



**Benemérita Universidad Autónoma
de Puebla**

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

**Estudio polarimétrico de las estrellas HD 38563 A
y C en la nebulosa NGC 2068 del complejo de
Orión**

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito para la obtención del grado

Licenciado en Física

por

Abigail García Pérez

dirigida por

Dr. Abraham Luna Castellanos (INAOE)

Puebla, Pue. Agosto 2019.

AGRADECIMIENTOS

Quiero agradecer a mis padres y a mi hermano, porque gracias a su guía y apoyo incondicional he logrado llegar tan lejos; a mis amigos, Alexis, Andre y Fernanda, porque a lo largo de la carrera siempre estuvieron ahí para ayudarme y aconsejarme, y a Brian y Javier, porque también los considero muy buenos amigos; a Octavio y Ana, porque a pesar de que estamos a kilómetros de distancia siempre me han dado ánimos, han escuchado mis problemas y nos hemos mantenido unidos.

También quiero agradecer inmensamente al Dr. Abraham Luna por recibirme de manera tan amena en INAOE desde el servicio social, por todo el conocimiento y entusiasmo que me ha transmitido y por todos sus consejos; a Omar, por toda la ayuda que me ha brindado y por todo el tiempo que dedicó en instruirme también desde entonces y al personal del Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (Cananea, Sonora) por recibirme.

“Recuerda mirar arriba, a las estrellas, y no abajo, a tus pies. Intenta encontrar el sentido a lo que ves y pregúntate qué es lo que hace que el Universo exista. Sé curioso.”

Stephen Hawking.

INDICE

RESUMEN	1
INTRODUCCION	2
OBJETIVOS	4
1. La región de formación estelar NGC 2068 en Orión	5
1.1 El complejo de Orión	5
1.2 La nube molecular Orión B	8
1.3 La nebulosa NGC 2068	10
1.4 Polarización en NGC 2068	12
1.5 Estrellas estándares polarimétricas HD 38563 A y C	16
2. Teoría de la polarización	21
2.1 Polarización	21
2.1.1 Polarización lineal	21
2.1.2 Polarización circular	23
2.1.3 Polarización elíptica	24
2.1.4 Luz natural	26
2.2 Mecanismos de polarización	27
2.2.1 Dicroísmo	27
2.2.2 Birrefringencia	28
2.2.3 Dispersión	29
2.2.4 Reflexión	29
2.3 Parámetros de Stokes	30
2.4 Polarización en astronomía	34
2.4.1 Breve historia	34
2.4.2 Polarización en estrellas binarias	36
3. Observaciones y Reducción de datos astronómicos	38
3.1 CANICA y POLICAN	38
3.2 Observaciones y datos obtenidos en OAGH	41
3.3 Descripción del método de reducción de datos	44
3.3.1 Descripción de los defectos de las imágenes	44
3.3.2 Reducción de datos	45
4. Análisis de datos astronómicos	52

5. Conclusiones	56
BIBLIOGRAFÍA.....	58

RESUMEN

El presente trabajo de tesis contiene una breve descripción de las características generales de la nebulosa NGC 2068, así como los resultados y el análisis del estudio de dos estrellas estándares polarimétricas localizadas en su región central. A estas estrellas se les realizó polarimetría de apertura en bandas infrarrojas usando POLICAN, el cual es un polarímetro montado en el telescopio del Observatorio Guillermo Haro en Cananea Sonora, México. Con el objetivo de establecer una relación entre la calidad de observaciones que se obtienen, el funcionamiento de los detectores utilizados durante la observación y las condiciones climáticas, se hace un análisis detallado con este par de estrellas estándares y se describe el proceso completo de obtención de los parámetros de Stokes, así como el análisis estadístico a lo largo del tiempo, del grado y ángulo de polarización de su radiación. Los datos utilizados para el análisis comprenden diferentes noches de entre el año 2014 hasta la observación que se llevó a cabo en enero 2019 (el método también es descrito). Los resultados de nuestro análisis muestran la importancia de observar estrellas estándares polarimétricas durante la noche para fines de calibración; pues así se determina el correcto funcionamiento del sistema óptico y mecánico, además de la calidad de las condiciones climáticas, que afectan a los resultados (como los cambios en la temperatura durante la noche, que a pesar de ser de sólo unos cuantos grados centígrados, afectan el enfoque del telescopio). La conclusión es que las estrellas estándares polarimétricas que se observen deben tener un grado de polarización de al menos 3% (señal a ruido, $S/N \geq 3$, con $\sigma_{\%} = \pm 1\%$) y repetir la observación por lo menos dos veces por noche. El análisis en la calibración para las dos estrellas estándares, mostró que las variaciones que presenta una de ellas son intrínsecas, conclusión que es consistente con trabajos recientes que muestran que esa estrella podría tratarse de un sistema múltiple. Adicionalmente, la documentación y análisis nos permitió dar una actualización al modelo que explica la polarización detectada en toda la región central de NGC 2068.

Palabras clave:, Polarimetría-astronómica, técnicas-observacionales, regiones-de-formación-estelar[Orión]

INTRODUCCION

La polarización de la luz se descubrió de forma fortuita (Clarke, D., 2010). Tanto así que, a partir de su descubrimiento, terminar de comprenderla e incluso darle nombre y establecer el concepto tomó muchos años. Desde entonces su aplicación y usos ha comprendido diferentes ámbitos incluso de la vida cotidiana, entre los que se encuentra la atenuación de la intensidad de la luz con los lentes para sol y vidrios de autos, o para eliminar reflejos en fotografía, en imagen 3D, pantallas planas, láseres, etc. No obstante, su inclusión particularmente en la astronomía ha sido lenta y el desarrollo de proyectos que la involucren es relativamente reciente.

Ha sido con el pasar de los años y la investigación de varios científicos que la polarización en la astronomía al fin ha comenzado su auge. Dentro de esta rama de la ciencia, la polarimetría, puede ser utilizada como herramienta para diversos fines, aunque muy a menudo su utilidad principal ha sido estudiar y determinar el campo magnético en nebulosas, galaxias y demás objetos donde se ha observado la presencia de campos magnéticos, intentando así comprender más acerca de la naturaleza de dichos campos, la cual aún no está del todo entendida.

El estudio de la polarización en la Astronomía ha conducido al desarrollo y refinación de los procesos que permiten la detección de la polarización de la radiación de objetos astronómicos, así como de la óptima eliminación del ruido y demás defectos que poseen los datos al final de su obtención. Para ello, es necesario conocer cómo el ruido es introducido a los instrumentos que estén siendo utilizados, el funcionamiento del equipo, la óptica y la respuesta del sistema, la mecánica, el software de control y hasta las condiciones climáticas. Una estrategia de calibración utilizada para este fin consiste en la observación de “estrellas estándares polarimétricas”, estrellas que en la literatura están bien caracterizadas y que posibilitan dicha calibración.

En polarimetría astronómica, la observación de estrellas estándares polarimétricas es de gran importancia debido a que éstas son estrellas en las que sus parámetros de polarización se mantienen constantes en periodos largos de tiempo, del orden de décadas o siglos. Esto permite que, al realizar polarimetría de apertura a dichas estrellas y analizando los resultados que se obtienen para ellas, se puedan comparar con observaciones de otros objetos e inferir cuales datos poseen mayor calidad con relación a condiciones climáticas y funcionamiento del equipo utilizado durante la noche de observación. Dicha técnica es estándar en astronomía y utilizada en las observaciones que se realizan con POLICAN el polarímetro del telescopio en el Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (OAGH) en Cananea Sonora, México.

En esta tesis, estudiaremos un par de estrellas estándares polarimétricas que pertenecen a la región central de NGC 2068, una región de formación estelar

cercana que se describirá de lo general a lo particular en el **capítulo 1**, en el cual también se hablará de otros estudios polarimétricos que se han llevado a cabo en esta región y que más adelante se pondrán en contexto a los resultados del presente trabajo. En el **capítulo 2** abordaremos de manera general el tema de polarización y lo iremos enfocando al caso de polarización en la astronomía. En el **capítulo 3** se describe en detalle la técnica de observación en el OAGH con POLICAN y la técnica de “reducción” o “limpieza” de las imágenes observadas, técnicas a las que se llegó con la calibración del sistema realizada por Devaraj (2018), abordando primero cuales son los defectos que son eliminados o minimizados durante al proceso. Los resultados obtenidos de las imágenes ya “limpias” de esta región, que comprenden observaciones que fueron realizadas desde el año 2014 hasta 2019, son analizados en el **capítulo 4** para determinar el nivel de influencia que tienen sobre ellos las condiciones climáticas y los instrumentos utilizados. Finalmente, en el **capítulo 5** se dan las conclusiones de la tesis respecto a la calibración del sistema y conclusiones respecto a la condición de “estrella estándar” de HD 38563A, con actualización del modelo de la distribución espacial de los objetos en la región central de NGC 2068.

OBJETIVOS

El presente trabajo de tesis busca cumplir los siguientes objetivos:

- 1.- Determinar, mediante el uso de estrellas estándares polarimétricas, la calidad de las observaciones de diferentes objetos realizadas con POLICAN, el cual es el primer polarímetro en bandas infrarrojas en México (Devaraj, R. 2017). Para ello, se establecerá una correlación entre noches de observación con malas condiciones climáticas y la calidad de datos que se obtienen. Adicionalmente, veremos si existe diferencia en tomar como referencia una estrella estándar u otra, y de haberla cual es mejor referencia y bajo qué criterios. Cabe destacar que la polarización de la luz de una estrella también nos habla de sus características y su comportamiento.
- 2.- Recabar información de trabajos previos que traten de polarización (en alguna otra longitud de onda) en la región asociada a las estrellas estándar e información científica en general de tal región y ponerla en contexto de la polarización astronómica, particularmente de la polarización adquirida por difracción.
- 3.- Aprender técnicas observacionales, particularmente enfocadas al estudio de polarimetría astronómica de objetos puntuales en la banda infrarroja, comprendiendo desde los defectos que son introducidos a las imágenes durante su obtención, hasta el uso de software para sustraerlos, combinación de imágenes (es decir, reducción de datos), obtención de porcentaje y ángulo de polarización y su interpretación.

1. LA REGIÓN DE FORMACIÓN ESTELAR NGC 2068 EN ORION

1.1 El complejo de Orión

El complejo de Orión es una de las regiones de formación estelar más importantes y estudiadas. Esto se debe a que su posición en el cielo es ideal para llevar a cabo observaciones, pues se encuentra 15° debajo del plano galáctico (por lo cual hay menos gas, polvo y otros objetos interfiriendo en nuestra línea de visión hacia esta región), además de que se encuentra relativamente cerca (a aproximadamente 400 pc (pársec) de distancia). Esto último y el hecho de ser una región de formación estelar lo hacen un lugar excelente para el estudio de la interacción de estrellas masivas y el medio interestelar. En esta región, las nubes moleculares se han formado, han colapsado y se han dispersado a lo largo de millones de años, gracias a la acción (radiación, vientos estelares e incluso explosión de supernovas) de todas las estrellas jóvenes y masivas de esta región. Tales estrellas se encuentran divididas en 4 grupos (OB1 a-d, siendo el grupo d el más joven) y juntas forman la asociación de estrellas Orión OB. El grupo OB1 a se encuentra al noroeste del cinturón de Orión; el grupo OB1 b está centrado en las estrellas del cinturón de Orión (Alnitak, Alnilam y Mintaka); el grupo OB1 c se proyecta sobre la espada de Orión y por último, el grupo d está contenido dentro del grupo c y en él se encuentran las estrellas de M42 y M43. Las estrellas de estas asociaciones además han formado una burbuja gigante que emite rayos X, llamada Orión-Eridanus y está centrada en la región de Orión y ésta, a su vez, ha barrido gas y polvo, formando el llamado Bucle de Barnard (Wilson et al. 2014)

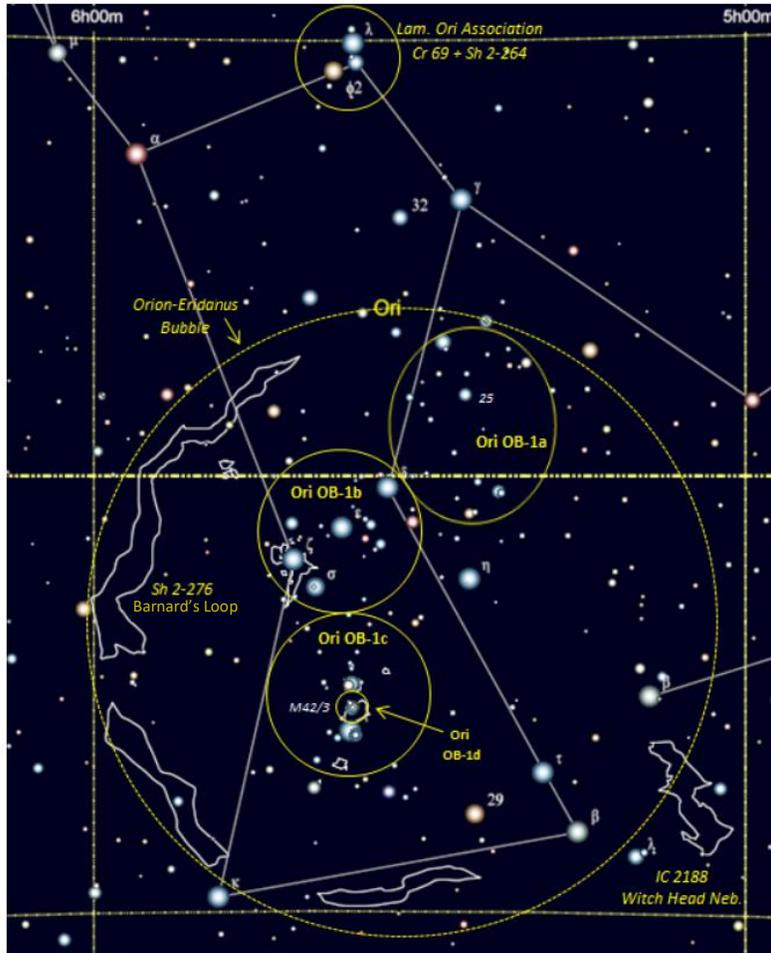
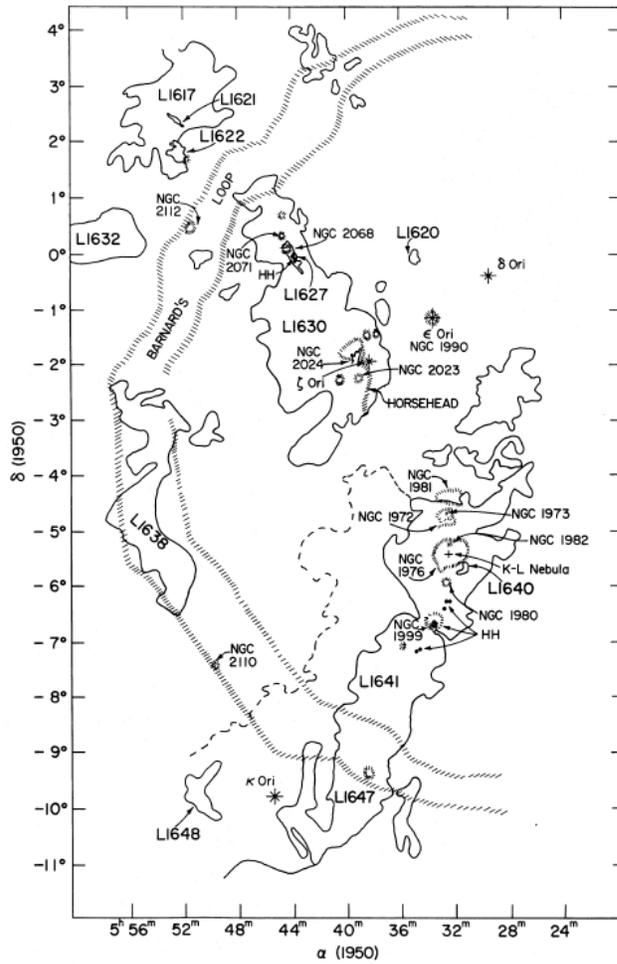
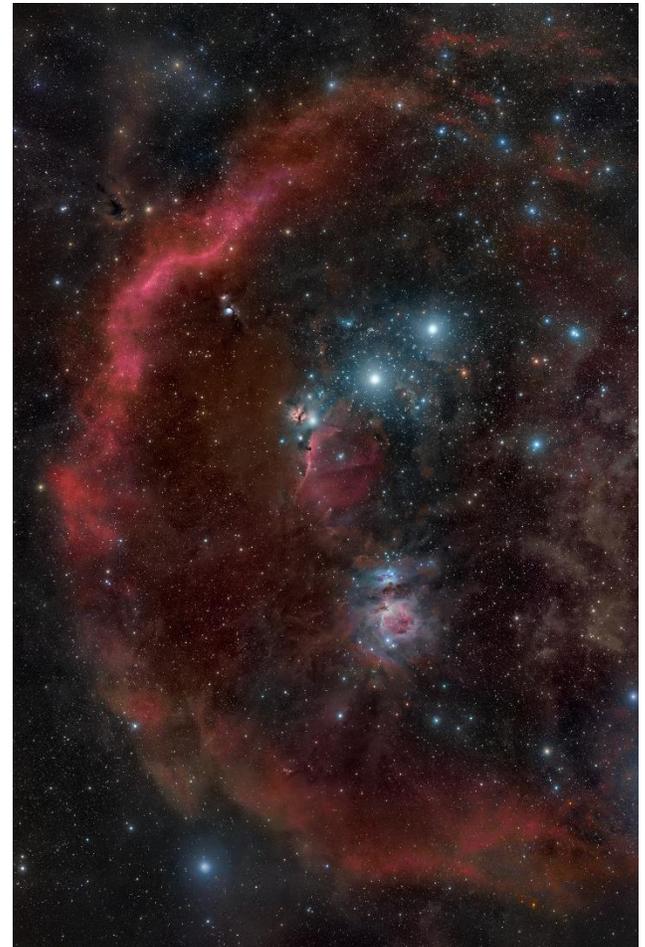


Figura 1.1: La región de Orión. En la imagen se muestra la constelación de Orión, el Bucle de Barnard, la burbuja Orión-Eridanus y las asociaciones de estrellas OB. (<http://www.cloudynights.com/topic/565226-classic-rich-field/>)



a)



b)

Figura 1.2: a) Resumen de observaciones de CO en Orión hecho por Kutner et al. (1977). Bosquejo de las características sobresalientes visibles en las placas del observatorio Palomar. Los límites sombreados indican los límites de emisión óptica. Los límites de las nubes de polvo, designados por los números de Lynds (L) se dan en líneas continuas-, la línea punteada es un borde de extinción inferior de L1641. Objetos Herbig Haro están designados por HH. b) Imagen de Orión en filtros R, G, B y H-alfa (Astronomy picture of the day, http://deepskycolors.com/astro/JPEG/RBA_Orion_HeadToToes.jpg)

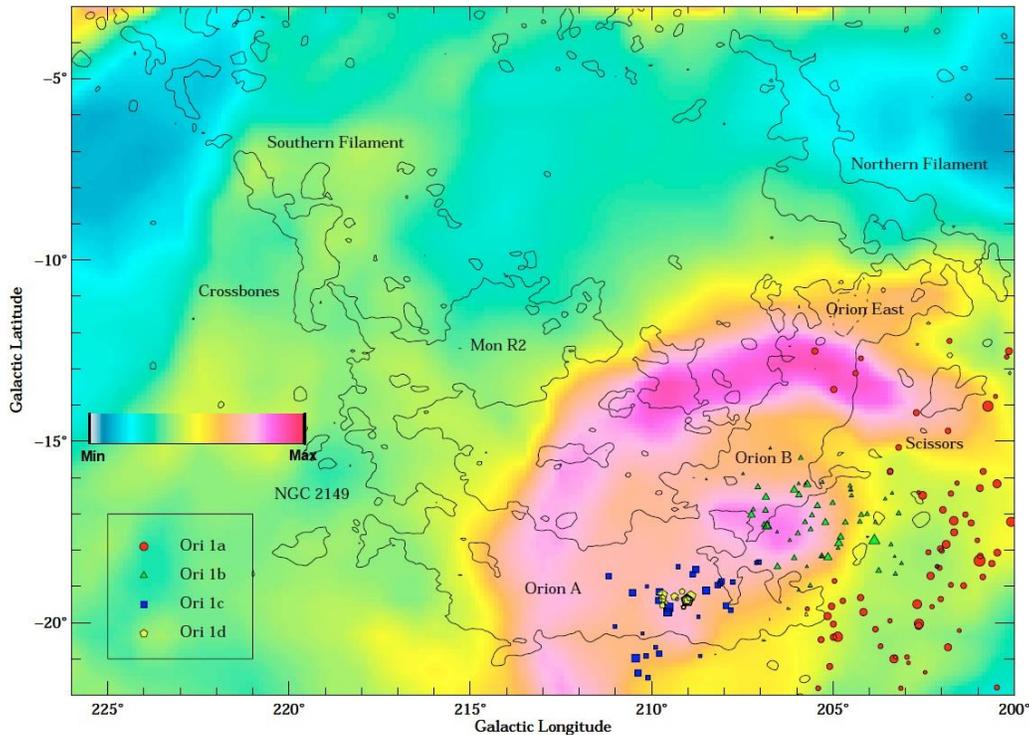


Figura 1.3: Diagrama de Orión-Monoceros de Wilson et al. (2004). La escala representa la intensidad integrada de gas ionizado de acuerdo con WHAM (Winsconsin H-alpha Mapper). El brillo creciente es el Bucle de Barnard, el cual delinea la frontera de la super burbuja Orión-Eridanus. Los símbolos corresponden a diferentes grupos de la asociación de estrellas Orión OB y sus tamaños son proporcionales a sus luminosidades.

