con granos de polvo alineados, dicha polarización es paralela al campo magnético local.

4.- El decremento en el número de estrellas así como el grado de polarización al norte y al sur de la zona central de NGC 2068 es producido por una zona de alta emisión de polvo en el lejano infrarrojo captado a 214 μm por SOFIA y por el filamento de núcleos densos observados a 850 μm por Mitchell et al. (2001), respectivamente, sección 4.3. Por tal motivo, con la observación en banda H del NIR con POLICAN no fue posible mapear luz estelar polarizada ya que en dichas zonas los núcleos densos están llevando acabo el proceso de formación estelar. Mitchell et al. (2001) cálculo la masa de los núcleos, determinando que se encuentran entre el rango de 0.2 - 12 $M_{\odot}$ por lo que se espera que cada núcleo forme una estrella o una estrella binaria, como se indica en la teoría de la sección 1.1. Esto confirma que NGC 2068 es una región de formación estelar activa.

5.- Rotando 90° los ángulos de inclinación en el filamento de núcleos densos observado por Matthews & Wilson (2002), figura 4.11, se obtiene la orientación de los vectores registrados a 214 μm por SOFIA, figura 4.12. Los vectores de polarización mapeados por SOFIA tienen una inclinación hacia las zonas de más emisión de polvo y son aproximadamente horizontales entre ambas zonas, además se observan zonas depolarizadas. Las zonas depolarizadas y con inclinación vertical en los vectores coinciden con la ubicación de las estrellas HD38563 N y A y las estrellas alrededor cuya inclinación promedio en el ángulo de los vectores fue de 150°, mientras que las estrellas cercanas a HD38563 C con inclinación promedio de 80° en el ángulo de los vectores se encuentran cerca del filamento de núcleos densos, es decir, donde hay más emisión de polvo, ambas tendencias para las estrellas "dentro de la nebulosa" se observaron en el histograma de la figura 4.7b. Esto indicaría que la polarización alrededor de HD38563 C, con promedio de 80°, está siendo modulada por el filamento de núcleos densos ya que la inclinación de los vectores obtenida con POLICAN en esta zona sigue la tendencia observada con SOFIA. Mientras que en las estrellas alrededor de HD38563 N y A, con promedio de 150° (aproximadamente perpendicular al caso anterior), al no existir núcleos densos es menor la emisión de polvo lo indica que las estrellas han barrido a la nube que dio paso a su formación. Matthews & Wilson (2002) concluyeron que los vectores de polarización observados en el filamento de núcleos densos descartan un campo magnético uniforme y unidireccional a través de NGC 2068. Las observaciones realizadas a 214 μm por SOFIA y las realizadas a 1.63 μm con POLICAN confirman esta conclusión.

6.- El patrón centrosimétrico que se observa en las estrellas "fuera de la nebulosa" se define aún más descartando la polarización de las estrellas con una distancia superior a 450 pc, se descartan debido a que es difícil saber si a lo largo de la línea de visión hay otra nube que genere la polarización observada. El patrón centrosimétrico indicaría polarización por esparcimiento, como observó Mannion & Scarrott (1984), figura 4.8. Esto muestra que en NGC 2068 se observa luz polarizada por diferentes fenómenos, por esparcimiento de luz en el visible, por dicroísmo en el NIR y la emisión polarizada de polvo observada en el lejano infrarrojo. Lo que indica que el mapeo

del campo magnético se ve afectado en mayor o menor medida por estos fenómenos dependiendo de a que longitud de onda se observe.

Apéndice A

Evolución Estelar

A.0.1. Secuencia principal

La secuencia principal es la etapa evolutiva en la que la única fuente de energía de la estrella es la fusión de hidrógeno en su núcleo. Durante esta etapa, en la estrella existe un equilibrio entre la fuerza de gravedad que atrae el medio interestelar hacia el centro, comprimiéndolo y la variación radial de la presión que actúa en sentido contrario intentando expandir el sistema.[5]

Es la etapa más larga de vida de la estrella y dependiendo de su masa inicial, esta etapa seguirá distintos procesos. Se puede utilizar el límite de $\sim 1.5\ M_{\odot}$ para distinguir entre la *secuencia principal superior e inferior*.

