



UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE ZACATECAS
“FRANCISCO GARCÍA SALINAS”
UNIDAD ACADÉMICA DE FÍSICA

T E S I S

Estudio Espectroscópico y Fotométrico de las Regiones Ionizadas Sh2-90 y Sh2-187

Para obtener el grado de Licenciado en Física

PRESENTA:

Genaro Suárez Castro

DIRECTORES DE TESIS:

M. en C. Marco A. Moreno Corral

Dr. Alejandro González Sánchez

Zacatecas, Zac., Enero 2013.

A mi familia

Agradecimientos

Gracias Dios por permitirme llegar hasta aquí.

Agradezco a mi padre, Genaro, por su apoyo y motivación. A mi madre, Dolores, por estar siempre conmigo. A mis hermanos, Cristina y Eberardo, por impulsarme y estar pendientes de mí. Agradezco a mi familia el apoyo incondicional que siempre me han brindado.

Agradezco a mi asesor Marco A. Moreno Corral por enseñarme lo fascinante que es la astronomía observacional. A mi asesor Alejandro González Sánchez por acercarme a la astrofísica. Al prof. Arturo Escalante por ayudarme a encontrar en la física una puerta hacia el éxito. Al prof. Roberto Barrios por mostrarme el camino de la preparación. A todos los profesores que me formaron como profesionista y como ser humano.

Agradezco al Dr. Carlos Chavarría, que fue como mi segundo asesor en el IA-UNAM, por sus enseñanzas y su apoyo a lo largo de esta experiencia. Al M. en C. José Luis Saucedo por sus cursos de astronomía y su disponibilidad.

Gracias a todos mis amigos por el tiempo que pasamos juntos, por todas las experiencias vividas. Especialmente agradezco a Chong por su apoyo durante mis visitas al IA-UNAM.

Agradezco el apoyo al COZCyT, CASE, CEBUAZ y a la Presidencia Municipal de Susticacán, porque gracias a éste logré cursar mi carrera y terminar esta tesis.

Agradezco a la UNAM por darme la oportunidad de asistir al OAN-SPM a trabajar mi tesis. Al IA-UNAM por brindarme un espacio para trabajar.

Estudio Espectroscópico y Fotométrico de las Regiones Ionizadas Sh2-90 y Sh2-187

Genaro Suárez Castro

Resumen

Las nubes moleculares son las regiones con las temperaturas más bajas del medio interestelar, aproximadamente 10 °K, y con densidades del orden de 10^3 moléculas/cm³. Éstas se encuentran en presencia del polvo interestelar, lo que favorece la formación de estrellas una vez que la nube se fragmenta al volverse gravitacionalmente inestable. Los restos de la nube envuelven parcial o completamente a la estrella, y si ésta tiene la temperatura necesaria para emitir fotones que ionicen al hidrógeno, se formará una región HII o nebulosa de emisión. El objetivo de esta tesis es determinar qué tipo espectral tienen las estrellas que están ionizando las regiones HII conocidas como Sh2-90 y Sh2-187, y analizándolos, podremos estimar la temperatura y la edad de las estrellas, para determinar si en las nubes moleculares asociadas a estas regiones existe una formación activa de estrellas.

Trabajando con datos obtenidos en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Martir, Baja California, y usando las técnicas de imagen directa, fotometría y espectroscopía, estudiamos las regiones Sh2-90 y Sh2-187, enfocándonos en estrellas que muestran una distribución en el espacio en forma de trapecio y que se localizan en la frontera de las zonas ionizadas de estas regiones. Encontramos que Sh2-187 es una región activa en la formación estelar, en la cual existe un cúmulo de estrellas calientes que posiblemente sean las que están ionizando la mayor parte de la región visible. Nuestro estudio fotométrico de Sh2-90 indica que las estrellas del trapecio son estrellas de pre-secuencia principal llamadas T-Tauri, lo que nos indica que en esta región HII hay una actividad importante en la formación de estrellas.