Además de las estructuras y estrellas mencionadas anteriormente, en esta región se encuentran también dos nubes moleculares gigantes llamadas Orión A y Orión B, que pueden distinguirse en la Figura 1.3.

1.2 La nube molecular Orión B

El estudio de las nubes moleculares es de gran importancia, pues ellas son las cunas de las estrellas. Al estar formadas de gas a muy bajas temperaturas (están compuestas principalmente de H_2), ciertas regiones de éstas tienden a colapsar, dando así lugar a la formación estelar.

Existen nubes moleculares de un parsec de tamaño, hasta incluso del tamaño de decenas de parsecs, llamadas nubes moleculares gigantes. Cuando se trata del

estudio de este último tipo de nubes moleculares, las nubes Orión A y B son el laboratorio ideal para comprender más acerca de ese tipo de regiones, ya que son las nubes moleculares gigantes más cercanas. La nube Orión A se encuentra a una distancia de 371 ± 10 pc y la nube Orión B a 398 ± 12 pc (Lombardi et al. 2011).

La región de interés para el presente trabajo, que es NGC 2068, se encuentra dentro de la gran nube molecular Orión B (Figura 1.4).

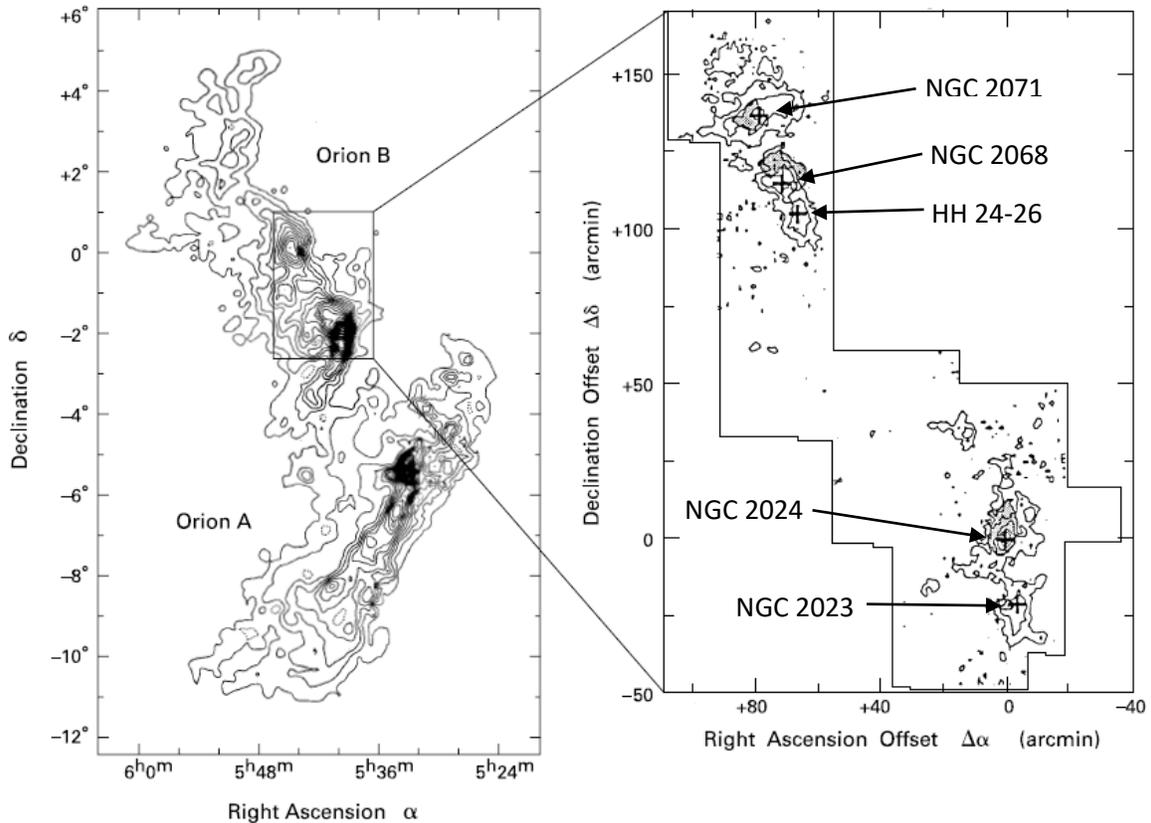


Figura 1.4: Mapa de las nubes moleculares Orión A y B en la línea de 2.6 mm de $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$. Imagen tomada del libro *The formation of stars* de Steven W. Stahler.

La Nube Molecular de Orión B es la que se encuentra más al norte en el complejo de Orión. Se extiende 40×60 pc ($6^\circ \times 8^\circ$) desde la Nebulosa de Orión hacia el norte y contiene 5 regiones de formación estelar, que son: NGC 2071, NGC 2068, HH 24-26, NGC 2024 y NGC 2023 (Figura 1.4).

La estructura del gas de esta nube molecular no es homogénea, sino que cuenta con una gran cantidad de cúmulos. Maddalena et al. (1986) obtuvieron una masa total de $8 \times 10^5 M_\odot$ (masas solares) para la nube molecular Orión B. Menos del 20% de toda la masa del gas de la nube se encuentra en núcleos densos. De todo ese

gas, el 50% se encuentra en las 5 regiones de formación estelar. Los núcleos densos tienen tamaños típicos de 0.1 a 0.5 pc y sus masas van de 10 a 500 M_{\odot} .

La principal fuente ionizante de Orión B es la región H II NGC 2024, la cual a su vez es la segunda fuente más luminosa en la región de Orión y la única región en la nube de Orión B que contiene estrellas O. Las 5 regiones de formación estelar de esta nube molecular contienen condensaciones proto-estelares que indican que la formación de estrellas todavía está ocurriendo en ellas, sin embargo, únicamente NGC 2024 y NGC 2071 exhiben formación estelar de alta masa (Launhardt, R. & Lada E. A.)

1.3 La nebulosa NGC 2068

NGC 2068 es una nebulosa de reflexión (A. R.= 05:46:45.8, Dec= 00:04:45) con una edad aproximada de 10^{5-6} años (Yanagida et al. 2004). Esta nebulosa tiene una masa de 266 M_{\odot} (Lada 1992) un tamaño aparente de 8'x6' y se encuentra a 383 ± 7 pc (Kounkel et al. 2017).

Podemos encontrar rápidamente sus dimensiones como sigue: Trazamos un triángulo rectángulo entre la Tierra y la nebulosa, donde uno de los catetos es la distancia de la Tierra a la nebulosa, el otro es un semieje de la nebulosa y la hipotenusa es la distancia del extremo del semieje a la Tierra (Figura 1.5)

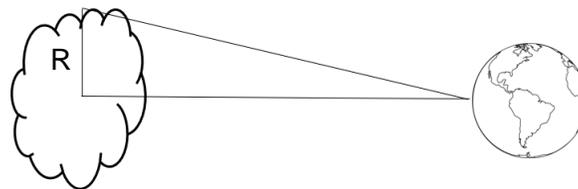


Figura 1.5: Trazo de la Tierra y NGC 2068

Luego, como sabemos su tamaño aparente, y la distancia entre la Tierra y la nebulosa (tomaremos 383 pc para este cálculo), basta con utilizar trigonometría:

$$\tan(4') = R / 383 \text{ pc}$$

$$R = 383 \text{ pc} * \tan(4')$$

$$\tan(4') \sim 4' = 0.00116355$$

$$R = 0.44563965 \text{ pc}$$

Es decir, el eje mayor de la nebulosa mide 0.8912793 pc . Similarmente, para el eje menor

$$\tan(3') = R / 383 \text{ pc}$$

$$R = 383 \text{ pc} * \tan(3')$$

$$\tan(3') \sim 3' = 0.00087266$$

$$R = 0.33422878 \text{ pc}$$

Es decir, el eje menor de la nebulosa es 0.66845756 pc . Por lo tanto, tiene un tamaño $\sim 0.89 \times 0.66 \text{ pc}^2$ o bien $\sim 2.9 \times 2.18 \text{ a. l.}^2$

La nebulosa NGC 2068 se encuentra $14'$ al sur de NGC 2071 y $18'$ al norte de HH 24-26 (ver Figura 1.7). Como se mencionó anteriormente, es una de las 5 regiones de formación estelar de la nube molecular Orión B y una de las más cercanas a la Tierra. Según un estudio submilimétrico, tal formación estelar ocurre en los cúmulos que se encuentran al sur de la nebulosa (Mitchell et al. 2001).

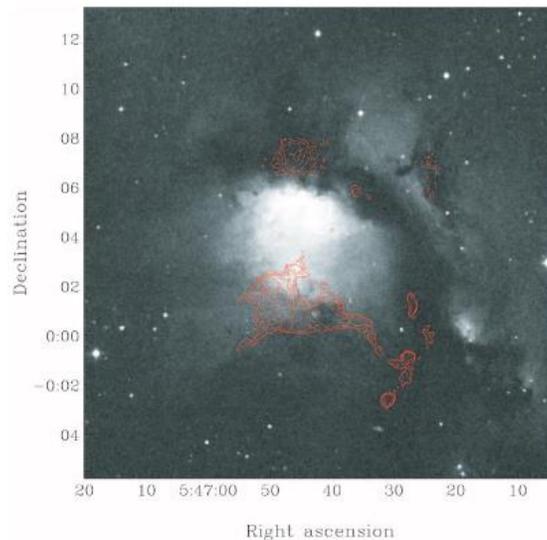


Figura 1.6: Emisión óptica y de polvo de NGC 2068 obtenida en el Observatorio Palomar, donde se muestra un área total de $20 \times 20 \text{ arcmin}^2$. Al centro está la nebulosa de reflexión NGC 2068. Los contornos rojos de 90, 93, 96 y 99 percentiles (Mitchell et al. 2001) indican emisión no polarizada de polvo a $850 \mu\text{m}$.

De acuerdo con la estructura visible de NGC 2068, una banda oscura se extiende en el noroeste, mientras que hacia el sur de tal banda se encuentra la región más iluminada de la nebulosa, donde se encuentran sus estrellas más brillantes. Dichas

estrellas son HD 38563 N, A y C, las cuales además son jóvenes. Según Strom, Strom y Carrasco (1975) la región de NGC 2068 también parece contener un tipo de estrellas parecidas a las Herbig Ae y Be.

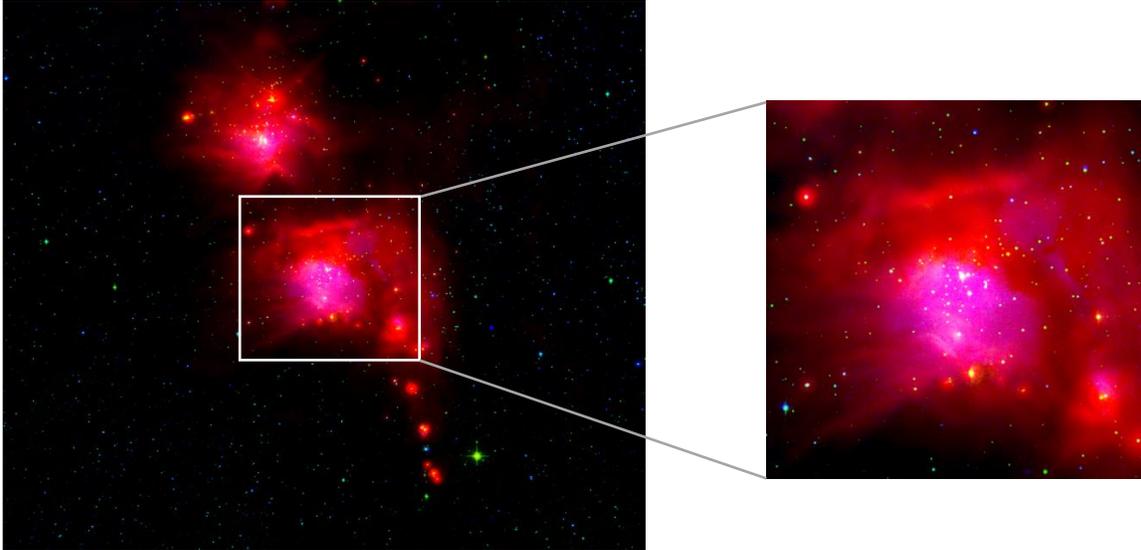


Figura 1.7: Imagen de tres colores creada en SAO Image DS9. Izquierda: Puede apreciarse al norte NGC 2071, en el centro NGC 2068 y más al sur HH 24-26. Derecha: Acercamiento a NGC 2068. Ambas imágenes son el resultado de una superposición de 3 imágenes de diferentes bandas: 22 micras (Wide-Field Infrared Survey Explorer, WISE) en rojo, banda K (Two Micron All-Sky Survey, 2MASS) en verde y el visible (Digital Sky Survey, DSS) en azul. La estrella muy brillante en K que se encuentra cerca de la esquina inferior derecha está envuelta en una nebulosa de reflexión inusual. Fue clasificada como gigante M2-M4, se especula que sea una estrella tipo T-Tauri (Strom, Strom & Carrasco 1975)

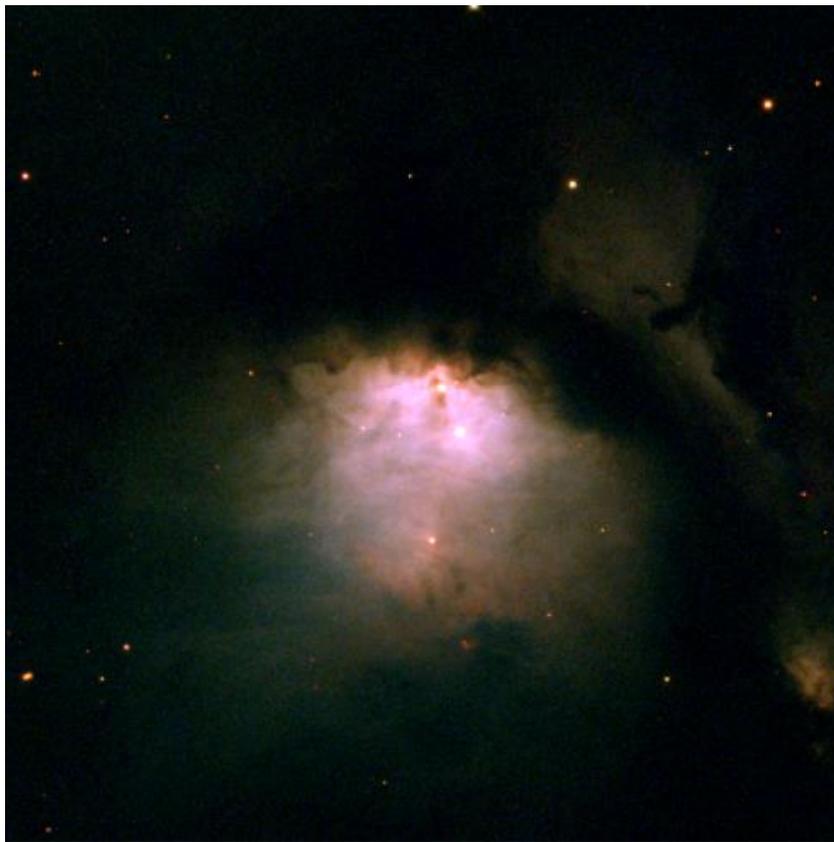
1.4 Polarización en NGC 2068

Con el fin de conocer más acerca de la polarización en la región de NGC 2068, en esta sección se hablará de otro estudio llevado a cabo en esa misma región, pero con polarización en el visible. Mannion y Scarrott (1984) fueron quienes realizaron este estudio, en el cual obtienen un mapa de polarización (Figura 1.8 b)) de la región y proponen un modelo para darle explicación.

En el visible, los vectores de polarización de una región forman un patrón centro simétrico. En el caso de NGC 2068 Mannion y Scarrot encontraron este mismo patron, lo cual confirma que NGC 2068 es una nebulosa de reflexión con una sola

fuentes de iluminación, que es HD 38563N y de acuerdo a su mismo estudio no hay evidencia de que las estrellas HD 38563S y HD 38563C iluminen a la nebulosa también. Además, el patrón centro-simétrico que presenta nos dice que el mecanismo de polarización en esta región es la dispersión.