- *Secuencia principal superior:*

Estrellas cuya $M > 1.5\ M_{\odot}$ siguen este proceso. Producen energía a través de fusión nuclear transformando hidrógeno en helio, siguiendo el ciclo CNO (Carbono - Nitrógeno - Oxígeno). El ciclo consiste en la fusión de cuatro núcleos de hidrógeno en un partícula de ^{4}He, dos positrones y dos neutrones, liberando energía en forma de rayos gamma. Se utilizan núcleos de carbono, nitrógeno y oxígeno como catalizadores y estos se regeneran durante el proceso, A.1.

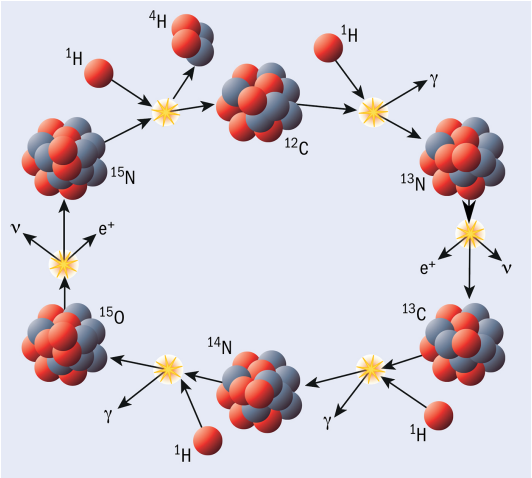


Figura A.1: Ciclo CNO. (Kole, M. 2020)

Ya que la producción de energía por el ciclo CNO se concentra en el núcleo de la estrella, el flujo de energía se vuelve muy grande por lo que no se puede transportar por radiación. Por esto, el núcleo de la estrella es puramente convectivo. La convección mezcla bien el material, haciendo que la abundancia de hidrógeno decrezca uniformemente con el tiempo. Al núcleo le sigue una envoltura de transición donde la abundancia de hidrógeno decrece hacia el centro. Finalmente, fuera del núcleo se mantiene un equilibrio radiativo y no hay reacciones nucleares.

Ya que la fusión aumenta el peso molecular medio en el núcleo (misma masa con menos partículas libres), la presión baja, el gas se contrae por lo tanto sube la temperatura. Una vez elevada la temperatura, se eleva la presión hacia el centro. Las reacciones nucleares van más rápido y sube la luminosidad. Al subir la luminosidad las capas externas se expanden un poco y baja la temperatura efectiva.

Cuando baja la cantidad de hidrógeno en el núcleo, la estrella se contrae liberando energía potencial gravitatoria, esto provoca un aumento en la luminosidad. Además, la contracción reduce el radio del núcleo y la temperatura efectiva aumenta. Al aumentar suficientemente la temperatura fuera del núcleo, inicia la fusión de hidrógeno en un cascarón. Esto marca el fin de la secuencia principal para las estrellas masivas.

La etapa de secuencia principal para este tipo de estrellas ($>1.5\ M_\odot$) dura ~ 10 millones de años. En el diagrama HR, estas estrellas se ubican en la parte superior de la secuencia principal y son menos abundantes que las estrellas de baja masa.

- *Secuencia principal inferior:*

Las estrellas con masas menores de $M < 1.5\ M_\odot$ tienen temperaturas alrededor de $\sim 10^6\ K$, suficiente para que su energía la genere la cadena pp (protón - protón). La cadena pp es una reacción de fusión que se produce en las estrellas para convertir hidrógeno en helio. El resultado neto es equivalente a unir cuatro núcleos de hidrógeno y dos electrones para formar un núcleo de ^4He (dos protones más dos neutrones), liberando rayos gamma, positrones y neutrinos, figura A.2.

La tasa de la cadena pp es menos sensible a la temperatura a comparación de la del ciclo CNO, por lo que, la producción de energía sucede en una zona más grande. Por tanto, los núcleos no se vuelven inestables y el transporte de energía es radiativo. Sin embargo, en las envolturas la opacidad es tan alta por la baja temperatura que la radiación no puede transportar eficientemente la energía, teniendo envolturas convectivas.

Ya que el núcleo es radiativo no se mezcla bien el material, entonces el hidrógeno se consume más rápido en el centro y la abundancia de hidrógeno crece de adentro hacia afuera. Con la fusión aumenta el peso molecular medio en el núcleo, bajando la presión. Esto provoca que el gas se contraiga aumentando la temperatura y la luminosidad, a pesar de esto, el radio del núcleo no cambia mucho. Cuando se ha convertido todo el hidrógeno del núcleo en helio, el hidrógeno se mantendrá fusionando en una envolvente alrededor de este.