Palabras clave: *Nubes moleculares, medio interestelar, polvo interestelar, formación de estrellas, región HII, tipo espectral.*

Índice general

Dedicatoria	III
Agradecimientos	V
Resumen	VII
1. Introducción	1
1.1. Motivación	1
1.2. Objetivo	2
1.3. Estructura de la Tesis	3
2. El Medio Interestelar	4
2.1. Gas Interestelar	5
2.1.1. Gas Atómico	5
2.1.2. Gas Ionizado	7
2.1.3. Gas Molecular	9
2.2. Polvo Interestelar	13
3. Espectros Estelares	16
3.1. Cuerpo Negro	16
3.2. Leyes de Kirchhoff	18
3.3. Sistema MK (Morgan-Keenan)	19
4. Descripción de las Regiones Sh2-90 y Sh2-187	24
4.1. La Región Sh2-90	25

<i>ÍNDICE GENERAL</i>	IX
4.2. La Región Sh2-187	28
5. Obtención y Reducción de los Datos	31
5.1. Imagen Directa	32
5.2. Fotometría	40
5.3. Espectroscopía	43
6. Resultados	50
6.1. Región Sh2-187	50
6.1.1. Espectroscopía	50
6.2. Región Sh2-90	60
6.2.1. Espectroscopía	60
6.2.2. Fotometría	61
7. Conclusiones	65

Introducción

*“The beginning is the most
important part of the work”*

Plato

En una noche oscura y despejada, en un lugar apartado de la contaminación lumínica producida por las luces de las ciudades, el cielo estrellado puede admirarse en su máximo esplendor. Vemos estrellas como puntos luminosos que brillan en un aparente espacio vacío. Pero el espacio interestelar no está vacío, contiene grandes nubes de polvo y gas, principalmente hidrógeno. En zonas densas y frías de estas regiones es donde, por procesos que aún no se conocen suficientemente, se forman las estrellas, que una vez que comienzan a producir energía, su radiación ultravioleta interacciona con el gas frío de la nube que les dio origen, produciendo así las llamadas regiones HII o regiones ionizadas. Las nubes moleculares son opacas a la parte visible del espectro electromagnético, por lo que su estudio se hace en la región infrarroja y en ondas de radio, que pueden penetrar y mostrarnos parte de la estructura de esas nubes. Trabajar con radiación en el visible permite el estudio en las regiones ionizadas, pues la radiación ultravioleta producida por las estrella, ioniza al hidrógeno, que al recombinarse emite en la parte visible del espectro.

1.1. Motivación

Existen catálogos astronómicos de estrellas, nebulosas, galaxías, etc. En particular, el catálogo Sharpless consta de 313 regiones HII con declinaciones mayores a -27° . Las regio-

nes Sh2-90 y Sh2-187 son nebulosas de las que se tiene poca información en la literatura y no se ha determinado cuáles estrellas son las que están ionizando éstas zonas. Respecto a Sh2-187 sólo se tiene referencia de una estrella que posiblemente sea la que está ionizando la región (Joncas *et al.*, 1992; Russeil *et al.*, 2007), mientras que de Sh2-90 no existe referencia alguna sobre posibles ionizadoras. En ambas regiones, en la parte centro de las nebulosas, existen estrellas que muestran una distribución espacial en forma de trapecio, que suponemos están unidas gravitacionalmente, y que posiblemente sean las que producen los fotones ionizantes. Sobre estas estrellas de los trapecios no existen estudios previos. Lo poco que se conoce de estas nebulosas ha sido obtenido, en su mayoría, por medio de la fotometría (Georgelin *et al.*, 1973; Georgelin, 1975; Rossano, 1978; Lafon *et al.*, 1983; Forbes, 1989; Joncas *et al.*, 1992; Zavagno *et al.*, 1994; Russeil *et al.*, 2007), por lo que aplicar la espectroscopía a estas regiones es un trabajo que ayudaría a comprender lo que sucede en sus interiores.

Analizar las estrellas de estos trapecios para confirmar si en realidad son los que están ionizando las regiones Sh2-90 y Sh2-187 es la razón que motivó a trabajar sobre este tema de astronomía observacional en esta tesis, aunado al interés de determinar si en la nube molecular asociada a estas regiones HII existe una activa formación estelar.