Una inspección en el mapa de polarización indica que el grado de polarización es pequeño cerca de HD 38563N (2%) y que crece monótonamente al alejarse de dicha estrella.



a)

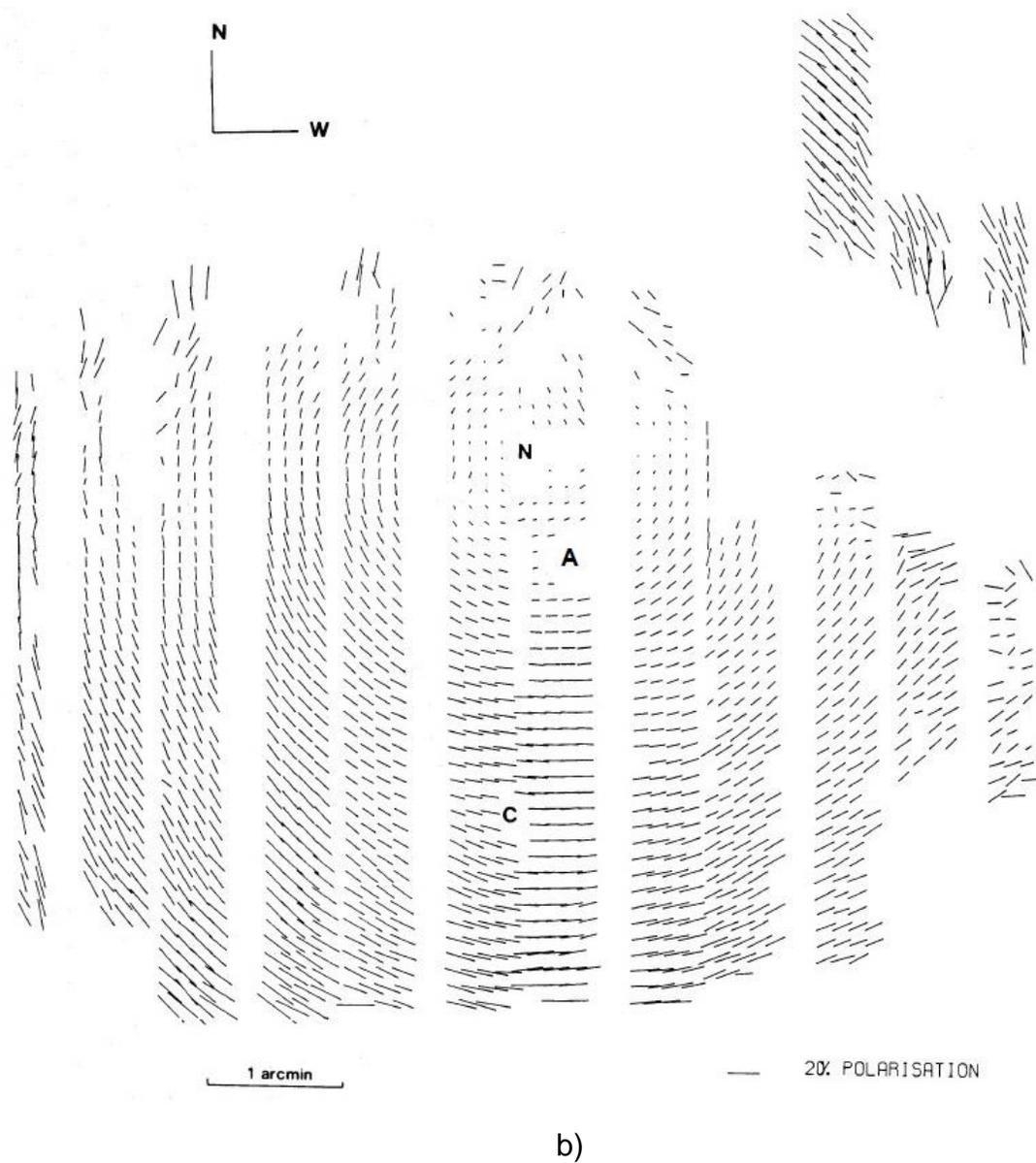


Figura 1.8: a) Imagen de tres colores de NGC 2068 en luz visible creada en SAOImage DS9. La imagen es el resultado de la superposición de 3 imágenes en diferentes bandas del Sloan Digital Sky Survey (SDSS): en rojo la banda r, en verde la banda g y en azul la banda u. b) Mapa de polarización óptica lineal de NGC 2068 obtenido por Mannion y Scarrott (1984).

Tanto el grado máximo de polarización como la intensidad de polarización en esta nebulosa presentan propiedades anormales comparadas con otras nebulosas de reflexión estudiadas: El grado de polarización máximo en esta región es de 20%, que comparado a las otras nebulosas es muy bajo; normalmente aunque el grado de polarización decrece mientras uno se aproxima a la fuente iluminadora de la nebulosa (debida en parte a efectos de la línea de visión) la intensidad de polarización debería continuar creciendo, lo cual no sucede en NGC 2068.

Una geometría simple de la nebulosa es la estrella N iluminando un conjunto de granos posiblemente en la forma de una losa inclinada (Figura 1.9).

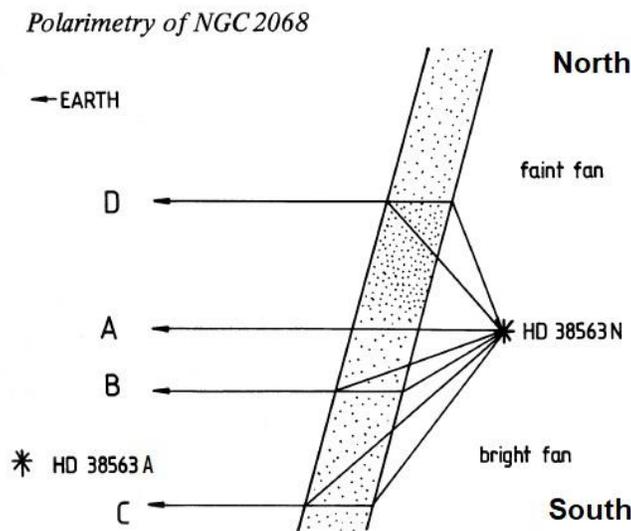


Figura 1.9: Geometría propuesta por Mannion y Scarrott (1984) de la nebulosa de reflexión NGC 2068.

Una forma sencilla de explicar este modelo es la siguiente: Primero, podemos ver la distribución del polvo de esta región como una esfera gigante (o una elipsoide, ya que como vimos en la sección 1.3 la nebulosa es más alargada de un lado que del otro), pero al fijarnos solo en la parte que está inmediatamente frente a la estrella HD 38563 N solo estaríamos viendo un pequeño diferencial de área de toda esa esfera gigante, así que puede representarse como algo plano, es decir, una losa, y la estrella HD 38563 N se encuentra detrás de ella. El grado de polarización en cada punto de la losa dependerá del ángulo de dispersión (a mayores ángulos de dispersión mayor polarización). Por ello, inmediatamente frente a la estrella hay mucho brillo, pero muy poca polarización (rayo A en la Figura 1.9); en una posición más hacia el sur de la estrella N (rayo B) el ángulo de dispersión aumentó, lo cual implica también un aumento en la polarización y como consecuencia una disminución en el brillo; ya en la periferia de la nebulosa (rayo C) el ángulo de dispersión aumentó aún más y con él la polarización, pero no es tan alta como la

que se podría tener con un ángulo más cercano a 90°. Además, la densidad de granos en la losa varía con la posición; hacia el norte debe haber mayor densidad que hacia el sur para representar la banda oscura que se encuentra en esa parte de la nebulosa. Por lo tanto, para el rayo D y rayos más hacia el norte que atraviesen la losa se tendrá el mayor grado de polarización y menor brillo (como se ve en la porción al noroeste de la Figura 1.8 b), pero una sección es oscurecida por la gran cantidad de polvo de esa región. Por último, para que el grado de polarización sea el máximo en esa parte de la nebulosa, pero que a su vez se logre explicar el comportamiento del grado de polarización en el resto de la losa, se propone inclinada.

1.5 Estrellas estándares polarimétricas HD 38563 A y C

Para realizar calibraciones, modificaciones y mejoras en el método de observación con POLICAN (ver sección 3.1), se han utilizado estrellas estándares polarimétricas del catálogo de MIMIR (Devaraj et al. 2018). Este último es un instrumento que trabaja en bandas infrarrojas (1 – 5 μm) y se encuentra montado en el telescopio Perkins (de 1.8m de diámetro) del observatorio Lowell en Arizona. Es utilizado para tres tareas principales: espectroscopía, polarimetría y astrofotografía (Clemens et al. 2007)

A partir de una lista de estrellas estándares polarimétricas hecha por Whittet et al. (1992) se descartaron varias estrellas en base a observaciones de MIMIR, obteniendo como resultado una nueva lista, y dentro de ella encontramos a HD 38563 A y C.

Como se mencionó en la sección anterior, HD 38563 A (A.R. [Ascensión recta]= 05 46 43.3, Dec. [Declinación]= +00 04 36.6) y HD 38563 C (A.R.= 05 46 45.3, Dec.= +00 02 41.5) son dos de las estrellas más brillantes de NGC 2068. Según Strom, Strom y Carrasco (1975) la estrella HD 38563C parece ser una estrella de alta luminosidad que se encuentra oscurecida y por ello tentativamente le asignaron A0 II como tipo espectral. Además, lograron estimar la edad de HD 38563 A, que sería 3×10^5 años. La tabla 1.1 muestra algunas otras características de estas estrellas.

Estrella	Tipo espectral	Temperatura (K)	Luminosidad (L_{\odot})
HD 38563 C	A0II	10,000	1.3×10^3
HD 38563 A	B5V	15,000	6.9×10^2

Tabla 1.1: Tipo espectral, temperatura y luminosidad de las estrellas HD 38563C y HD 38563A (Castellanos et al. 2011)

Según la lista de estrellas estándares polarimétricas hecha con MIMIR, la estrella HD 38563C tiene un grado de polarización de 3.68% y un ángulo de 70°, mientras que la estrella HD 38563A tiene un grado de polarización de 1.57% y un ángulo de 97°. Devaraj et al. (2018) observaron la estrella HD 38563C con POLICAN en banda H con el fin de calibrar el instrumento. Obtuvieron en promedio 3.75% para el grado de polarización y 71.4° para el ángulo (Figura 1.10).

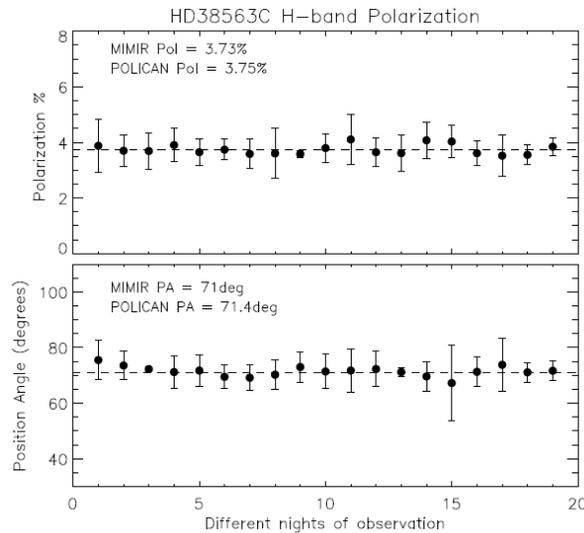


Figura 1.10: Grado y ángulo de polarización de HD 38563C obtenidas en 19 noches de observación a lo largo de 6 meses, con exposición de 5s. (Devaraj et. al. 2018)

La estrella HD 38563C fue elegida para hacer calibraciones en lugar de HD 38563A porque, al poseer un grado de polarización un poco más alto que el de la A, tiene mejor señal a ruido, lo cual ayuda a medirla con mayor precisión. Sin embargo, la polarización en la estrella A podría presentar problemas de otro tipo.

Yanaguida et al. (2004) observaron NGC 2068 en rayos X con el ROSAT A11 Sky Survey y analizaron datos obtenidos con el telescopio espacial de rayos X “Chandra”. Como resultado, encontraron 152 fuentes de rayos X (Figura 1.11) con un rango típico de luminosidad de 10^{28} – 10^{32} erg s^{-1} . Después de calcular las curvas de luz para todas estas fuentes, encontraron solo una (que llamaron “fuente #43”) que presentaba variaciones estadísticamente significativas; tal fuente coincide con la posición de la estrella HD 38563 A.

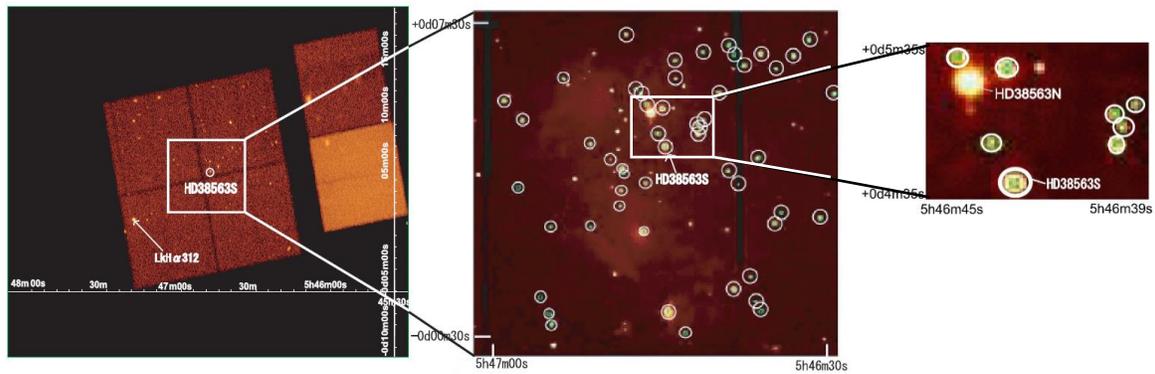


Figura 1.11: (Izquierda) Imagen a 0.5-8.0 keV de M 78 obtenida con el telescopio Chandra ACIS-I (0,1,2,3) y ACIS-S (6,7) presentada sin procesado. (Centro) Imagen en 2MASS (8'x8') de la región central de M78, donde las fuentes de rayos X son marcadas con círculos. (Derecha) Acercamiento de la imagen del centro donde se aprecia claramente que hay una fuente de rayos X en la posición de la estrella HD 38563 A. (Yanaguida et al. 2004)

La curva de luz que encontraron para esta fuente consiste de 2 picos (Figura 1.12) donde uno es mucho más pequeño que el otro. El más grande tiene una duración de al menos unas 17 horas, mientras que el pequeño crece en 3.5 horas y cae en 6.5 horas. Tomando en cuenta estos resultados y después de varios análisis, proponen 4 escenarios:

- 1.- Los rayos X son emitidos por HD 38563 A.
- 2.- Los rayos X son emitidos por otra estrella de tipo tardío que constituye un sistema binario con HD 38563 A o que está cerca en nuestra línea de visión hacia ella y no es posible resolverla.
3. Lo mismo que el caso 2, pero que la estrella que emite los rayos X y que no se puede resolver sea una estrella T- Tauri.
4. La Estrella HD 38563 A forma un sistema binario interactuante con una estrella que no se puede resolver, y la emisión de rayos X es causada por la actividad entre ambas.

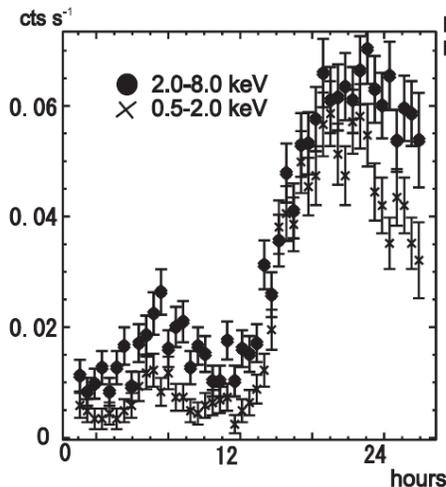


Figura 1.12: Gráfica de flujo de energía contra tiempo (curvas de luz) a 0.5–2.0 keV and 2.0–8.0 keV de la Fuente #43, incluyendo background (que es despreciable). (Yanaguida et al. 2004)

El primer caso es descartado, pues se concluye que una estrella del tipo de HD 38563 A (B5V) no es capaz de ser tan luminosa en rayos X por sí sola. El segundo también es descartado, pues argumentan que una estrella tardía tampoco podría ser tan luminosa en rayos X, además de que, ya que la nebulosa NGC 2068 es relativamente joven, es poco probable que haya una estrella de tipo tardío que ya presente actividad en rayos X. El caso 3 es muy improbable, pero posible, pues la luminosidad en rayos X detectada para la fuente #43 es mayor a la que normalmente emite una estrella T Tauri. El caso 4 fue propuesto porque en sistemas binarios de estrellas que se encuentran en interacción, la emisión de rayos X es más luminosa que en una sola estrella. Finalmente, se deja en claro que es difícil elegir entre el caso 3 y 4 basándose en los datos con que cuentan, pero optaron por el caso 3, pues ese caso explicaría los resultados que obtuvieron, específicamente la curva de luz, que interpretaron como un eclipse entre ambas estrellas con un periodo de 2 días. Así, la posibilidad de contaminación causada por una T Tauri queda como causa posible.

Por otro lado, en un estudio más reciente llevado a cabo por Kounkel et. al. (2017) con el Very Large Baseline Array (VLBA) concluye que la estrella HD 38563 A, más que un sistema binario, podría ser un sistema múltiple de estrellas (Figura 1.13), y además determinan la paralaje y la distancia a esta estrella, a HD 38563C y a la nube (Tabla 1.2). La distancia a la estrella HD 38563A tiene un error alto debido a que posiblemente es un sistema múltiple y ello afecta en la determinación de la posición.

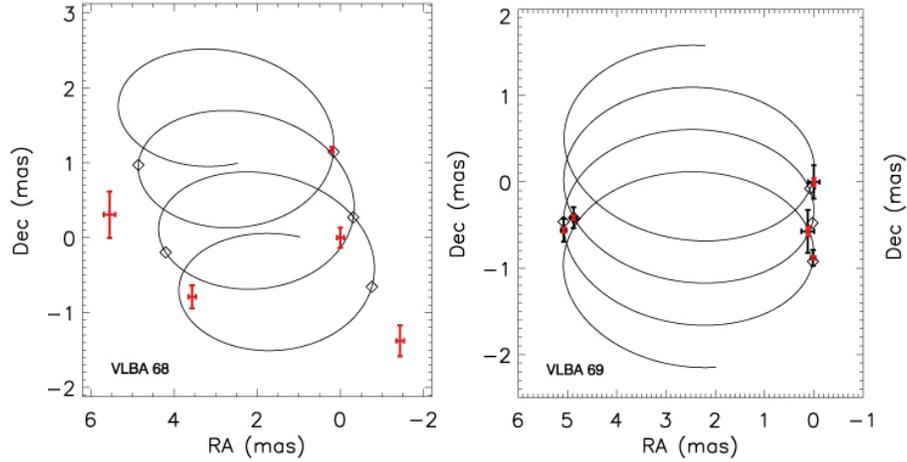


Figura 1.13: Ajuste de los datos obtenidos por Kounkel et al. (2017). Las barras de error en color rojo muestran incertidumbres astrométricas producidas por JMFIT y las barras de error negras muestran incertidumbres escaladas por el valor necesario para tener que $\chi^2 = 1$. Los rombos muestran la posición esperada para la estrella al momento de la observación basada en el ajuste. La línea indica el ajuste.

OBJETO	PARALAJE ($\times 10^{-3}$ arcseg)	DISTANCIA (pc)
NGC 2068	2.608 ± 0.047	383 ± 7
HD 38563A	2.197 ± 0.545	455 ± 113
HD 38563C	2.547 ± 0.034	392 ± 5

Tabla 1.2: Paralaje y distancia medidos por Kounkel et. al. (2017) para NGC 2068 y las estrellas estándares polarimétricas de la región.

2. TEORIA DE LA POLARIZACIÓN

2.1 Polarización

La luz, como sabemos, puede tratarse como un campo eléctrico y un campo magnético que se encuentran oscilando en alguna dirección perpendicular a la dirección de propagación. En otras palabras, la luz es una onda electromagnética de tipo transversal. Esta última propiedad de la luz hace que posea polarización. En general, decimos que la luz está polarizada cuando el campo eléctrico tiene una dirección definida, aunque su magnitud y signo varíen con el tiempo. La polarización puede ser lineal o circular y la representación más general de estas es la polarización elíptica (Figura 2.1).

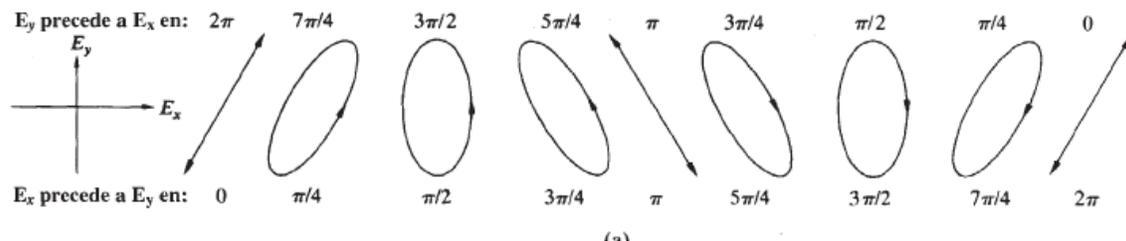


Figura 2.1: Varias configuraciones de polarización. La luz sería circularmente polarizada con $\epsilon = \pi/2$ o $3\pi/2$ si $E_{0x} = E_{0y}$, pero aquí por cuestión de generalidad, E_{0y} se consideró más grande que E_{0x} . (Hecht, E. 2000)

2.1.1 Polarización Lineal

Decimos que la luz está linealmente polarizada cuando, al observar a su vector de campo eléctrico venir directamente en nuestra línea de visión, éste traza una línea (ver figura 2.2 b)). En particular, cuando la luz está linealmente polarizada, el campo eléctrico oscila en un plano al que se le llama plano de vibración. Este plano contiene tanto a \mathbf{E} como a \mathbf{k} , el vector de campo eléctrico y el vector de propagación en la dirección del movimiento.