Adicionalmente, se ha estudiado la evolución durante la secuencia principal de estrellas con una masa entre $0.08\ M_\odot$ y $0.26\ M_\odot$. Estas son completamente convectivas, y evolucionan muy lentamente hacia arriba a la izquierda del diagrama HR. Cuando todo su hidrógeno se ha convertido en helio, se contraen y se convierten en enanas blancas.

La representación esquemática de la energía transportada para estrellas a diferentes masas se muestra en la figura A.3.

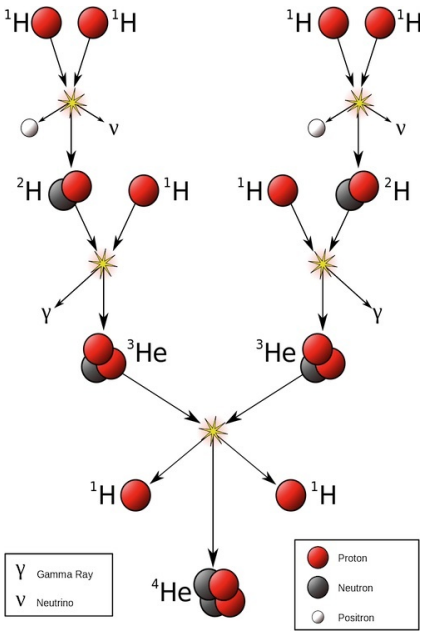


Figura A.2: Cadena protón-protón. (Science Learning Hub – Pokapū Akoranga Pūtaiao. 2014)

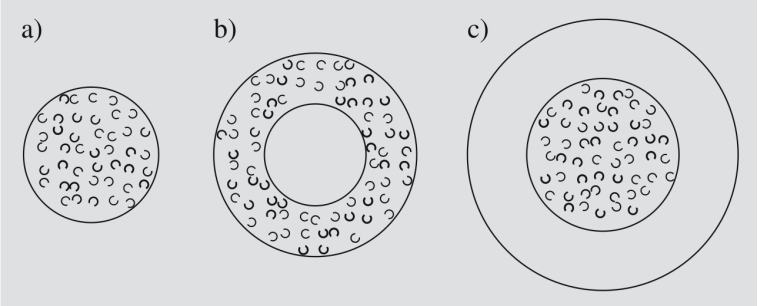


Figura A.3: Energía transportada en la fase de secuencia principal. a) Las estrellas menos masivas ($M < 0.26\ M_\odot$) son completamente convectivas. b) Las estrellas con masa entre $0.26\ M_\odot < M < 1.5\ M_\odot$ el núcleo es radiativo y la envolvente es convectiva. c) Las estrellas masivas ($M > 1.5\ M_\odot$) son convectivas en el núcleo y tienen una envoltura radiativa. (Karttunen, H. 2007)

A.0.2. La fase de gigante

La fase de secuencia principal acaba cuando se agota el hidrógeno en el núcleo de las estrellas, aunque sigue fusionándose en un cascarón que rodea el núcleo de helio. Para las estrellas de la *secuencia principal inferior* la transición hacia la fase de gigante roja pasa a través de la rama de las subgigantes en el diagrama HR. Mientras que para las estrellas de la *secuencia principal superior*, el cascarón produce mucha energía haciendo que la luminosidad aumente. Parte de esta energía hace que la envoltura de la estrella se expanda, bajando la temperatura efectiva. Entonces la estrella se vuelve una *gigante roja*. Al igual que la fase de secuencia principal, las estrellas en la fase de gigante seguirán una trayectoria diferente dependiendo de su masa.