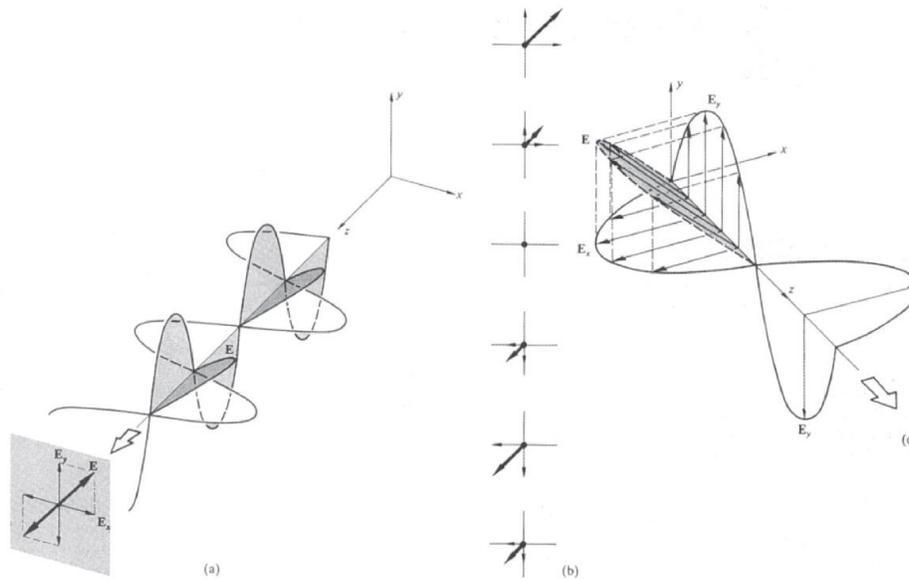


Figura: 2.2: Luz linealmente polarizada. a) El campo \mathbf{E} polarizado linealmente en el primer y tercer cuadrante. b) El mismo campo oscilante visto de frente. c) Luz polarizada linealmente en el segundo y cuarto cuadrante. (Hecht, E. 2000)

La superposición de dos ondas de luz linealmente polarizadas también puede resultar en una onda de luz linealmente polarizada. Supongamos dos ondas de luz armónicas, linealmente polarizadas y de la misma frecuencia, moviéndose a través de la misma región del espacio, en la misma dirección.

Podemos representar a las dos perturbaciones ópticas ortogonales que fueron mencionadas arriba en la forma:

$$\mathbf{E}_x(z, t) = \hat{\mathbf{i}}E_{0x}\cos(kz - \omega t) \quad (2.1)$$

$$\mathbf{E}_y(z, t) = \hat{\mathbf{j}}E_{0y}\cos(kz - \omega t + \epsilon) \quad (2.2)$$

Donde ϵ es la diferencia de fase relativa entre las ondas, ambas viajando en la dirección z . La perturbación óptica resultante es la suma vectorial de estas dos ondas perpendiculares:

$$\mathbf{E}(z, t) = \mathbf{E}_x(z, t) + \mathbf{E}_y(z, t) \quad (2.3)$$

Si ϵ es cero o un múltiplo entero de $\pm 2\pi$, se dice que las ondas están en fase. En el caso de la ecuación anterior queda

$$\mathbf{E} = (\hat{\mathbf{i}}E_{0x} + \hat{\mathbf{j}}E_{0y})\cos(kz - \omega t) \quad (2.4)$$

La onda resultante tiene por consiguiente una amplitud fija igual a $(\hat{\mathbf{i}}E_{0x} + \hat{\mathbf{j}}E_{0y})$, es decir, ella también es linealmente polarizada. (Hecht, E. 2000)

La polarización lineal además puede describirse por tres parámetros que son:

- I: Intensidad
- p: Grado (o porcentaje) de polarización lineal
- θ: Dirección del plano (fijo) de vibración proyectado en el cielo (Baume G. L. 2013)

2.1.2 Polarización Circular

La polarización circular es otro caso particular de polarización. Esta aparece cuando las dos ondas constitutivas tienen igual amplitud ($E_{0x} = E_{0y} = E_0$) y además, su diferencia de fase relativa es igual a $\epsilon = -\pi/2$ o cualquier valor aumentado o disminuido desde $-\pi/2$ en múltiplos enteros de 2π . Por lo tanto,

$$\mathbf{E}_x(z, t) = \hat{\mathbf{i}}E_0 \cos(kz - \omega t) \quad (2.5)$$

$$\mathbf{E}_y(z, t) = \hat{\mathbf{j}}E_0 \sin(kz - \omega t) \quad (2.6)$$

Y la suma vectorial de estas dos ondas resulta

$$\mathbf{E} = E_0[\hat{\mathbf{i}} \cos(kz - \omega t) + \hat{\mathbf{j}} \sin(kz - \omega t)] \quad (2.7)$$

En ésta última ecuación podemos notar que ahora la amplitud de la onda es constante, pero que la dirección de \mathbf{E} varía con el tiempo y no está restringida a un solo plano como en el caso de la polarización lineal.

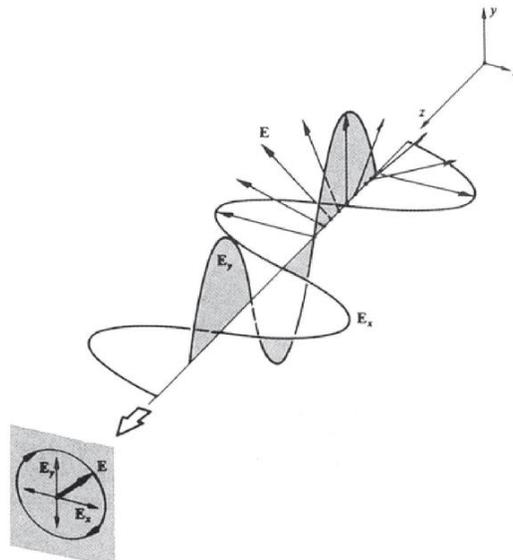


Figura 2.3: Onda circularmente polarizada (hacia la derecha). (Hecht, E. 2000)

Si pudiéramos observar las oscilaciones del campo eléctrico de un haz con polarización circular viniendo desde la superficie de esta página hacia nosotros, observaríamos un movimiento circular (Figura 2.3).

Todo movimiento circular, puede ser en sentido horario o antihorario, por lo tanto, existen dos casos de polarización circular: polarización circular derecha o polarización circular izquierda.

Polarización circular derecha: En este caso, la dirección del campo eléctrico rota en sentido horario para un observador de frente a la fuente de luz, y puede representarse mediante la ecuación:

$$\mathbf{E} = E_0[\hat{i} \cos(kz - wt) + \hat{j} \text{sen}(kz - wt)] \quad (2.8)$$

Polarización circular izquierda: En este caso, la dirección del campo eléctrico rota en sentido antihorario para un observador de frente a la fuente de luz, y la ecuación que la representa es:

$$\mathbf{E} = E_0[\hat{i} \cos(kz - wt) - \hat{j} \text{sen}(kz - wt)] \quad (2.9)$$

Una onda con polarización lineal se puede representar también como la suma de dos ondas polarizadas circularmente en direcciones opuestas. Entonces, si sumamos la onda circular derecha y la onda circular izquierda de arriba obtenemos

$$\mathbf{E} = 2E_0\hat{i}\cos(kz - wt) \quad (2.10)$$

Que tiene un vector de amplitud constante $2E_0\hat{i}$ siendo, por consiguiente, linealmente polarizado.

2.1.3 Polarización elíptica

Tanto la luz lineal como la circularmente polarizada pueden considerarse como casos particulares de la luz elípticamente polarizada. En ésta última cambia tanto la dirección del campo eléctrico como su amplitud. Podemos observar esto matemáticamente, escribiendo una expresión para la curva trazada por la punta de \mathbf{E} en la Figura 2.4. Para ello, utilicemos

$$E_x = E_{0x} \cos(kz - wt) \quad (2.11)$$

$$E_y = E_{0y} \cos(kz - wt + \varepsilon) \quad (2.12)$$

La curva que trace la punta de \mathbf{E} no debe depender de la posición ni del tiempo, o en otras palabras, se debe poder librar a las ecuaciones de arriba de su dependencia de $(kz - wt)$. Para ello, primero hay que desarrollar la expresión para E_y . Sabiendo que en general

$$\text{Cos}(a + b) = \text{cos}(a)\text{cos}(b) - \text{sen}(a)\text{sen}(b) \quad (2.13)$$

Aplicándola a la ecuación (2.12):

$$\frac{E_y}{E_{0y}} = \cos(kz - wt) \cos \varepsilon - \operatorname{sen}(kz - wt) \operatorname{sen} \varepsilon \quad (2.14)$$

Luego, sustituyendo en la ecuación anterior $\cos(kz - wt)$ por $\frac{E_x}{E_{0x}}$ y pasándolo al lado izquierdo obtenemos

$$\frac{E_y}{E_{0y}} - \frac{E_x}{E_{0x}} \cos \varepsilon = -\operatorname{sen}(kz - wt) \operatorname{sen} \varepsilon \quad (2.15)$$

De la ecuación (2.11), si pasamos a la izquierda E_{0x} y llevamos el lado derecho a la forma $\sqrt{1 - \cos^2(kz - wt)}$ obtenemos

$$\operatorname{sen}(kz - wt) = \left[1 - \left(\frac{E_x}{E_{0x}} \right)^2 \right]^{1/2} \quad (2.16)$$

Así, de la (2.15) y (2.16) podemos obtener

$$\left(\frac{E_y}{E_{0y}} - \frac{E_x}{E_{0x}} \cos \varepsilon \right)^2 = \left[1 - \left(\frac{E_x}{E_{0x}} \right)^2 \right] \operatorname{sen}^2 \varepsilon \quad (2.17)$$

Desarrollando un poco y reordenando términos obtenemos

$$\left(\frac{E_y}{E_{0y}} \right)^2 + \left(\frac{E_x}{E_{0x}} \right)^2 - 2 \left(\frac{E_x}{E_{0x}} \right) \left(\frac{E_y}{E_{0y}} \right) \cos \varepsilon = \operatorname{sen}^2 \varepsilon \quad (2.18)$$

La ecuación anterior es la ecuación de una elipse que forma un ángulo α con el sistema coordenado $(E_x E_y)$ tal que

$$\tan 2\alpha = \frac{2E_{0x}E_{0y} \cos \varepsilon}{E_{0x}^2 - E_{0y}^2} \quad (2.19)$$

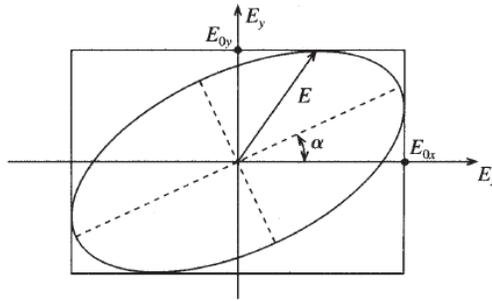


Figura 2.4: Luz con polarización elíptica.

Para reconocer más fácilmente la ecuación de la elipse los ejes principales se deben de alinear con los ejes coordenados, es decir, haciendo $\alpha = 0$ o bien, tomando $\epsilon = \pm \frac{(2n+1)\pi}{2}$, $n = 0, 1, 2 \dots$ pues así obtenemos la forma conocida

$$\frac{E_y^2}{E_{0y}^2} + \frac{E_x^2}{E_{0x}^2} = 1 \quad (2.20)$$

De aquí podemos ver que si hacemos $E_{0x} = E_{0y} = E_0$ obtenemos el caso de polarización circular, o si en vez de ello tomamos ϵ como un múltiplo de π obtenemos el caso de polarización lineal.

2.1.4 Luz natural

Cuando la luz se compone de un campo eléctrico y un campo magnético que están oscilando de forma que la orientación de estos no es fija, sino que cambia y dichos cambios son muy rápidos, no es posible distinguir algún estado de polarización y se le conoce como luz natural. A pesar de que también se le conoce como luz no polarizada, este un nombre incorrecto, pues más bien la luz está compuesta por una sucesión rápidamente variable de diferentes estados de polarización. Así pues, sería más correcto referirse a ella como luz polarizada al azar.

La luz natural se representa matemáticamente como dos ondas de igual amplitud, linealmente polarizadas, ortogonales e incoherentes (es decir, ondas para las cuales su diferencia relativa de fase varía rápidamente y al azar).

2.2 Mecanismos de polarización

Ya que se han discutido los tipos de polarización que existen y su representación matemática, hablaremos ahora de las técnicas o fenómenos mediante los cuales obtenemos (o generamos) luz polarizada. Para ello, existen los siguientes mecanismos:

- Dicroísmo
- Birrefringencia
- Dispersión
- Reflexión

2.2.1 Dicroísmo

El dicroísmo en general se refiere a la propiedad que tienen ciertos materiales de absorber una de las dos componentes ortogonales del estado de polarización de un haz incidente debido a su geometría.

Los polarizadores dicroicos más comunes son la rejilla de alambres conductores paralelos y los polaroides.

Rejilla de alambres

Supóngase que una onda electromagnética no polarizada incide sobre dicha rejilla como se muestra en la Figura 2.5.

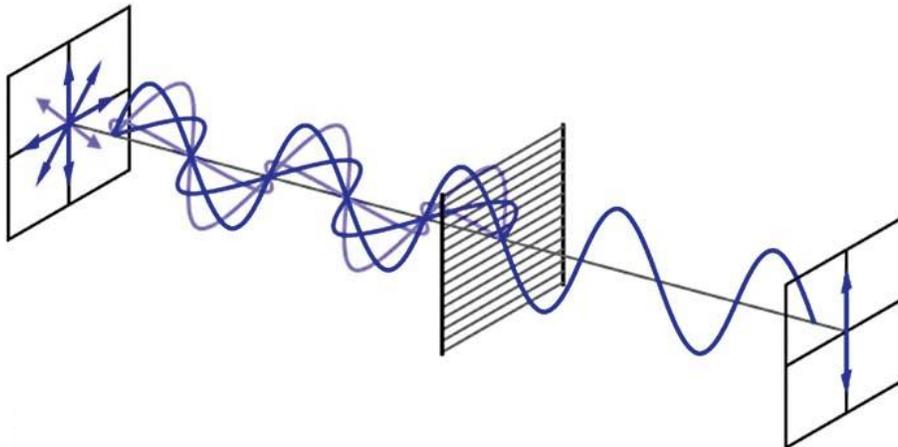


Figura 2.5: Se muestra como una rejilla de alambres polariza la luz que pasa a través de ella.

El campo eléctrico se puede resolver en las dos componentes ortogonales, en este caso una de ellas es paralela a los alambres y la otra perpendicular a ellos. La componente y del campo impulsa los electrones de conducción a lo largo de cada alambre, generando así una corriente. A su vez, los electrones chocan con los átomos del retículo impartiendo energía y calentando así los alambres (calor Joule). De esta manera, la energía se transfiere del campo a la rejilla. Además, los electrones que se aceleran a lo largo del eje radian tanto hacia adelante como hacia atrás. Como es de esperar, la onda incidente tiende a anularse con la onda reradiada hacia adelante, con una transmisión resultante escasa o nula de la componente y del campo. La radiación que se propaga hacia atrás aparece simplemente como una onda reflejada. Por el contrario, los electrones no son libres de moverse muy lejos en la dirección x y la componente correspondiente del campo de la onda queda esencialmente inalterada al propagarse por la rejilla. El eje de transmisión de la rejilla es perpendicular a los alambres.

Polaroides

En 1928, Edwin Herbert Land inventó el primer polarizador de hoja dicroica, dándole por nombre hoja polaroide J. Básicamente, esta hoja estaba compuesta de herapatita molida, o en otras palabras, estaba compuesto de millones de cristales submicroscópicos. En sí, la hoja J era en realidad un cristal dicroico plano largo.

Diez años más tarde, Land inventó la hoja H, que actualmente es el polarizador lineal más popular. Esta hoja, a diferencia de la J, no está compuesta de cristales, sino que se parece más a una rejilla de alambres. Para su creación, se utiliza una hoja de alcohol polivinílico transparente, la cual se calienta y estira en cierta dirección, con lo cual sus moléculas de hidrocarburos se alinean. Después, se sumerge en una solución rica en yodo, adhiriéndose a las largas y rectas cadenas de moléculas poliméricas y formando su propia cadena. Con ello, los electrones de conducción asociados con el yodo pueden moverse a lo largo de las cadenas como si fueran largos alambres delgados. Así, cuando una onda incida en la hoja, la componente que sea paralela a las moléculas de la hoja será absorbida, y por consiguiente, el eje de transmisión será perpendicular a la dirección en la cual se estiró la hoja durante su creación.

2.2.2 Birrefringencia

Muchas substancias cristalinas (en otras palabras, sólidos cuyos átomos están dispuestos según alguna clase de serie repetida regular) son ópticamente anisótropas, es decir, sus propiedades ópticas no son las mismas en todas las direcciones dentro de una muestra dada.

Cuando la luz se propaga a través de sustancias cristalinas, lo hace por excitación de los átomos que están dentro de ella. Los electrones son impulsados por el campo eléctrico y reradian; estas onditas secundarias se recombinan y la onda refractada resultante avanza. La velocidad de la onda y consecuentemente el índice de refracción están determinados por la diferencia entre la frecuencia del campo E y las frecuencias de los átomos que se encuentren en la sustancia. Es decir, una anisotropía en la fuerza de enlace de los átomos de la sustancia se manifestará como una anisotropía en el índice de refracción, razón por la cual ciertas sustancias presentan 2 índices de refracción. Este tipo de materiales se llaman birrefringentes.

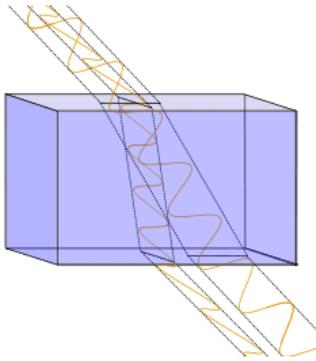


Figura 2.6: Luz no polarizada incide en un material birrefringente y sale como dos rayos de luz linealmente polarizados, pero con sus planos de polarización perpendiculares.

2.2.3 Dispersión

La polarización por dispersión ocurre cuando la luz encuentra obstáculos en el medio en el que está viajando.

Cuando un haz de luz se topa con los átomos de cierto material, le induce una vibración. Luego, este átomo induce vibraciones a sus átomos vecinos y éstos a otros y así sucesivamente (todos con la misma frecuencia original). Estas vibraciones producirán ondas electromagnéticas en distintas direcciones. La absorción y reemisión de las ondas de luz provocan que la luz se disperse en el medio y sea parcialmente polarizada. Un caso particular de este fenómeno ocurre cuando la longitud de onda de la luz que pasará por el medio es mayor que el tamaño de las partículas en el medio. Éste último fenómeno se llama dispersión de Rayleigh.