Para estrellas con masa menor a $\sim 2.3\ M_\odot$, la densidad de materia del núcleo se vuelve tan alta que este se vuelve degenerado, provocando que la temperatura central crezca continuamente. Se denomina materia degenerada a aquella en la cual una fracción importante de la presión proviene

del principio de exclusión de Pauli, que establece que dos fermiones no pueden tener los mismos números cuánticos.[3]

Por otra parte, si la masa es superior a 0.26 $M_\odot$, la temperatura central llega a 100 millones de kelvin, suficiente para que el helio se fusione en carbono simultáneamente en todo el núcleo, aumentando la temperatura. El aumento de la temperatura provoca que las reacciones nucleares sucedan más rápido, esto lleva a temperaturas aún mayores. Cuando la temperatura es tan alta que la presión térmica predomina el gas deja de ser degenerado, por lo que el núcleo se expande de forma violeta. Después del inicio de la fusión del helio hay una explosión conocida como el *flash del helio*. Tras el flash de helio, la estrella se asienta en un nuevo equilibrio donde fusiona helio en carbono a un ritmo estable. Esta etapa se conoce como la *rama horizontal* de las gigantes en el diagrama HR. Y su posición exacta depende de cuanta masa perdió durante el flash de helio.

Para estrellas de masa intermedia, entre 2.3 $M_\odot < M < 8\ M_\odot$, la temperatura central es mayor y la densidad central menor, por lo que el núcleo no está degenerado.[3] Por este motivo, la fusión del helio no inicia de forma intensa al aumentar la temperatura por contracción del núcleo. El helio se agota de la misma manera que se agotó el hidrógeno al final de la secuencia principal. Así, la estrella pasa a quemar helio en un cascarón. La posibilidad de quemar hidrógeno y helio en dos cascarones distintos induce a la estrella a una inestabilidad que causarán un fuerte aumento en la pérdida de masa de la estrella.

Para estrellas masivas $> 8\ M_\odot$, la fusión del helio en carbono y oxígeno comienza antes de que la estrella alcance la rama de las gigantes rojas. Si la estrella retiene su envoltura se convierte en supergigante roja, si no, se mueve hacia la parte azul del diagrama HR y se convierte en una estrella Wolf-Rayet.

Cuando el helio en el núcleo se termine, continuará fusionándose en un cascarón mientras que el cascarón que fusionaba hidrógeno se apaga. En el diagrama HR, la estrella se mueve hacia temperaturas efectivas menores y mayor luminosidad. A esta etapa se le conoce como *rama asintótica de las gigantes*. Este tipo de estrellas son capaces de quemar distintos elementos hasta llegar al hierro.

Estas fases representan las etapas finales de vida de las estrellas.

A.0.3. Las etapas finales de la evolución

Las estrellas de masa inferior a 8 $M_\odot$ expulsaran sus capas exteriores durante la fase de gigante roja dejando como resultado un remanente y el núcleo desnudo de la estrella, conocido como enana blanca. A esta etapa se le conoce como *nebulosa planetaria*. Con el tiempo la envolvente de la nebulosa se disipa en el medio y quedará únicamente la enana blanca.[3]

Para estrellas de más de 8 $M_\odot$, esta evoluciona a través de todas las fases de fusión hasta llegar al hierro donde agota toda la energía potencial nuclear disponible. El núcleo, incapaz de generar más energía, no puede aguantar su propio peso ni el de la masa que tiene por encima, por lo que colapsa. Dependiendo de la masa y metalicidad del núcleo el remanente será una estrella de neutrones produciendo una supernova o un agujero negro que produce un brote de rayos gamma.

Tanto las nebulosas planetarias como las supernovas son objetos de gran importancia, ya que desempeñan un papel crucial en la evolución química de las galaxias, añadiendo elementos a las nubes de polvo y gas del espacio favoreciendo la diversidad interestelar. Además, las supernovas producen ondas de choque que condensan las nubes de gas y ayudan a la formación de nuevas estrellas. Convirtiendo la formación y evolución estelar en un ciclo, figura A.4.

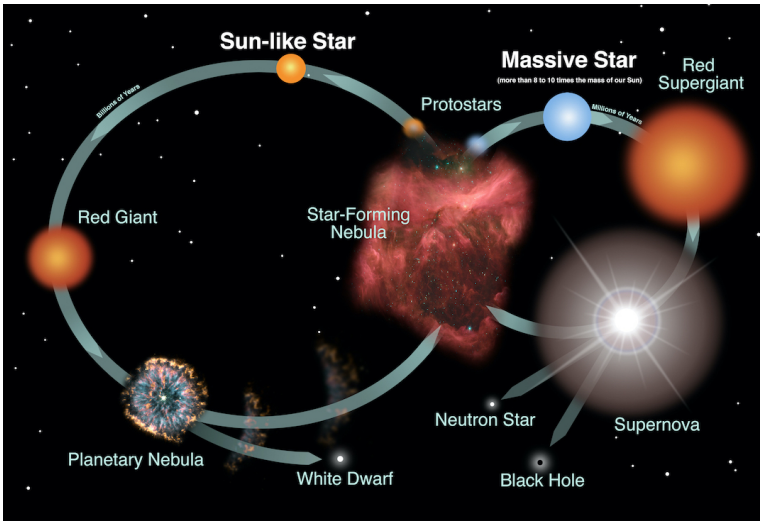


Figura A.4: Ciclo de vida de estrellas tipo solar y estrellas masivas. (NASA/Goddard Space Flight Center)

Apéndice B

Análisis de datos con SOS

La herramienta SOS fue programada por el Mtr. Marcial Becerril Tapia para el análisis de cubos de datos de nubes moleculares sintéticas y observacionales. Como se mostró en la sección 2.2.2, es posible calcular los parámetros físicos a partir de cubos de datos de diversas regiones. Fue desarrollado en Python y funciona a partir de una base de datos, ubicado dentro de la misma carpeta de SOS y de parámetros de entrada como distancia a la nube, radio efectivo, diámetro angular, entre otros. Se encuentra de manera libre en la página web: https://github.com/MarcialX/sos, se descarga una carpeta comprimida del programa con sus tareas, cubos de datos de muestra y diversos ejemplos para cálculos de parámetros físicos de los cubos de muestra, figura B.1.

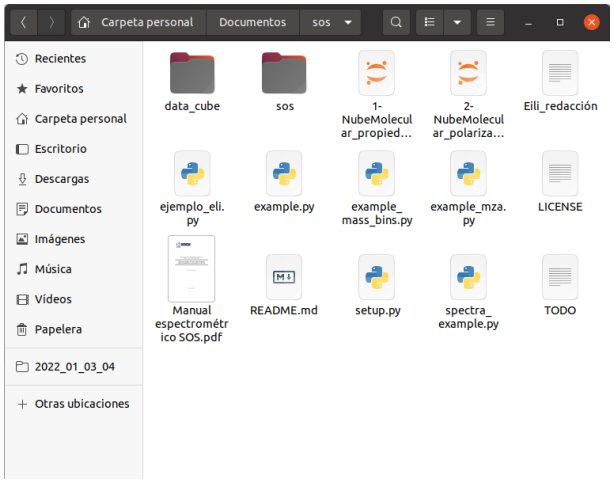


Figura B.1: Archivos y programas de SOS.

Una vez que se obtuvieron los cubos de datos de NGC 2068 - NGC 2071 de *The 1.85m Telescope CO(2-1) Orion Survey*, para procesarlo con SOS, fue necesario guardar dichos cubos en la carpeta de datos *data-cube* y declarar la información de la región en el archivo de texto *mc_ db.yaml* ubicado en la carpeta *sos - data*.

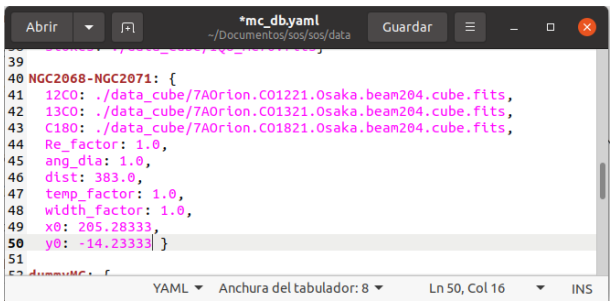


Figura B.2: Archivos de texto *mc_ db.yaml*.

El archivo *mc_ db.yaml* se muestra en la figura B.2. El conjunto de cubos de datos de la región estudiada se denotó como NGC2068-NGC2071, se ingresa la ubicación de las variedades isotópicas del CO con las que se cuenta, ingresando cada cubo de datos individualmente, se incluye el factor de radio efectivo, diámetro angular, distancia a la nube, factor de ancho de línea y coordenada del píxel de referencia $(x0, y0)$. Estos datos deben ser guardados en el archivo *.yaml*, esto nos permitirá manipularlos.