2.2.4 Reflexión

La reflexión es uno de los mecanismos de polarización más comunes, pues puede observarse en el reflejo de luz en una ventana, en un cristal, en el forro de un libro, en el mantel de la mesa, etc. Etienne Malus fue de los primeros en estudiar este mecanismo de polarización, y como veremos en otra sección, fue de los primeros

en descubrir la polarización en sí, observando el reflejo de una ventana con un cristal de Espato de Islandia (Clarke, D., 2010)

Cuando un haz de luz incide sobre la superficie que separa dos medios no conductores, parte del mismo se refleja de vuelta al medio de origen, y parte se transmite al segundo medio. Brewster observó que cuando las direcciones de los haces transmitido y reflejado formaban un ángulo de 90° el haz de luz resultaba polarizado linealmente. El ángulo de incidencia θ_B con el que ocurre esto se llama ángulo de Brewster. Sabiendo que $\theta_B + \theta_t = 90^\circ$, podemos obtener θ_B usando la ley de Snell de la siguiente forma:

$$n_i \text{sen} \theta_B = n_t \text{sen} \theta_t \quad (2.21)$$

$$\Rightarrow n_i \text{sen} \theta_B = n_t \text{sen}(90^\circ - \theta_B) \quad (2.22)$$

Y usando que para cualquier ángulo θ se cumple que $\text{sen}(90^\circ - \theta) = \text{cos} \theta$:

$$\Rightarrow n_i \text{sen} \theta_B = n_t \text{cos} \theta_B \quad (2.23)$$

$$\Rightarrow \frac{\text{sen} \theta_B}{\text{cos} \theta_B} = \frac{n_t}{n_i} \quad (2.24)$$

$$\Rightarrow \tan \theta_B = \frac{n_t}{n_i} \quad (2.25)$$

2.3 Parámetros de Stokes

La representación moderna de la luz polarizada en realidad se remonta al año 1852 al trabajo de G. G. Stokes quien presentó cuatro cantidades que son funciones solamente de las observables de la onda electromagnética y que se denominan parámetros de Stokes.

Los parámetros de Stokes fueron reintroducidos a la astronomía moderna por Chandrashekar en 1947, quien los denotó como I, Q, U y V. Estos parámetros pueden ser combinados para formar un vector, que se denota con S, como:

$$\vec{S} = \begin{pmatrix} S_0 \\ S_1 \\ S_2 \\ S_3 \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} I \\ Q \\ U \\ V \end{pmatrix} \quad (2.26)$$

Donde I, Q, U y V fueron definidos por Chandrasekhar (1950) de la siguiente forma:

$$I = a^2 \quad (2.27)$$

$$Q = a^2 \cos(2\beta) \cos(2\theta) \quad (2.28)$$

$$U = a^2 \cos(2\theta) \sin(2\beta) \quad (2.29)$$

$$V = a^2 \sin(2\theta) \quad (2.30)$$

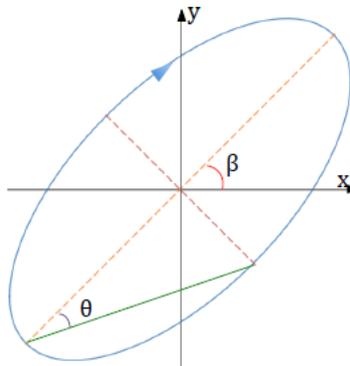


Figura 2.7: Diagrama que ilustra la elipse formada por el vector de polarización, donde se señala β y θ .

Además, el grado de polarización p , de polarización lineal p_{lin} , polarización circular p_{circ} , la intensidad de polarización I_p y θ están dados por

$$p = \frac{(Q^2 + U^2 + V^2)^{\frac{1}{2}}}{I} \quad (2.31)$$

$$p_{lin} = \frac{(Q^2 + U^2)^{\frac{1}{2}}}{I} \quad (2.32)$$

$$p_{circ} = \frac{V}{I} \quad (2.33)$$

$$I_p = I \times p \quad (2.34)$$

$$\theta = 0.5 \tan^{-1} \frac{U}{Q} \quad (2.35)$$

Para estas expresiones, el signo de V nos da la orientación de la polarización (derecha o izquierda).

Para el cálculo de los parámetros de Stokes en el caso del diseño óptico de POLICAN (véase sección 3.1, Figura 3.3), se emplea el formalismo de Mueller, el

cual es un método matricial utilizado para manipular algebraicamente a los parámetros de Stokes.

Supóngase un rayo de luz con un estado de polarización S_i que pasa a través de un elemento óptico m y termina con un estado de polarización S_f . Según el formalismo de Mueller, el vector de Stokes que representa tal estado final de polarización está dado como:

$$S_f = M * S_i \quad (2.36)$$

Donde M es la matriz de Mueller que representa al componente óptico del sistema por el cual ha pasado el haz de luz estudiado. Debe tenerse en cuenta que el orden de estas matrices no es aleatorio, sino que depende del orden en que el haz de luz pasó por el o los elementos ópticos del sistema antes de llegar al estado final de polarización, es decir, no son conmutativas.

Existen diferentes matrices de Mueller, dependiendo del tipo de elemento óptico que se esté utilizando (polarizadores, placas de media onda, de cuarto de onda, etc.). Para el caso de la configuración de POLICAN, donde se utiliza una placa de media onda, y un polarizador, las matrices de Mueller correspondientes son:

Para el polarizador:

$$M_{pol} = \frac{1}{2} \begin{pmatrix} 1 & 1 & 0 & 0 \\ 1 & 1 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix} \quad (2.37)$$

Para la placa de media onda:

$$M_{HWP} = \begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & \cos^2(2\theta) - \text{sen}^2(2\theta) & 2\text{sen}(2\theta)\cos(2\theta) & 0 \\ 0 & 2\text{sen}(2\theta)\cos(2\theta) & \text{sen}^2(2\theta) - \cos^2(2\theta) & 0 \\ 0 & 0 & 0 & -1 \end{pmatrix} \quad (2.38)$$

Estas matrices fueron construidas a partir de resultados experimentales de varias componentes ópticas (Shurcliff, 1962). Por ejemplo, en el caso de la placa de media onda, la onda que pasa a través de ella es reorientada: como la placa posee índices de refracción diferentes en su eje vertical y horizontal (debido a su estructura interna), las componentes del campo eléctrico de la onda que pasan a través de ella se desfazan $\lambda/2$, y como consecuencia la onda resultante es rotada 2 veces el ángulo con el que estaba orientada con respecto a la placa al momento de incidir. Haciendo un análisis similar a éste, se armaron matrices de Mueller para varias

componentes ópticas, tales como polarizadores, placas de media onda, de cuarto de onda, entre otras, yendo desde casos particulares (en cuanto a orientación) hasta casos generales, los cuales se encuentran disponibles para su uso.

Así, para la configuración de POLICAN, de la (2.33) tenemos que:

$$S_f = M_{pol} * M_{HWP} * S_{in} \quad (2.39)$$

Sustituyendo en esta ecuación:

$$\begin{aligned} \begin{pmatrix} I_{out} \\ Q_{out} \\ U_{out} \\ V_{out} \end{pmatrix} &= \frac{1}{2} \begin{pmatrix} 1 & 1 & 0 & 0 \\ 1 & 1 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} 1 & & & 0 \\ 0 & \cos^2(2\theta) - \text{sen}^2(2\theta) & & 2 \cos(2\theta) \text{sen}(2\theta) \\ 0 & 2 \cos(2\theta) \text{sen}(2\theta) & & \text{sen}^2(2\theta) - \cos^2(2\theta) \\ 0 & & & 0 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} 0 \\ 0 \\ 0 \\ -1 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} I_{in} \\ Q_{in} \\ U_{in} \\ V_{in} \end{pmatrix} \\ &= \frac{1}{2} \begin{pmatrix} 1 & \cos^2(2\theta) - \text{sen}^2(2\theta) & 2 \cos(2\theta) \text{sen}(2\theta) & 0 \\ 1 & \cos^2(2\theta) - \text{sen}^2(2\theta) & 2 \cos(2\theta) \text{sen}(2\theta) & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} I_{in} \\ Q_{in} \\ U_{in} \\ V_{in} \end{pmatrix} \\ &= \frac{1}{2} \begin{pmatrix} I_{in} + Q_{in} (\cos^2(2\theta) - \text{sen}^2(2\theta)) + 2U_{in} \cos(2\theta) \text{sen}(2\theta) \\ I_{in} + Q_{in} (\cos^2(2\theta) - \text{sen}^2(2\theta)) + 2U_{in} \cos(2\theta) \text{sen}(2\theta) \\ 0 \\ 0 \end{pmatrix} \quad (2.40) \end{aligned}$$

Resolver para I_{out} en esta última matriz nos proporciona la intensidad de la luz y los parámetros Q y U necesarios para determinar el grado y ángulo de polarización de la luz proveniente de la fuente de interés, sin embargo, elegir cualquier θ para hacer el cálculo podría dificultar el despeje de dichos parámetros. Por ello, en la configuración de POLICAN se utilizan los ángulos 0° , 22.5° , 45° y 67.5° que, al sustituir y operar, simplifican y eliminan varios términos. Por tanto, sustituyendo para I_{out} con cada ángulo:

$$I_0 = \frac{1}{2}(I_{in} + Q_{in}) \quad (2.41)$$

$$I_{22.5} = \frac{1}{2}(I_{in} + U_{in}) \quad (2.42)$$

$$I_{45} = \frac{1}{2}(I_{in} - Q_{in}) \quad (2.43)$$

$$I_{67.5} = \frac{1}{2}(I_{in} - U_{in}) \quad (2.44)$$

Sumando todas estas expresiones obtenemos que:

$$I_0 + I_{22.5} + I_{45} + I_{67.5} = \frac{1}{2}(I_{in} + Q_{in} + I_{in} + U_{in} + I_{in} - Q_{in} + I_{in} - U_{in}) = \frac{1}{2}(4I_{in})$$

$$I_{in} = \frac{I_0 + I_{45} + I_{22.5} + I_{67.5}}{2} \quad (2.45)$$

Y además,

$$Q_{in} = I_0 - I_{45} \quad (2.46)$$

$$U_{in} = I_{22.5} - I_{67.5} \quad (2.47)$$

Estos últimos dos parámetros, Q y U, son utilizados para obtener el grado y el ángulo de polarización de la luz usando las relaciones (2.29) y (2.32). En la práctica, seguiremos el mismo procedimiento en la obtención del ángulo y grado de polarización de cada fuente en una imagen, como veremos en el capítulo 3.

2.4 Polarización en astronomía

La información contenida en esta sección se obtuvo del libro *Stellar Polarimetry* de David Clarke.

2.4.1 Breve historia

La práctica de la polarimetría estelar apareció de forma lenta pero progresiva en la astrofísica hace unos 60 años. A pesar de los descubrimientos hechos acerca de la polarimetría en física y química, y del estudio y comprensión de la naturaleza de la radiación electromagnética en los primeros años del siglo 19, su aplicación a las estrellas tardaría 100 años más en comenzar, al igual que el establecimiento de tal concepto, pues hasta entonces la palabra “polarimetría” aun no existía.

Históricamente, el estudio de la polarimetría comenzó con el descubrimiento de la birrefringencia del Espato de Islandia. Este fenómeno fue descubierto por Erasmus Bartholinus e investigado por Huyghens y después por Malus. A partir de la descripción del comportamiento de la doble refracción del Espato de Islandia y de la aparente orientación de la luz al pasar a través de ella fue como surgió la raíz “polo” (en inglés “pole”) que después daría lugar a la palabra “polarización”. Fue Malus quien hizo un descubrimiento trascendental acerca de la polarización con cristales de espato de Islandia de forma muy casual.

Malus observó el Sol cuando estaba a punto de ocultarse usando un Espato de Islandia, pero no directamente, sino que vio su reflejo de una ventana del Palacio de Luxemburgo que se encontraba cruzando la calle. Se dio cuenta que al girar el cristal, las dos imágenes que se formaban del Sol se oscurecían y luego se aclaraban cada 90° de rotación (en este caso la polarización era por reflexión, donde

el Espato de Islandia le sirvió como analizador). Cuando el Sol se puso, Malus continuó haciendo experimentos con el Espato de Islandia, esta vez con una vela: observó el reflejo de ésta en la superficie del agua contenida en un tazón y también de una botella de vidrio. Así, en esa misma noche pudo demostrar que el mayor cambio en la intensidad de la luz de los dos rayos refractados ocurría en ángulos particulares de la superficie reflejante. Esta propiedad fue formulada y explicada después por David Brewster (ángulo de Brewster). Así, Malus había descubierto la propiedad de “polarización” de la luz, aunque en los primeros artículos en los que se le menciona se escribió como “polarisación” y no fue hasta el año 1961 que el término “polarización” se estableció completamente.

Inicios de la polarización en la astronomía

Las primeras observaciones polarimétricas en astronomía fueron hechas por Arago en 1811. Él observó la Luna para probar si la luz del Sol reflejada en ella tenía propiedades similares a las que había observado Malus en vidrios. Igualmente descubrió que la luz del cielo durante el día estaba polarizada, encontrando que la polarización máxima ocurría a aproximadamente 90° del Sol y que la luz de una dirección de aproximadamente 25° sobre la sección contraria al Sol no poseía un estado de polarización determinado. Éste último recibió el nombre de punto neutral de Arago.

Los avances de la polarimetría durante el siglo XIX fueron relativamente lentos, pues se utilizaba para estudiar únicamente a la Luna por su brillo extremo acompañado de altos niveles de polarización. Fue hasta 1929 que, a partir del trabajo de Lyot, se empezó a estudiar la polarización en planetas, asteroides y demás (uno de los resultados más importantes de ese trabajo fue la determinación del diámetro de asteroides por medio de la polarimetría) y solo hasta 1949, se estudiaron y se publicaron los primeros resultados sobre polarización en estrellas (Hiltner, 1949). Hiltner descubrió que la polarización no es intrínseca de las estrellas, sino que la luz se polariza, bajo ciertas condiciones, al pasar por el medio interestelar.

Como vimos en la sección 2.2, existen varios mecanismos que producen luz polarizada, y estos mismos, como descubrió Hiltner (1949), se pueden encontrar en el medio interestelar. Un ejemplo de ello es la polarización dicrónica causada por la geometría del polvo. Cuando una nebulosa contiene granos de polvo con forma de agujas alineadas (debido a un campo magnético presente en la región) la luz de las estrellas que pasa a través de ella se polarizará debido a que el polvo solo dejará pasar la componente de la luz perpendicular a él (Figura 2.8).

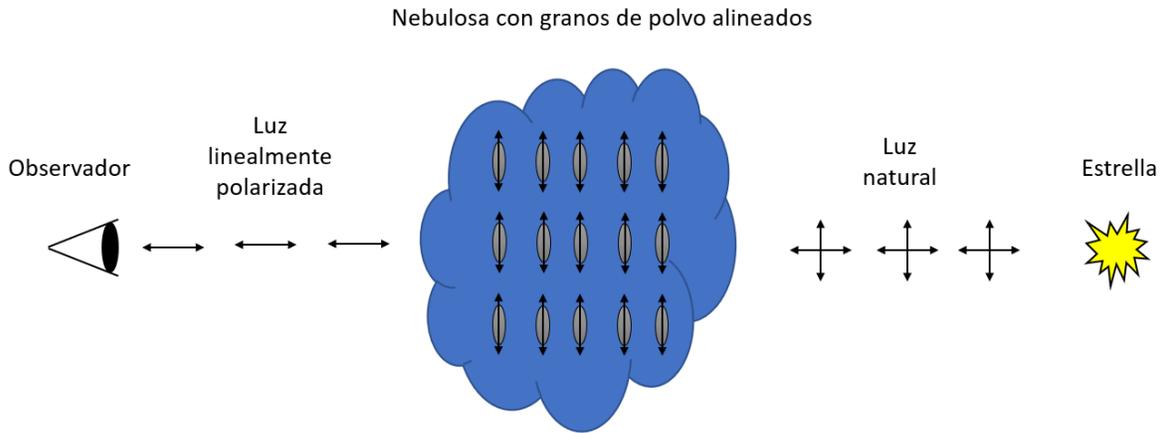


Figura 2.8: Polarización dicróica en astronomía.

2.4.2 Polarización en estrellas binarias

Considerando la posibilidad de que una de las estrellas estudiadas en el presente trabajo de tesis sea binaria (véase la sección 1.5, sobre el trabajo de Yanaguida et al. 2004) se hablará de manera breve acerca de la historia e investigación que ha sido realizada sobre polarización para este tipo de estrellas.

Fue a partir de la propuesta de Chandrasekhar de que las estrellas de tipo temprano producían luz polarizada por dispersión de electrones en sus atmósferas que se empezó a estudiar la polarización en estrellas binarias eclipsantes de tipo temprano. Uno de estos objetos es B Lyrae, que es uno de los más estudiados. Su período es de 13 días. Esta binaria comprende una primaria de tipo B que ha transferido alrededor de unas 10 masas solares de su material a su compañera más oscura pero ahora más masiva, la cual cuenta con un disco toroidal. Shakhovskoi (1963) fue el primero en observar la variabilidad en la polarización del sistema, produciendo una curva p para su ciclo. A partir de la amplitud de la variación de su polarización pudo calcular la masa de material que es dispersada y que causa la polarización.

Otro estudio es el realizado por Piirola (1980, 1981) a la estrella binaria U Cep. De sus resultados para la polarización de dicha estrella concluyó que el radio efectivo de la estrella primaria creció durante el período de transferencia de alta masa y que la inclinación de la órbita es de aproximadamente 83° .

Rudy & Kemp (1976) registraron la variabilidad polarimétrica de AOCas. Sus resultados fueron explicados como luz dispersada por una corriente de gas entre la estrella O, con la región de dispersión principal enfrente de la estrella secundaria. Posteriormente, Rudy & Kemp (1977) también registraron la polarización lineal en uHer, un sistema de eclipse parcial. La amplitud pico a pico fue muy pequeña ($\sim 0.06\%$) con la variación principal correspondiente al segundo armónico del

período orbital de 2.05 días. Su explicación de este comportamiento involucra el reflejo de la luz del primario por el hemisferio opuesto del secundario.

Si se sospecha que la variabilidad es causada por la dispersión del material entre dos estrellas de un sistema binario, el modelo canónico de Brown, McLean y Emslie (1978) sugiere que el comportamiento de los parámetros de Stokes normalizados debería comprender un término constante más variaciones descritas por el primer y fundamental armónico del período orbital. Determinar las amplitudes y fases de estos componentes conduce a una evaluación de la inclinación del sistema binario, la orientación del sistema proyectado en el cielo y la fase de la órbita ejecutada.

Así pues, poco a poco se ha terminado de comprender el papel que juega la polarización en este tipo de estrellas y de toda la información que podemos obtener mediante su estudio, por ejemplo, acerca de su periodo, de la cantidad de material que se esté intercambiando (si es el caso), de la órbita que sigan las estrellas que formen el sistema binario, de la fase de la órbita ejecutada, etc. Además, también se ha observado que las estrellas binarias que no muestran eclipses también exhiben polarización variable como resultado de la dispersión de las corrientes de gas entre las estrellas y, en algunos casos, esto ha llevado a la comprensión de la geometría de sus órbitas. También se encontró que muchos sistemas binarios exhiben polarización temporal tanto por eclipse como por dispersión de material separado.

3. OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN DE DATOS ASTRONÓMICOS

3.1 CANICA y POLICAN

En 1972 se inició el proyecto del diseño y construcción de un telescopio por parte del INAOE en el estado de Sonora, México, dando lugar así al Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (OAGH), que se encuentra en la ciudad de Cananea (al norte de Sonora) y fue nombrado de esa manera en honor al investigador y científico mexicano Guillermo Haro. Se inauguró el 8 de septiembre de 1987 y comenzó sus operaciones en el año 1992.

El diseño y construcción del espejo primario de 2.12 metros de diámetro del telescopio duró más de 5 años y resultó ser la mayor componente óptica construida fuera de los países del Primer Mundo. El taller de Óptica del INAOE fue el encargado de fabricar las máquinas para el tallado y pulido del espejo, así como las herramientas necesarias para probar todo el sistema óptico del telescopio.



Figura 3.1: Telescopio del OAGH (Imagen: <http://astro.inaoep.mx/observatorios/cananea/>)

El telescopio que terminó por construirse con el espejo de 2.12 metros es reflector y del tipo Ritchey-Chretien (Figura 3.2). Tal espejo se utilizó como el primario y el secundario es un espejo hiperbólico de 50 centímetros de diámetro. Su montura es ecuatorial y tiene una distancia focal de 25 metros.

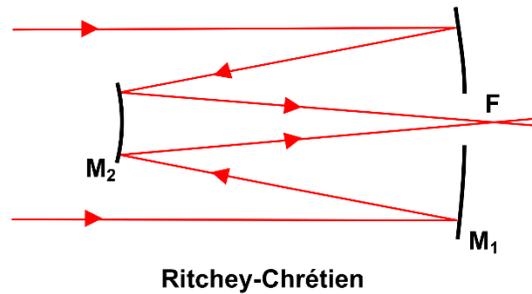


Figura 3.2: Diagrama del sistema óptico de un telescopio tipo Ritchey-Chretien. Las flechas rojas indican el camino que siguen los rayos de luz que llegan a él. (Imagen: https://es.wikipedia.org/wiki/Telescopio_Ritchey-Chr%C3%A9tien)

Los instrumentos que la comunidad astronómica nacional e internacional tiene a su disposición en el OAGH son los siguientes:

- Cámara Directa
- Espectrofotómetro LFOSC
- Espectrógrafo Boller & Chivens
- Cámara Infrarroja Cercano de Cananea (CANICA)
- Polarímetro Infrarrojo para CANICA (POLICAN)

Para realizar polarimetría en bandas infrarrojas se utilizan CANICA y POLICAN.

CANICA

CANICA (Carrasco et al. 2017) es un instrumento de infrarrojo cercano (NIR) que tiene un detector HAWAII, el cual es una matriz de 1024 x 1024 píxeles. La cámara tiene un reductor focal para dar una escala de imagen final de 0.32 arcsec / píxel y aproximadamente un campo de visión de 5.5 minutos de arco en cada lado. CANICA además cuenta con un criostato, dos ruedas de filtros de 15 posiciones cada una y una pupila.

Característica	
Arreglo de pixeles del detector	1024 x 1024
Material	HgCdTe
Rango	0.85 – 2.40 μm
Escala de placa	0.32 arcseg/pixel
Tamaño de pixeles	18.5 μm /pixel
Tamaño del campo	5.5' x 5.5'
Temperatura	77 K

Tabla 3.1: Características principales de CANICA

El criostato tiene un tanque de 8,5 litros de nitrógeno líquido frío y un escudo de radiación circundante, está recubierto de oro internamente para reducir la emisividad de la superficie y aumentar la integridad del vacío. El criostato contiene un captador de carbono con su propio elemento de calentamiento del captador protegido por un interruptor térmico y elementos sensores de temperatura. El soporte del plano focal se encuentra en una etapa térmica similar pero completamente independiente.

(Manual de CANICA:

<http://astro.inaoep.mx/observatorios/cananea/canica/manual.php>)

Position	Wheel 1		Wheel 2	
	L/dL	Filter_Name	L/dL	Filter_Name
1	Dark	Dark	1.246/0.163	J
2	2.248/0.036	H2,2-1	1.633/0.296	H
3	2.178/0.025	H2,1-0 z	2.119/0.351	K
4	1.316/0.020	Pa Beta z	1.572/0.02	H-cont
5	1.283/0.021	Pa Beta	1.641/0.03	Fell
6	Empty	Empty	1.688/0.017	Fell z
7	1.026/0.049	Z	2.059/0.030	He1_B (Hell)
8	1.077/0.019	He1_A	2.189/0.032	He1_C (Hell)
9	1.096/0.017	Pa Gam	2.269/0.030	K-cont
10	Empty	Empty	2.168/0.03	Br Gam
11	Empty	Empty	2.224/0.024	Br Gam z
12	2.107/0.033	He2,1-0	1.198/0.009	J-cont
13	Empty	Empty	2.294/0.034	CO 2-0
14	HK notch	HK notch	2.308/0.025	H2,2-1 z
15	Empty	Empty	Empty	Empty

Tabla 3.2: Filtros disponibles en CANICA

POLICAN

POLICAN (Polarímetro lineal para CANICA) como lo indican sus siglas, es un polarímetro lineal que se encuentra montado en el telescopio del OAGH justo antes de CANICA y consiste en una placa de media onda de 50mm de diámetro y un polarizador de rejilla de alambre de 71mm de diámetro y 4000 líneas/mm, ambos contenidos en una caja de aluminio desmontable.

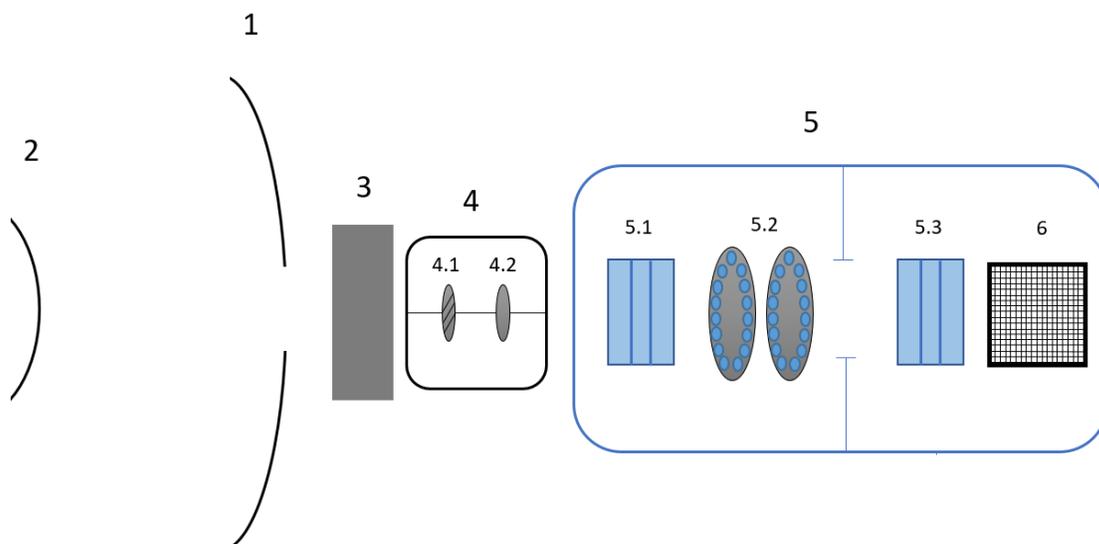


Figura 3.3: Partes del telescopio: 1. Espejo primario; 2. Espejo secundario; 3. Adaptador; 4. POLICAN; 4.1 Placa de media onda; 4.2 Polarizador; 5. CANICA; 5.1 Colimador; 5.2 Ruedas de filtros; 5.3 Reductor focal; 6. Detector (HAWAII).

3.2 Observaciones y datos obtenidos en OAGH

Para fines del presente trabajo, acudí al observatorio Guillermo Haro de 8 al 13 de enero del presente año para observar la región de NGC 2068. La región fue observada las noches del 9 al 10, del 11 al 12 y del 12 al 13 de enero, pues la noche del 8 al 9 se hicieron algunas pruebas técnicas y generé los flats y la noche del 10 al 11 no pude subir al telescopio por malas condiciones de clima. Así pues, en enero 2019 la región se observó un total de 3 noches.

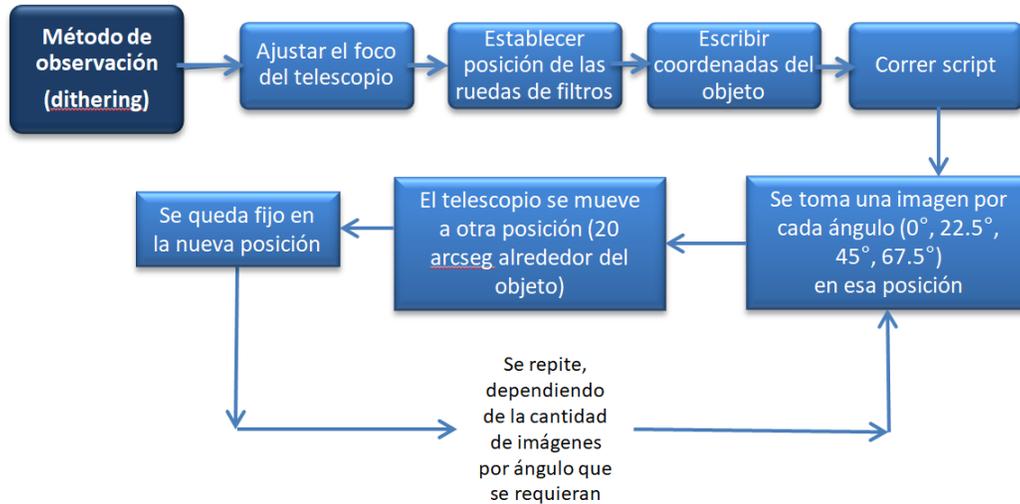


Diagrama 3.1: Resumen del método de observación.

El método de observación es el siguiente:

Antes de comenzar a observar, debe ajustarse el foco del telescopio (aunque durante toda la noche también debe inspeccionarse periódicamente, pues puede desajustarse debido a cambios en la temperatura del ambiente: los tubos que sostienen el espejo secundario se expanden o contraen con estos cambios de temperatura, moviendo así la posición del espejo y desenfocando la imagen). Hecho esto, se posicionan las ruedas de filtros, dependiendo de la banda en la que quiera realizarse la observación; para éste caso, como las imágenes que tomaría eran en banda H, la rueda 1 se movió a la posición 15 y la rueda 2 a la posición 2 (en la tabla 3.2 se muestran todos los filtros disponibles y la posición de cada uno). Se proporcionan las coordenadas de la región a observar para centrar ahí el telescopio y se corre el script. El script es un archivo que contiene todas las tareas que llevará a cabo el telescopio para tomar las imágenes, por ejemplo, puede ser específicamente para llevar a cabo el dithering. El dithering consiste en mover, alrededor del objeto de interés, la posición del telescopio entre cada exposición; debe moverse 20 arco segundos para objetos débiles y 30 arco segundos para objetos más brillantes, no debe salirse mucho de la posición del objeto, debe evitarse el overlap y para fuentes puntuales es recomendable cuidar que siempre quede en un mismo cuadrante, pues como cada cuadrante es un detector diferente, cada uno tiene su electrónica y sus errores. Además del dithering, en el script puede indicarse que las imágenes se tomen para diferentes ángulos de la placa de media onda (0° , 22.5° , 45° y 67.5° para polarización lineal, que en realidad son 0° , 90° , 45° y 135° , pero la placa de media onda divide entre 2 los ángulos). Así pues, para hacer polarimetría infrarroja, el script debe hacer ambas tareas: al momento de correr el script en cierta región, en la “posición 1” el telescopio se queda fijo, expone en los cuatro ángulos y cambia de posición; en la “posición 2” vuelve a quedarse fijo,

expone en los cuatro ángulos y vuelve a cambiar de posición y así sucesivamente. El número de ditherings que deben hacerse depende de las características de la región o el objeto que esté siendo observado (dependiendo de qué tan brillante es el objeto observado), al igual que el tiempo de exposición. Debe tenerse cuidado al elegir ambos parámetros, pues de ellos también depende cuantos fotones recibiremos del objeto de interés y cuanto ruido y otros defectos habrá en la observación.

TIPO DE OBJETO	No. DE IMÁGENES	TIEMPO DE EXPOCISIÓN
AGN's	15	50 – 60 s
Cúmulos globulares	15	30 – 40 s
Estrellas estándares	15 – 18	3 – 5 s
Objetos extendidos	15	30 – 45 s

Tabla 3.3: Ditherings y tiempos de exposición recomendados para diferentes objetos. Cabe destacar que el telescopio solo puede observar objetos de magnitudes que se encuentren entre 6 y 13. Por ello, hay muy pocos AGN's que pueden ser observados con él.

El detector de CANICA se tiene que alimentar electrónicamente con un voltaje que fluctúa por interferencia o pixeles dañados (corriente oscura). Se minimiza enfriando el detector con nitrógeno líquido y con imágenes “dark”, que son imágenes con obturador cerrado. Cada noche, al finalizar las observaciones se generan 10 darks por cada tiempo de exposición usado en los objetos que se observaron durante la noche. Estos darks se utilizan al momento de la reducción de datos para corregir los defectos mencionados anteriormente.

Además de corriente oscura, en el detector hay una variación en la respuesta de pixel a pixel. Esta variación pixel a pixel, se corrige tomando imágenes de un plano iluminado con una lampara de intensidad de 50% del nivel de saturación promedio de los pixeles. El telescopio se orienta perpendicular a una pantalla dentro del domo con luz y sin luz para hacer la diferencia entre ambas imágenes y posteriormente estas imágenes también son utilizadas durante la reducción de datos.

Para estudiar detalladamente el grado y el ángulo de polarización de HD 38563 A, se realizaron varias observaciones de ésta, incluso en una misma noche, cuidando que en algunas imágenes la estrella HD 38563 C callera en el mismo campo, pues así pueden compararse los resultados de ambas y observar si las variaciones que puedan presentarse en el grado y el ángulo de polarización de la estrella HD 38563 A se deben a un error técnico u observacional o no; en otras imágenes se cuidó que

la estrella HD 38563 A quedara en un área central de 4 x 4 arco minutos² aunque la otra estrella quedara casi fuera del campo, para obtener datos de ella con la menor aberración posible. Además, con el fin de recibir más fotones de la estrella y pensando en obtener datos con mayor precisión, se incrementó el tiempo de exposición de 5 segundos a 10 y 15 segundos, asumiendo el riesgo de que aumenten el ruido instrumental y demás defectos (recordemos que la exposición recomendada para este tipo de objetos es de 5 segundos, con la cual se hicieron las observaciones de los años anteriores)

3.3 Descripción del método de reducción de datos

3.3.1 Descripción de los defectos de las imágenes

Toda imagen astronómica tiene en mayor o menor grado, defectos por enfoque, aberración, entre otros. Las imágenes obtenidas del OAGH contienen ciertos defectos instrumentales y atmosféricos. Hasta ahora, se habían mencionado únicamente la corriente oscura y la variación de pixel a pixel, sin embargo, existen otros que también afectan a las imágenes. A continuación, se muestra una lista de todos los defectos involucrados incluyendo los que ya se mencionaron, dando una descripción de qué origina el defecto y cómo se resuelve o minimiza.

1) Variación pixel a pixel: El arreglo tiene una eficiencia cuántica promedio de 55% en la banda de 800 nanómetros - 5 micras, con variaciones de 5 a 10% entre pixeles. Esta variación pixel a pixel, se corrige con un proceso llamado Flat-fielding, que consiste en tomar imágenes de un plano iluminado (al 50% de saturación, como ya se describió en la sección anterior de observación) dentro del domo con luz (llamadas Flats ON) y otras sin luz (Flat OFF) para hacer la diferencia entre ellas. Como la información que llevan consigo las imágenes podrían variar para cada ángulo de la placa de media onda, los flats deben tomarse para cada uno de ellos. Pueden hacerse también con el cielo, sin embargo, no es recomendable pues como deben tomarse para los cuatro ángulos (conlleva gran cantidad de tiempo), al avanzar la tarde la iluminación del cielo variará con el tiempo.

2) Corriente oscura (Dark current): El detector HAWAII de CANICA se tiene que alimentar electrónicamente con un voltaje que fluctúa por interferencia o pixeles dañados. Se minimiza enfriando el detector con nitrógeno líquido y con imágenes "dark", que son imágenes con obturador cerrado y con el tiempo de integración usado en las imágenes del objeto de estudio.

3) Read Noise (Ruido de lectura): Es producido por la lectura de los datos en los pixeles del detector. Este se corrige en la sincronización de hardware de control de CANICA.

4) Región de linealidad del detector: El detector cuenta electrones cuyo número depende del tiempo de exposición o integración, pero hay una región en la que el conteo y el tiempo de integración o exposición es lineal. Esta región se mide para cada detector y no hay que rebasarla para evitar una mala conversión a número de fotones.

5) Aberraciones (coma, viñeteo y astigmatismo): En general toda óptica tiene estas aberraciones y deben ser minimizadas. CANICA no es la excepción; tiene estos defectos de fabricación. Uno de ellos se debe a que cuenta con 3 bolsas que dan soporte al telescopio por su peso, sufre deformación mecánica y al momento de la observación los objetos puntuales fuera del área central de 4×4 arcmin² del campo se ven como 3 puntos en lugar de uno solo.

6) Perfil de la estrella: La suspensión del espejo influye en la PSF del perfil de una estrella. En particular en CANANEA el telescopio está limitado por "seeing" que es del orden de 1 arcsec. Por ello, hay que hacer el mejor foco posible en cada oportunidad durante el cambio de posición del telescopio y durante la noche por el cambio de temperatura.

7) Emisión térmica atmosférica y de líneas como OH con variación turbulenta rápida y lenta: La banda J por ejemplo se ve muy afectada por la emisión de OH de la atmosfera (habrá mucho ruido específicamente en esa banda). Se puede corregir con active optics (AO), que consiste en medir la fase de las ondas que recibe el telescopio donde aún no hay tanta turbulencia y corrige el desfase que esta última les produce y se lleva a cabo durante la observación del objeto deseado. En CANANEA no se cuenta con AO, pero esos defectos se reducen observando en banda H por menor emisión térmica y menos líneas de cielo, por lo cual es más recomendable realizar observaciones en esa banda.

8) Emisión térmica de los instrumentos: Para la temperatura de 300K promedio del medio ambiente, la emisión térmica de los materiales de construcción de CANICA y del telescopio emiten. La banda K (2 micras) es fuertemente limitada en tiempo de integración por esta misma razón (a lo mucho puede integrarse 5 o 10 segundos). Por ello, los tiempos de integración deben calcularse para no saturar con ruido.

3.3.2 Reducción de datos

Para poder extraer la información polarimétrica de las observaciones de forma precisa, las imágenes deben pasar por todo un proceso en el cual todos los defectos mencionados anteriormente se eliminan o se minimizan lo más posible. Todo este proceso que siguen las imágenes hasta la obtención del grado y ángulo de polarización se divide en dos partes (véase diagrama 3.2): la primera consiste en la reducción de las imágenes, donde éstas se corrigen, se combinan y obtenemos 4

imágenes finales (una por ángulo) en los parámetros Q y U de Stokes, y la segunda consiste en la obtención del grado y el ángulo de polarización.

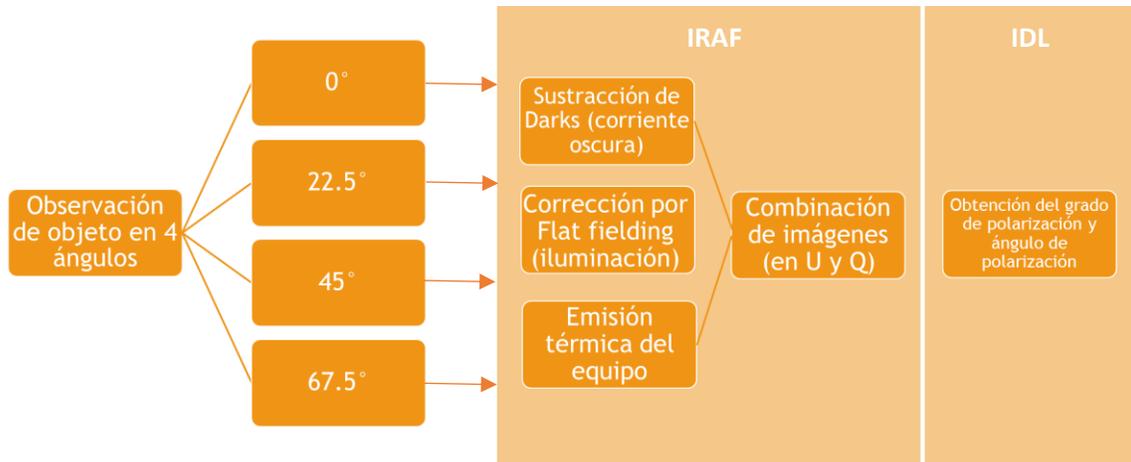


Diagrama 3.2: Resumen del proceso por el que pasan las imágenes del objeto hasta obtener ángulo y grado de polarización.

Antes de empezar con la reducción de datos, es recomendable tener tanto los darks y flats como las imágenes de nuestro objeto en carpetas separadas para un manejo más fácil.