Los cubos de datos ingresados cuentan con dos dimensiones espaciales, longitud y latitud galáctica, y una dimensión espectral, velocidad en $km\ s^{-1}$. Para comenzar el cálculo de parámetros físicos se genera un mapa de velocidad, con los espectros integrados de todo el mapa para todas las líneas moleculares disponibles, este consiste en elegir un píxel y ver la velocidad que tiene la línea a lo largo de todo el eje espectral de tal manera que se obtiene una curva de intensidad de la línea a distintas velocidades, correspondiente a todas las rebanadas del cubo. A continuación se ajustó una sola línea al espectro de las moléculas ^{12}CO y ^{13}CO, necesarias para los cálculos de la sección 2.2.2, y se calcula los parámetros físicos generales de la nube. La instrucción que ejecuta estas acciones, en ese orden, son:

⋙ *mc.get_ map_ vels()*

⋙ *mc.line_ fit('13CO', forced_ lines=1)*

⋙ *mc.line_ fit('12CO', forced_ lines=1)*

⋙ *mc.get_ gral_ params()*

SOS permite trabajar trabajar con la región segmentada por bines, teniendo como límite máximo el número de píxeles de la imagen, en este caso trabaje con 63×63 bines, dividiendo así cada cubo de datos a este número. El programa nuevamente ajusta una línea para cada espectro por píxel y se calcula un umbral de detección a 3 sigma, si se esta por debajo de este valor se ignora el píxel, esto contrarresta el ruido en la imagen que es mayor en las orillas del cubo. A continuación se calcularon los parámetros físicos por cada bin. Con las instrucciones:

⋙ *mc.binning_ mol('13CO', nbins=63, rebin=True)*

⋙ *mc.binning_ mol('12CO', nbins=63)*

⋙ *mc.line_ fit_ binning('13CO', forced_ lines=1, sigma_ thresh=3)*

⋙ *mc.line_ fit_ binning('12CO', forced_ lines=1, sigma_ thresh=3)*

⋙ *mc.get_ bins_ params()*

Se generó un mapa de momento, estos se definen usando v para el eje espectral (velocidad), I_v como el valor de intensidad en un canal espectral dado. La ecuación que define el momento 0 es:

$$M_0 = \int I_v dv \tag{B.1}$$

Representa la intensidad integrada sobre el eje espectral. Y tiene unidades del cubo por eje espectral, $k\ ^{km}/_{s}$. Nos permite visualizar la región, las zonas con más intensidad y los parámetros calculados anteriormente con estos mapas de fondo. Es generado con la instrucción:

```
>>> m0_13co = mc.get_n_moment('13CO', n=0)

>>> m0_12co = mc.get_n_moment('12CO', n=0)
```

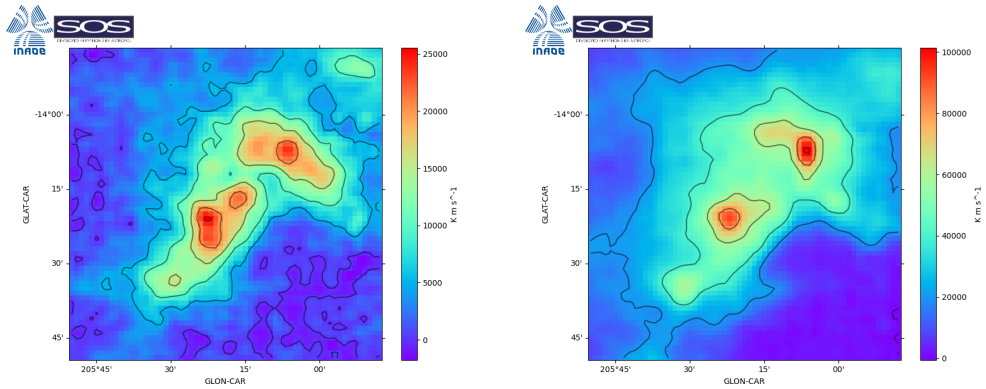


Figura B.3: Mapas de momento cero de la región NGC 2068. A la izquierda se muestra el mapa generado para la molécula ^{13}CO. A la derecha se muestra el mapa generado para la molécula ^{12}CO.