La reducción de datos se realiza en un software llamado IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) y a su vez consta de tres partes: la creación del master dark, la creación de master flats y la aplicación de estos a las imágenes del objeto observado.

MASTER DARK

Antes de empezar, se tienen 10 imágenes dark tomadas con el tiempo de exposición empleado para observar el objeto (para este ejemplo usaré las imágenes con 15 segundos de exposición).

Primero, se crea una lista de todos los darks con 15 segundos de exposición (por practicidad, puede crearse desde IRAF). Para ello, en una terminal se escribe:

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

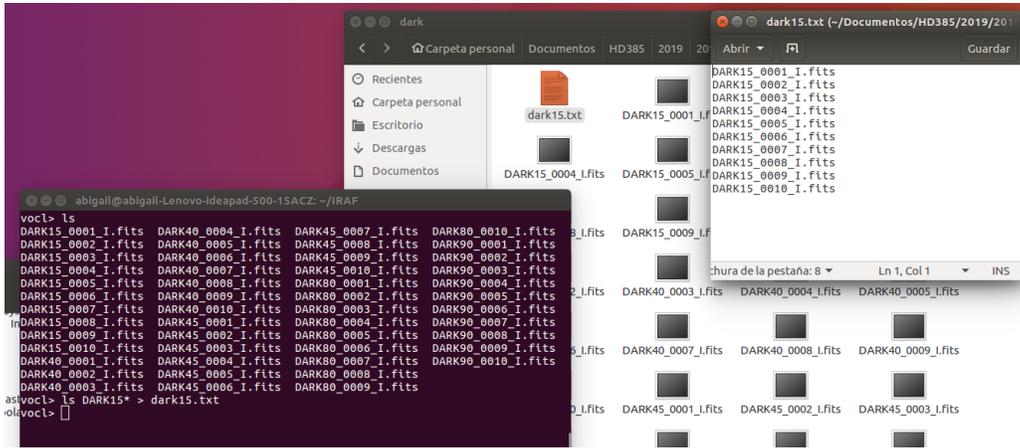


Figura 3.4: Se muestran todos los darks en carpeta y la lista de los darks con exposición de 15 segundos en un archivo txt.

Después, estando dentro de la carpeta que contiene la lista de darks, usaremos la rutina `darkcombine`, que es la que se encargará de combinar las imágenes. Desde IRAF, se corre el comando:

epar darkcombine

Hecho esto, se nos desplegará una ventana como la de la Figura 3.5.

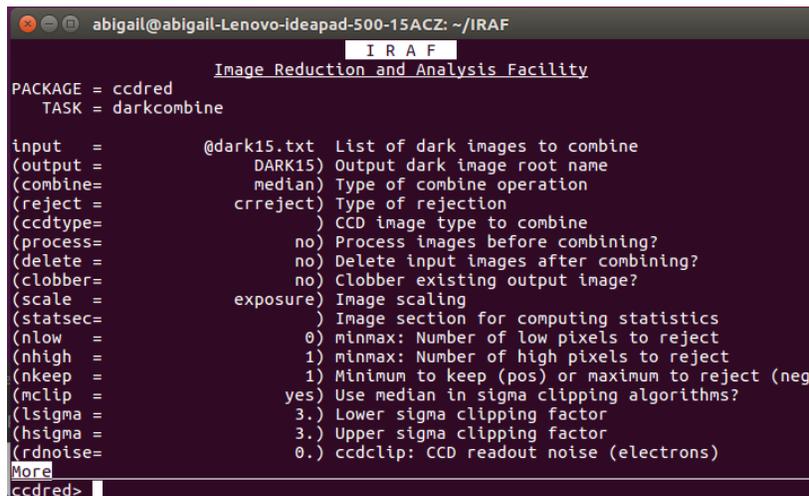


Figura 3.5: Ventana que muestra los parámetros a configurar para la rutina `darkcombine`.

En dicha ventana, se cambian únicamente los primeros dos parámetros: en el primero se debe indicar el nombre de la lista de los darks que creamos

anteriormente (pues esos son los darks que va a combinar), y en el segundo se debe indicar el nombre que le dará al master dark. Después, se corre:

darkcombine

Luego de esto, las imágenes serán combinadas (el master dark aparecerá automáticamente con el nombre que se le asignó en la carpeta donde se esté trabajando).

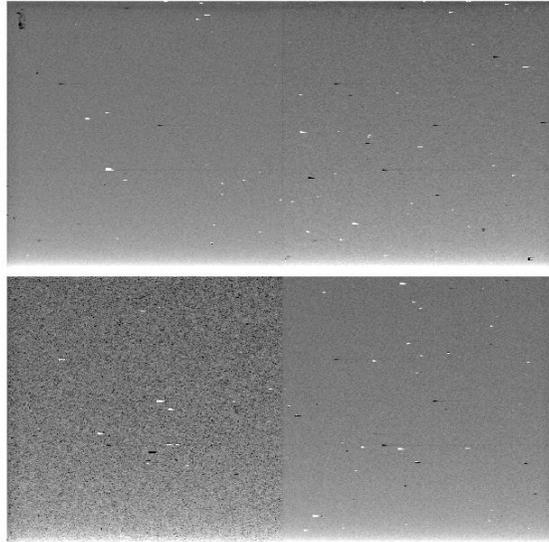


Figura 3.6: Ejemplo de un master dark.

MASTER FLATS

Como se había mencionado, se toman imágenes (flats) dentro del domo con la lámpara encendida (flat ON) y apagada (flat OFF) con los 4 ángulos (0° , 22.5° , 45° y 67°). El resultado final de este proceso serán 4 master flats, es decir, un master flat para cada ángulo. Para ello, en IRAF, estando dentro de la carpeta que contiene a los flats, procedemos primero a restar los FLAT ON de los FLAT OFF con el comando *imarith*. Después, la imagen resultante de esta resta se divide entre 30, que es el número de cosumas y la imagen resultante será el master flat. Para el ángulo de 0° lo anterior se corre de la siguiente forma:

```
imarith FLATHON000001_I.fits - FLATHOFF000001_I.fits flh00
```

```
imarith flh00 / 30 avghflat00
```

En la Figura 3.7 se muestra la imagen que resultaría para este ejemplo (ángulo de 0°). Para cada ángulo se procede de la misma manera.

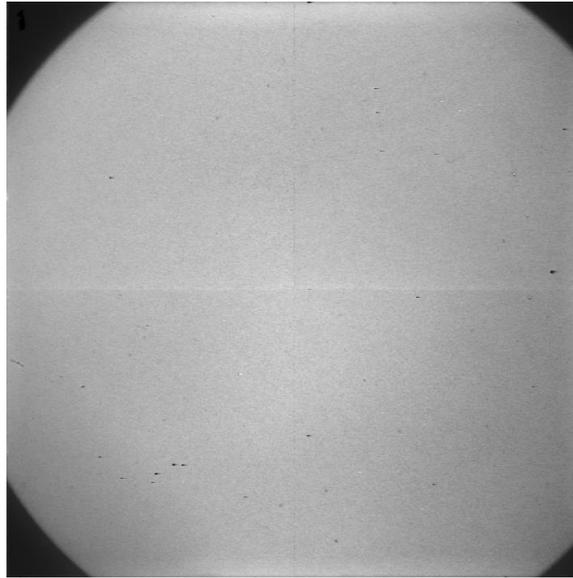


Figura 3.7: Ejemplo de un máster flat para el ángulo 0°.

APLICACIÓN DE MASTER FLATS, MASTER DARK Y COMBINACIÓN

Ya que se tienen los masters flat y el master dark, deben copiarse a la carpeta donde están las imágenes del objeto. En IRAF, usaremos la rutina llamada *polred*, que es la que hará la corrección y combinación de las imágenes del objeto. Primero vamos a la carpeta que contiene todos los archivos y corremos:

epar polred

Enseguida, nos aparecerá una ventana con varios parámetros que debemos configurar (Figura 3.8). En el primero se escribe el nombre raíz de las imágenes del objeto; en el segundo y tercero va el rango de imágenes que se tomaron por ángulo, en los parámetros *darkim* y *flatim* se escribe el nombre del master dark y masterflat respectivamente y los demás parámetros quedan como vienen por default.

```
abigail@abigail-Lenovo-ideapad-500-15ACZ: ~/IRAF
IRAF
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = user
TASK = polred

root =          HHD385A_1  Root Image Name
imbeg =          1        First Image Number
imend =          15        Last Image Number
(angl =          00) Polarimeter Angle (if no polarimeter type (null))
(sequence=      preview) Sequence file [file.seq/preview]
(refimag=      ) Reference Image name
(photoscl=     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?
(disg =        yes) Display before imcombine?
(skyobj =      no) Add object frames for sky estimation during stac

None
voc1>
```

Figura 3.8: Ventana de configuración de los parámetros de polred.

Se corre polred y en la ventana de DS9 nos despliega las imágenes del objeto. Ahora, se debe seleccionar una de las estrellas que se encuentren en el campo y presionar a, y luego q. Debe hacerse esto para todas las imágenes que nos despliegue, eligiendo la misma estrella cada vez, pues ésta estrella es la que se está tomando como referencia para empalmar todas las imágenes. Durante el proceso, el programa va a corregir las diferencias en las respuestas de cada pixel usando el master flat que se indicó al inicio, y después sustraerá de ellas el master dark, para eliminar corriente oscura. Además, el programa obtiene una imagen del cielo, que también la resta a las imágenes del objeto para reducir ruido por la emisión atmosférica.

Hacia el final del procedimiento, el programa pregunta imagen por imagen, si se quieren incluir en la combinación final o descartar; aquí hay que poner mucha atención, pues si detectamos que la imagen contiene algún error (por ejemplo, que las estrellas se vean tenues o ni siquiera sean visibles porque pasó una nube) lo mejor es descartarlas para no afectar a la imagen final. Siguiendo este proceso para las imágenes de cada ángulo nos dará como resultado final 4 imágenes reducidas, una por cada ángulo (Figura 3.9).

```

abigail@abigail-Lenovo-Ideapad-500-15AC2: ~/IRAF
IRAF
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = user
TASK = polred

root = HHD385A_1 Root Image Name
inbeg = 1 First Image Number
inend = 15 Last Image Number
(angl = 00) Polarimeter Angle (if no polarimeter type (null))
(sequence= preview) Sequence file [file.seq/preview]
(refimag= HHD385A_1000001ref) Reference Image name
(photoa1= no) Do photometric scaling
(darksub= yes) Subtract dark? [yes/no]
(darkim = DARKIS) Dark image to be subtracted
(optflat= 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 incombine?
(skyobj = no) Add object frames for sky estimation during stack
more
ESC For HELP

```

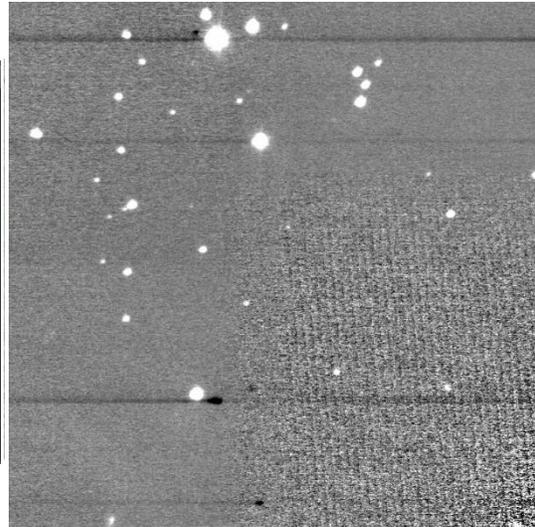


Figura 3.9: Ejemplo de imagen después de la reducción (para el ángulo 0° en este caso).

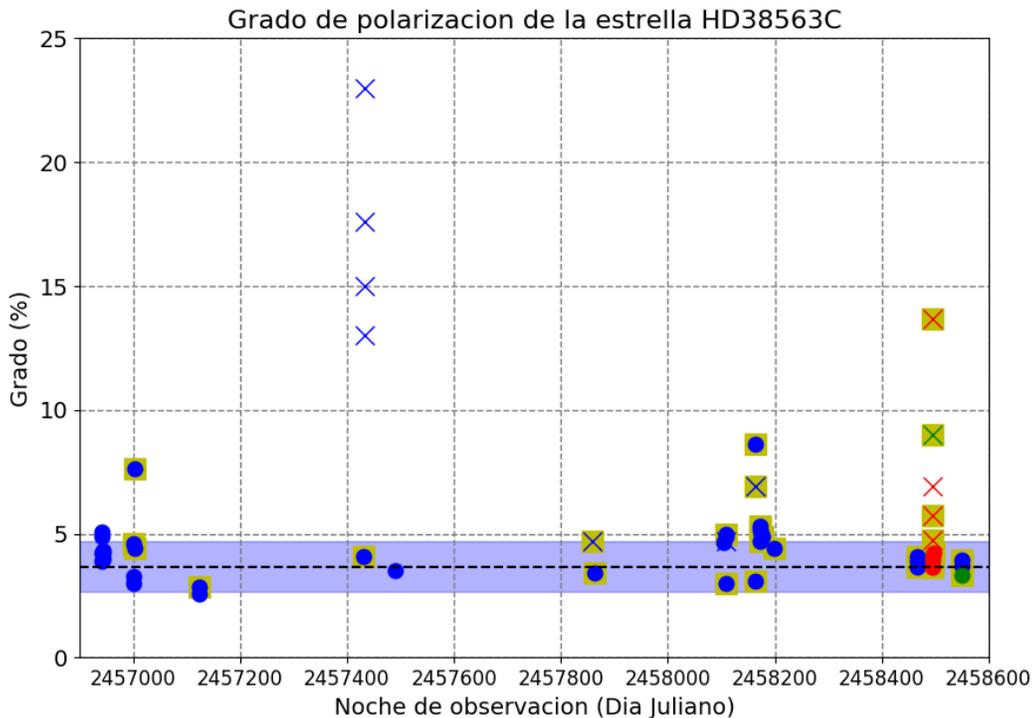
OBTENCIÓN DE GRADO Y ÁNGULO DE POLARIZACIÓN

Las imágenes que ya pasaron por la reducción de datos en IRAF, contienen los parámetros Q y U. Ahora, con IDL (Interactive Data Language) obtenemos el grado y el ángulo de polarización mediante polarimetría de apertura. Al igual que en IRAF, para este paso también empleamos una rutina. Al correrla en IDL, se encarga de medir el flujo de las fuentes de luz que haya en la imagen, terminar de establecer parámetros de Stokes y calcular el grado y el ángulo de polarización. Durante el proceso, debemos proporcionar el umbral de detección y un radio de pixeles que tomará para hacer la fotometría de apertura. Este radio de pixeles varía en cada observación, pues depende de la exposición, el foco del telescopio o el seeing de cada noche, así que es recomendable medir en SAOImage DS9 la cantidad de pixeles que ocupa la estrella y usar esa cantidad al correr el programa en IDL.

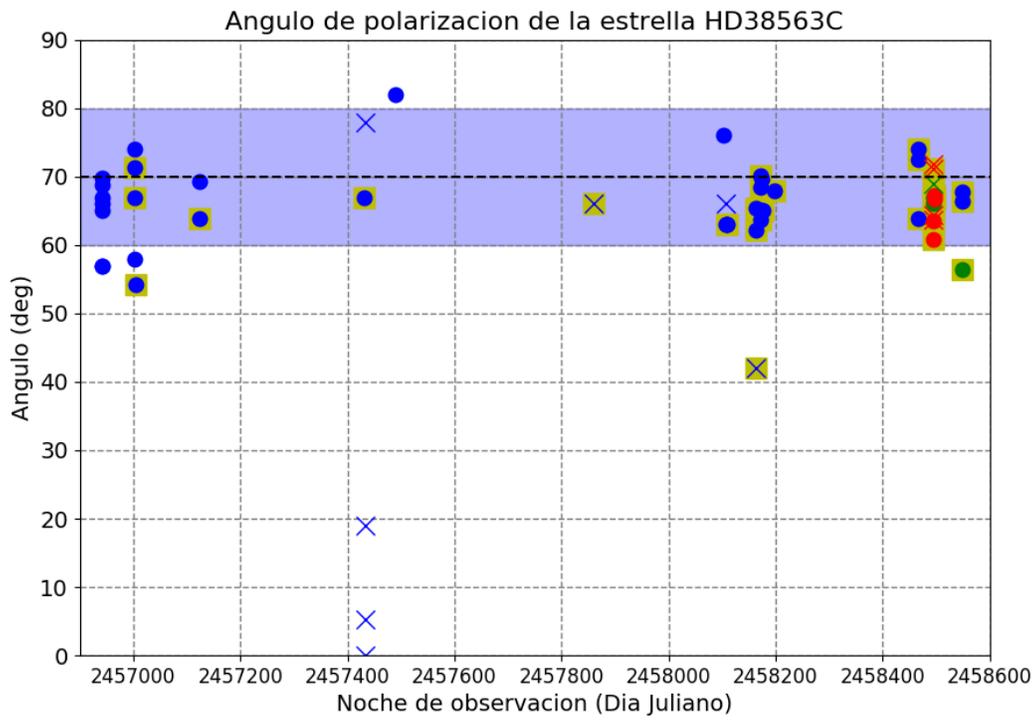
Al final del proceso el programa desplegará el grado y el ángulo de polarización para todas las fuentes que haya detectado y, además, en una ventana aparte desplegará una imagen de la región con vectores trazados en cada fuente detectada. El tamaño de estos vectores representa el grado de polarización y su inclinación representa el ángulo de polarización.

4. ANÁLISIS DE DATOS ASTRONÓMICOS

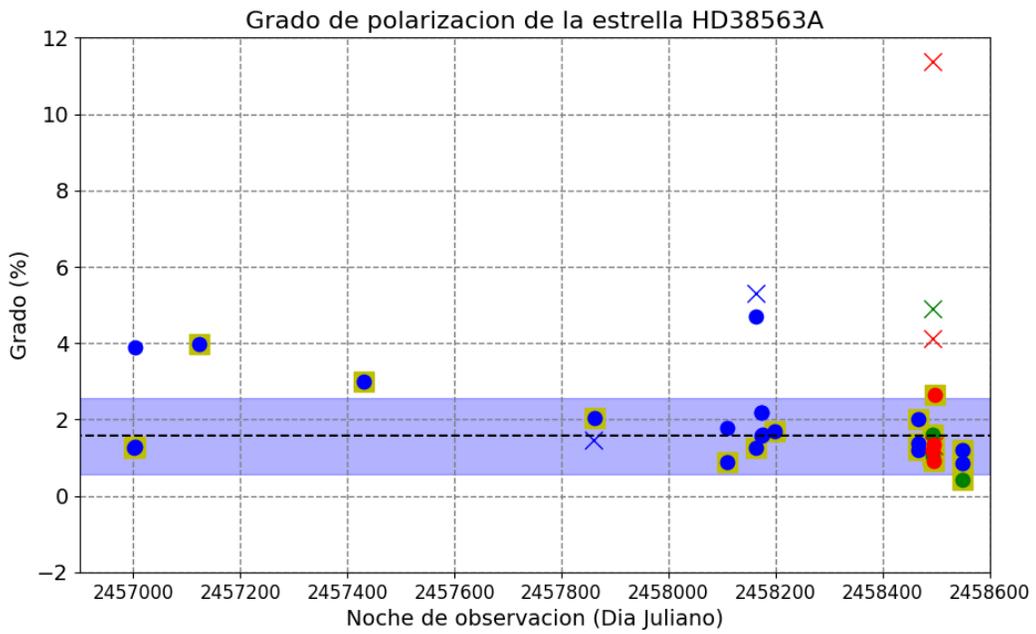
Los datos para las estrellas HD 38563 A y C que aquí se analizan comprenden distintas fechas desde 2014 hasta marzo de 2019. Para todas las observaciones que se realizaron entre 2014 y 2018 la exposición fue de 5 segundos, mientras que algunas de 2019 se realizaron con 10 o 15 segundos con la finalidad de obtener mejores resultados. Sin embargo, los resultados para estas últimas se vieron afectadas debido a problemas con el clima (específicamente las de enero de 2019). Las barras azules que se presentarán en todas las gráficas a continuación, representan el margen de error del instrumento en las mediciones para el grado y ángulo de polarización, reportadas por Devaraj (2018), donde $\sigma_{\%} = \pm 1\%$ corresponde al error en el grado de polarización y $\sigma_{ang} = \pm 10^{\circ}$ corresponde al del ángulo de polarización.



a)

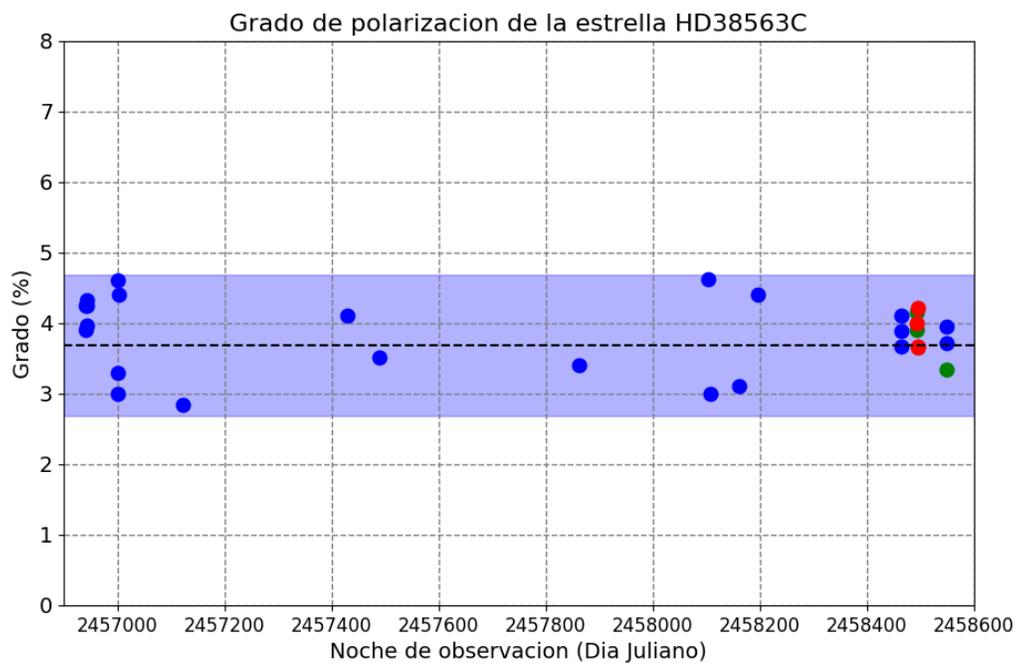


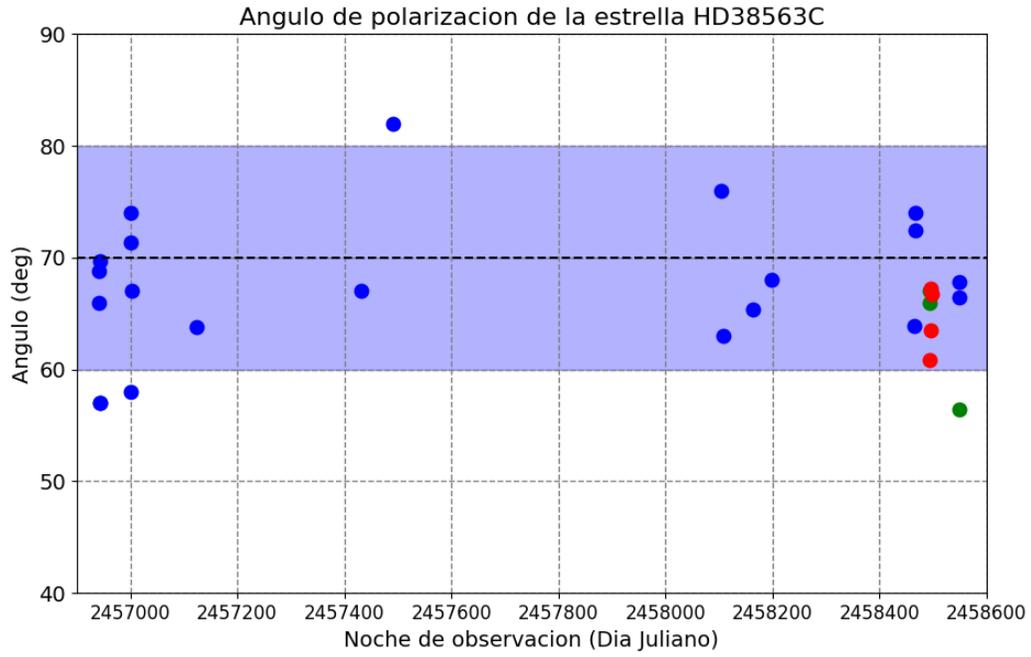
b)



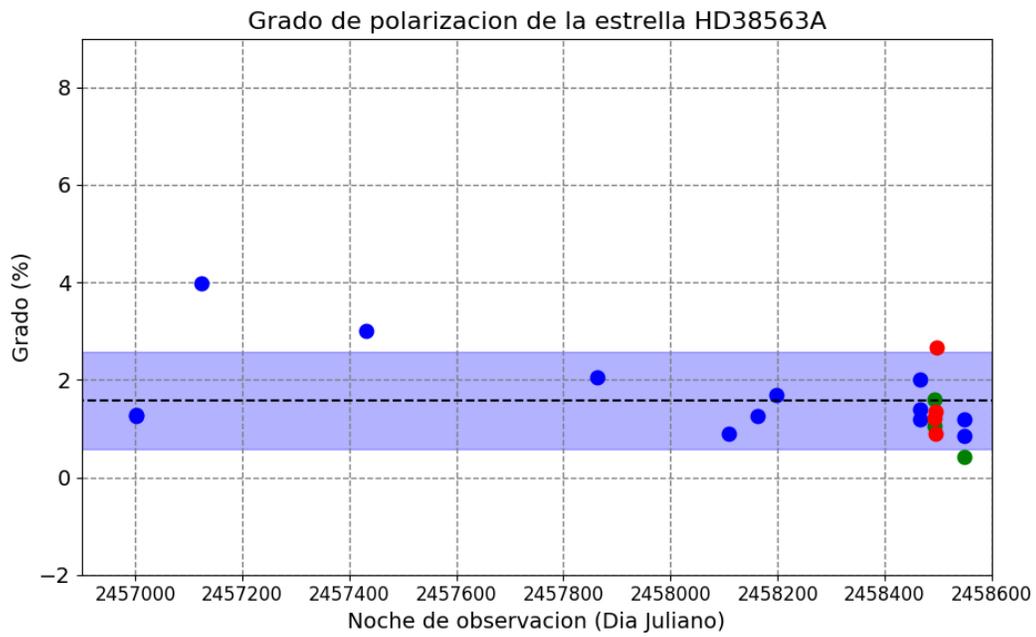
embargo, para su ángulo de polarización apenas unos cuantos de ellos quedan dentro de él, incluso sin tomar en cuenta las noches de observación con mal clima.

Para hacer un análisis más detallado y por lo tanto una conclusión más certera acerca de los resultados de la estrella HD 38563A, podemos usar la información que se obtuvo de la estrella C. Es decir, como podemos estar seguros de que la estrella HD 38563C es una estándar polarimétrica (de acuerdo a los resultados obtenidos arriba y a trabajos anteriores mencionados en la sección 1.5) podemos descartar las noches de observación en las que ambas estrellas cayeron en el mismo campo pero que a su vez los resultados de la estrella HD 38563C se salen del corredor de error, pues como discutimos, esos resultados se vieron afectados por algún factor instrumental o técnico y no relacionado a la estrella o al medio en sí.

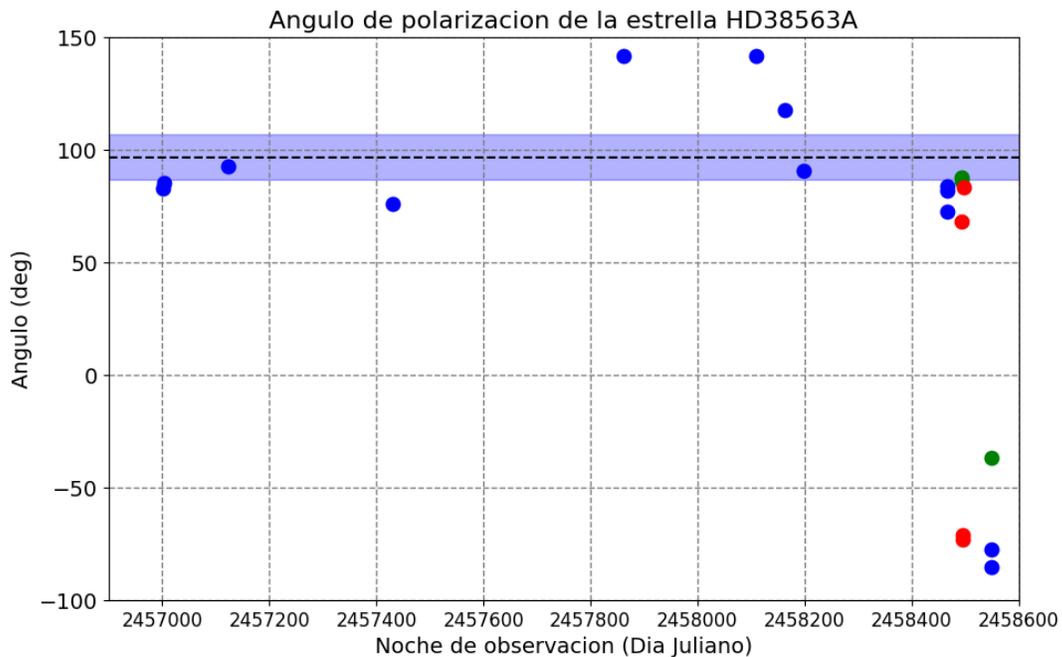




b)



c)



d)

Gráfica 4.2 a-d): a)Grado y b)ángulo de polarización de la estrella HD 38563 C y c)grado y d)ángulo de HD 38563 A donde se muestran sólo los resultados para los que el grado de polarización de la estrella HD38563 C se encuentran dentro del corredor de error. La simbología es la misma que para las gráficas anteriores: los colores indican diferentes tiempos de exposición; Azul=5s, Verde=10s, Rojo=15s.

Las gráficas 4.2 a)-d) muestran entonces los resultados en los que ambas estrellas se observaron al mismo tiempo (ambas estaban dentro del campo de visión) y que los resultados de la estrella HD 38563C estaban dentro del margen de error. Como podemos ver, aun se tienen resultados para el grado de polarización de la estrella HD 38563A que rebasan el margen de error $\sigma_{\%} = \pm 1\%$ (Devaraj, 2018), y los resultados del ángulo de polarización son aún más variantes. Todo esto puede deberse a varios aspectos que, relacionándolos con lo discutido hacia el final de la sección 1.5, se expondrán en las conclusiones.

5. CONCLUSIONES

De acuerdo con el proceso de observación, reducción de datos de ambas estrellas y su análisis temporal, podemos formar las siguientes conclusiones:

1.- Durante cada noche de observación en telescopio no debe omitirse la observación de una estrella estándar polarimétrica, pues al realizar la reducción de datos esta nos provee información acerca del funcionamiento tanto del telescopio y de los instrumentos utilizados, como de las condiciones atmosféricas, y a su vez nos permite evaluar el resto de las observaciones que se realicen a otros objetos durante cada noche (su observación sólo toma alrededor de 20 minutos, dependiendo del tiempo de exposición). La observación de esta estrella debe hacerse al inicio y a mitad de la noche, pues nos revelará cambios debido a la temperatura (en Cananea, dependiendo de la estación del año, las temperaturas pueden variar hasta 15° del día a la noche, y durante la noche puede variar alrededor de 4°C), que a su vez afectan al foco del telescopio y por lo tanto, a nuestras observaciones; o cambios en el seeing (que puede variar hasta 0.6 arcseg durante una noche típica de observación y que también afectan la calidad de los datos y su análisis).

2. Los resultados muestran que si queremos hacer la calibración lo más exacta posible y tener la certeza de que los datos no contengan demasiados errores debido a la baja señal a ruido (nuestro límite es $S/N = 1$, el error en mediciones para POLICAN es de $\sigma_{\%} = \pm 1\%$ en el grado de polarización y $\sigma_{ang} = \pm 10^{\circ}$ en el ángulo de polarización, Devaraj (2018)) deben observarse estrellas estándares polarimétricas con un grado de polarización de al menos 3% ($S/N \geq 3$, para el caso de POLICAN). Tal dificultad al medir grados bajos de polarización debido a baja señal a ruido fue evidente en los resultados de la estrella HD 38563A (ver capítulo 4, gráficas 4.1 c) y d)), pues el grado de polarización registrado para esta estrella es del 1.57%, lo cual es consistente con el análisis de Devaraj (2018) respecto a la calibración de POLICAN.

3.- Los datos de grado y ángulo de polarización obtenidos para la estrella HD 38563A, varían significativa y aleatoriamente con respecto a los reportados en la literatura. Después del análisis de los resultados de esta estrella, donde incluso se descartan datos para los cuales se sabía que las condiciones climáticas no eran las ideales y que además los datos de la estrella HD 38563C se salían del rango de error cuando se observaron a la vez (ver capítulo 4, gráficas 4.2 c) y d)), los datos continuaron presentando variaciones que van más allá del corredor de errores, pues, como vimos, a pesar de tener reportado un grado de polarización de 1.57% en algunas ocasiones se obtuvo grados tan altos como 3.97%, y similarmente para el ángulo de polarización, a pesar de tener reportado 97° en ocasiones se obtuvieron hasta 142°, con lo cual se confirma que la variación es intrínseca. Estos resultados

son consistentes con los trabajos que se discutieron más a detalle en la sección 1.5, en los que se muestra que tal “estrella” podría ser más bien un sistema binario, pues Yanaguida et al. (2004) en su estudio de rayos X sugiere que podría tratarse de una binaria eclipsante con un periodo de 2 días, o un sistema múltiple (Kounkel et. al. 2017). Se sugiere continuar observándola pero no usar como estándar polarimétrica.

4.- Según el modelo propuesto por Manion y Scarrott (1984), sobre la posición de las estrellas y el polvo de la nebulosa, la estrella HD 38563N se encuentra por detrás del polvo, mientras que la estrella HD 38563A se encuentra por delante de él y la posición de la estrella HD 38563C no es incluida en dicho modelo (ver figura 1.9). Sin embargo, de acuerdo con las distancias establecidas por Kounkel et. al. (2017), donde establece que la distancia a la nebulosa NGC 2068 es de 383 ± 7 pc, a la estrella HD 38563A es de 455 ± 113 pc y a la estrella HD 38563C es de 392 ± 5 pc, se realizaron algunas modificaciones a tal modelo (Figura 5.1). Por lo tanto, podemos decir con certeza que el mecanismo que polariza la luz que proviene de HD 38563A y HD 38563C es difracción, pues sí hay polvo enfrente de ellas (La distancia a la estrella HD 38563N no fue medida por Kounkel et. al. (2017), por lo tanto, no se modificó su posición respecto al modelo de la figura 1.9)

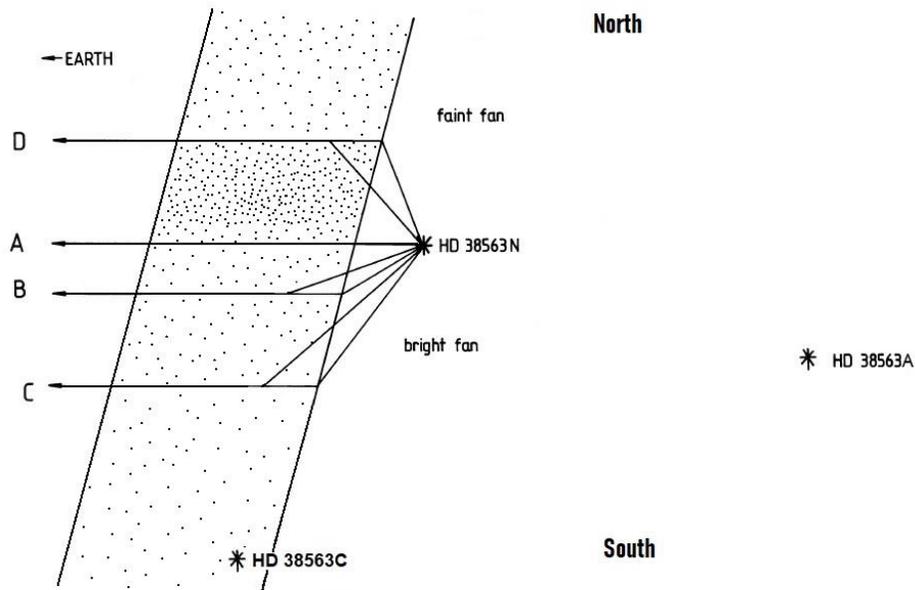


Figura 5.1: Modelo modificado de la distribución del polvo y estrellas en NGC 2068. Esta distribución confirma el mecanismo de polarización de las estrellas estándares estudiadas en esta tesis.

BIBLIOGRAFÍA

- Baume G. L., 2013. Técnicas observacionales: Analisis polarimétrico.
<https://docplayer.es/75979441-Tecnicas-observacionales.html>
- Carrasco L., Hernández Utrera O., Vázquez S., Mayya Y. D., Carrasco E., Pedraza J., Castillo-Domínguez E., Escobedo G., Devaraj R. & Luna A., 2017, RMxAA, 53, 497-506
- Castellanos P., Casassus S., Dickinson C., Vidal M., Paladini R., Cleary K., Davies R. D., Davis R. J., White G. J. & Taylor A., 2011, MNRAS, 411, 1137
- Clarke, D. (2010). *Stellar Polarimetry*. Alemania: Wiley-VCH
- Clemens D. P., Sarcia D., Grabau A. & Tollestrup E. V., 2007, PASP, 119, 1385
- Devaraj, R. (2018). *Near-infrared polarimetry of the interstellar medium: instrumentation and observations* (Tesis doctoral). INAOE, Puebla, Mexico.
- Devaraj R., Luna A., Carrasco L., Vázquez-Rodríguez M. A., Mayya Y. D., Tánori J. G. & Serrano Bernal E. O., 2018, PASP, 130, 055002
- Hecht, E. (2000). *Optics*.
- Hiltner, W. A., 1949, Science, 109, 165
- Kounkel M., Hartmann L., Loinard L. et al., 2017, ApJ, 834, 142
- Kutner M. L., Tucker K. D., Chin G. & Thaddeus P., 1977, ApJ, 215, 521
- Lada E. A., 1992, ApJ, 393, L25
- Launhardt R., & Lada E., A.. *Physical Properties of the Gas and Dust in the Orion B Molecular Cloud (L 1630)*. Verbundforschung Astronomie und Astrophysik, contract No. 50 OR 9414 9.
- Lombardi M., Alves J. & Lada C. J., 2011, A&A, 535, A16
- Maddalena R. J., Morris M., Moscowitz J. & Thaddeus P., 1986, ApJ, 303, 375
- Mannion M.D., & Scarrott. M., 1984, MNRAS, 208, 905
- Mitchell G. F., Johnstone D., Moriarty-Schieven G., Fich M. & Tothill N. F. H., 2001, ApJ, 556, 215
- Stahler S. W. & Palla F. (2008). *The formation of stars*. Alemania: Wiley-VCH
- Strom K. M., Strom S. E., Carrasco L. & Vrba F. J., 1975, ApJ, 196, 489

Whittet D. C. B., Martin P. G., Hough J. H., Rouse M. F., Bailey J. A., Axon D. J., 1992, ApJ, 386, 562

Wilson B. A., Dame T.M., Mashedier M. R. W., & Thaddeus P., 2014, A&A, 430, 523

Yanagida T., Ezoe Y. & Makishima K., 2004, PASJ, 56, 813