Una de las mejores cualidades del SOS es la ventana interactiva que facilita el estudio de la región, al ejecutar la instrucción:

```
>>> mc.param_visualiser('13CO')
```

se despliega la ventana de la figura B.4. A la izquierda se muestra el mapa de momento cero para la molécula que se indica entre comillas, arriba a la derecha se muestra un selector de parámetros físicos que se distribuyen espacialmente sobre el mapa de momento cero entre los cuales incluye masa, densidad de columna y temperatura, un selector de color para el mapa, la escala en la que se aprecian los parámetros y estadística básica como suma, máximo, mínimo, promedio y mediana. Además, incluye la opción de colocar contornos y dividir en niveles el mapa de momento, la opción de colocar banderas en aquellos píxeles mal ajustados, en medio se muestra una tabla con cada parámetro físico calculado por píxel, abajo a la derecha se incluye un histograma del parámetro desplegado y el espectro calculado para cada píxel. Dentro del visualizador se puede hacer zoom y guardar el mapa generado.

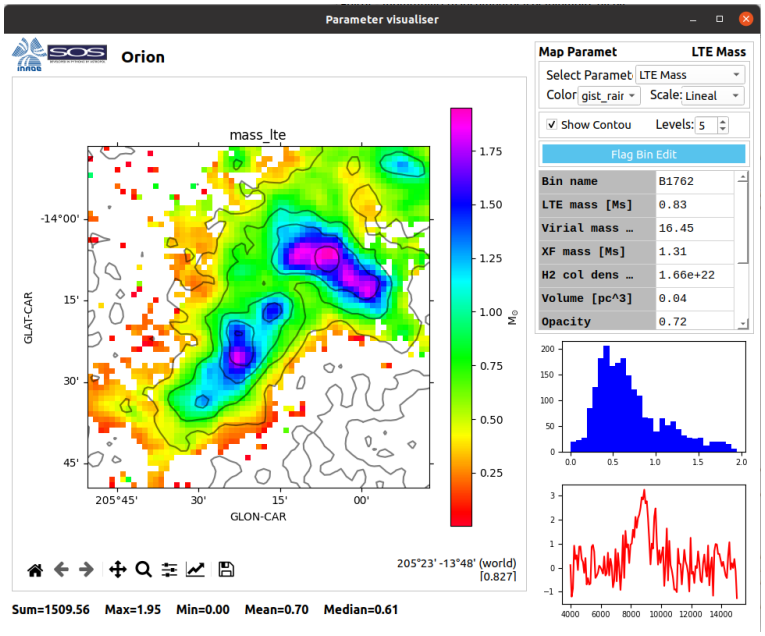


Figura B.4: Ventana interactiva del SOS.

Finalmente, para obtener la distribución espacial de los parámetros calculados (*'mass_lte'*, *'NH2'* y *'Tex'*) y los resultados finales.

⋙ *sos.map_param(mc.binned, 'mass_lte', m0_13co, cmap='magma', log=False)*

⋙ *mc.summary()*

De esta manera se obtuvieron los mapas que se muestran en la sección 2.2.2.

Bibliografía

[1] Draine, B. T., *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium*, Amsterdam University Press, Nueva Jersey, USA, 2011.

[2] Estalella, R., & Anglada G., *Introducción a la Física del Medio Interestelar*, primera edición, Edicions Universitat de Barcelona, Barcelona, España, 1997.

[3] Karttunen, H., *Fundamental Astronomy*, quinta edición, Springer, New York, USA, 2007.

[4] Cappa, E. C., *Objetos estelares Jóvenes*, https://www.iar.unlp.edu.ar/boletin/objetos-estelares-jovenes/, 27 de Febrero de 2023.

[5] Shu, H. F., *THE PHYSICAL UNIVERSE An Introduction to Astronomy*, University Science Books, California, USA, 1982.

[6] Magakian, Yu. T., *Mergerd catalogue of reflection nebulae*, A&A, 399(1):141-145, 2003.

[7] Génova-Santos, R., et al., *Detection of Anomalous Microwave Emission in the Pleiades Reflection Nebula with Wilkinson Microwave Anisotropy Probe and the COSMOSOMAS Experiment*, ApJ, 743: 67, 2011.

[8] Hecht, E., *Optics*, quinta edición, Pearson, Harlow, Inglaterra, 2017.

[9] Pedrotti, F. L., Pedrotti, L. M., & Pedrotti, L. S., *Introduction to Optics*, tercera edición, Pearson, Nueva Jersey, USA, 2007.

[10] Häggström, M., *Positively birefringent material*, https://en.wikipedia.org/wiki/Birefringence/media/File:Positiv
1 de Julio de 2022.

[11] Rodríguez, J. M., *Polarización de la luz: conceptos básicos y aplicaciones en astrofísica*, Revista Brasileira de Ensino de Física, 8(4):4310, 2018.

[12] Serrano Bernal, E. O., *The Near-Infrared Polarimeter of Cananea, POLICAN: Optimization, Observations, and Results*, [Tesis doctoral], Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica, 2021.

[13] Clarke, D., *Stellar Polarimetry*, primera edición, Wiley-VHC, Berlin, Alemania, 2010.

[14] Devaraj, R.; Clemens, D. P.; Dewangan, L. K.; Luna, A.; Ray, T. P., & Mackey, J., *Magnetic fields and Star Formation around HII regions: The S235 complex*, ApJ, 911(2): 19, 2021.

[15] Serrano, E. O., Sabin, L., Luna, A., et al., *The near-infrared polarization of the pre-planetary nebula Frosty Leo*, Montly Notices of the Royal Astronomical Society, 495(3):2599-2606, 2020.

[16] Arranz, P., *Retratos del cielo: M42, la nebulosa de Orión*, https://elibro.bibliotecabuap.elogim.com/es/ereader/bibliotecasbuap/101283?page=3, 2010.

[17] Bally, J., *Handbook of Star Forming Regions*, 64, 459, 2008.

[18] Menten, K. M., Reid, M. J., Forbrich, J., & Brunthaler, A., *The distance to the Orion Nebula*, A&A, 474, 515, 2007.

[19] Maddalena, R. J., et al., *The large system of molecular clouds in Orion and Monoceros*, ApJ, 303, 375, 1986.

[20] Orkisz, J. H., et al., *Turbulence and star formation efficiency in molecular clouds: solenoidal versus compressive motions in Orion B*, A&A, 599, 99, 2017.

[21] Kounkel, M., et al., *The Gould's Belt Distances Survey (GOBELINS) II. Distances and Structure toward the Orion Molecular Clouds*, ApJ, 834, 142, 2017.

[22] Castellanos, P., et al., *Dust-correlated centimetre-wave radiation from the M78 reflection nebula*, MNRAS, 571, 356, 2011.

[23] Nishimura, A., et al., *Revealing the physical properties of molecular gas in Orion with a large scale survey in J=2-1 lines of 12CO, 13CO and C18O*, ApJS, 216, 18, 2015.

[24] Retes, R., et al., *The Star-formation Law in Galactic High-mass Star-forming Molecular Clouds*, ApJ, 839, 113, 2017.

[25] Yoda, T., et al., *The AMANOGAWA-2SB Galactic Plane Survey Data on the Galactic Equator*, PASJ, 62, 1277, 2010.

[26] Luna, A., et al., *Manual de usuario de POLICAN*, INAOE, 2021.

[27] Bessell, M. S., & Brett, J. M., *JHKLM PHOTOMETRY: STANDARD SYSTEMS, PASSBANDS, AND INTRINSIC COLORS*, PASP, 100, 1134, 1988.

[28] Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A., *Intrinsic Near-Infrared Excesses of T Tauri Stars: Understanding the Classical T Tauri Star Locus*, ApJ, 114, 288, 1997.

[29] Cohen, J. G., Persson, S. E., Elias, J. H., & Frogel, J. A., *Bolometric luminosities and infrared properties of carbon stars in the Magellanic Clouds and the galaxy*, ApJ, 249, 481, 1981.

[30] Rieke, G. H., & Lebofsky, M. J., *The interstellar extinction law from 1 to 13 microns.*, ApJ, 288, 618, 1985.

[31] Mannion, M. D., & Scarrott, M., *An optical polarization study of NGC2068*, MNRAS, 208, 905, 1984.

[32] García Pérez, A., *Estudio polarimétrico de las estrellas HD 38563 A y C en la nebulosa NGC 2068 del complejo de Orión* [Tesis de licenciatura], Benemérita Universidad Autónoma de Puebla, 2019.

[33] Mitchell, G. F., et al., *A Submillimeter Dust and Gas Study of the Orion B Molecular Cloud*, ApJ, 556:215-229, 2001.

[34] Matthews, B., & Wilson, C., *Magnetic Fields in Star-Forming Molecular Clouds IV. Polarimetry of the Filamentary NGC 2068 Cloud in Orion B*, ApJ, 571:356–365, 2002.