1.2. Objetivo

No todas las estrellas producen fotones con suficiente energía como para ionizar al átomo de hidrógeno, se requiere que estos fotones tengan energías mayores a la energía de ionización del hidrógeno, que es de 13.6 eV. Sólo las estrellas más calientes, de tipos espectrales O y B, tienen la temperatura superficial necesaria para generar fotones ultravioleta, que al encontrarse con un átomo de hidrógeno, liberan al electrón, dejando al átomo ionizado. Al recombinarse el electrón liberado con otro ion positivo, la radiación que domina es la transición del nivel $n=3$ al nivel $n=2$, en la llamada serie de Balmer; en particular, esta emisión se conoce como H_α y está centrada en $\lambda=6563 \text{ \AA}$, por lo que las regiones HII tienen un color rojizo, característico de las nebulosas de emisión.

Trabajando con datos propios obtenidos con los telescopios ópticos de 2.1m y de 84cm del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Martir, y empleando las técnicas

de imagen directa, fotometría y espectroscopía, se tiene como objetivo estudiar qué tipo espectral tienen las estrellas que están ionizando las regiones HII conocidas como Sh2-90 y Sh2-187. Esto será enfocándonos en las estrellas que muestran una configuración en forma de trapecio, y que están presentes en ambas regiones. Analizando los espectros podremos estimar la temperatura y la edad de estas estrellas para determinar si en las nubes moleculares asociadas a estas regiones existe una formación activa de estrellas.

1.3. Estructura de la Tesis

Para lograr este objetivo, el cuerpo de la tesis se ha estructurado de la siguiente manera: en el **Capítulo 2**, hacemos una revisión general de lo que es el medio interestelar y sus principales componentes, centrando el estudio en las regiones moleculares y las regiones ionizadas, que son las de mayor interés en esta tesis. En el **Capítulo 3**, revisamos las principales características de los espectros estelares; ¿cómo se producen?, ¿qué información obtenemos de ellos? y ¿cómo se clasifican?. Para identificar los espectros es indispensable revisar la clasificación espectral MK (Morgan y Keenan), la cual haremos en este capítulo. En el **Capítulo 4**, hacemos también una revisión detallada de la información existente en la literatura sobre las regiones Sh2-90 y Sh2-187, en donde mencionamos la distancia a la que se encuentran estas regiones, la temperatura promedio, la extinción, la densidad, etc. Además, mostramos dos tablas que resumen la fotometría que se ha hecho sobre estas regiones y los autores que la han realizado. En el **Capítulo 5**, explicamos cómo obtuvimos los datos, las consideraciones que tomamos en cuenta e incluso las dificultades a la hora de hacer las observaciones. En este capítulo describimos cómo reducir los datos, indicando cada paso, cómo lo hicimos y por qué. Además, partiendo de una imagen cruda (recién salida del telescopio), mostramos cómo va cambiando ésta durante el proceso de reducción. En el **Capítulo 6**, presentamos los resultados, donde discutimos cada espectro obtenido y las principales líneas de absorción y emisión presentes en éstos. Aquí, discutimos la fotometría existente de Sh2-90 y le damos nuestra propia interpretación, que conjuntamente con nuestra fotometría, permitió estudiar las estrellas del trapecio de esta región. Por último, en el **Capítulo 7**, presentamos las conclusiones sobre las dos regiones ionizadas estudiadas y discutimos el posible trabajo a realizar en el futuro.

Capítulo 2

El Medio Interestelar

*“The Interstellar Medium is
anything not in stars”*

Donald Osterbrock

Hasta antes del siglo XX los astrónomos creían que el espacio entre las estrellas era esencialmente vacío. Hartmann (1904), estudiando el espectro y movimiento de la estrella δ *Orionis*, se sorprendió al ver que la línea de calcio en λ 3934 existente en todos sus espectros, no participaba en el desplazamiento periódico de las líneas causadas por el movimiento orbital de esta estrella, concluyendo que el origen de esta línea no es estelar sino del medio que la rodea. Gracias a este trabajo se tuvieron las primeras pruebas de que el medio interestelar (ISM) no está completamente vacío.

El ISM contiene gas y polvo en forma de nubes o de un medio difuso, y está en constante interacción con campos de radiación, campos magnéticos y partículas energéticas llamadas rayos cósmicos. En masa, está constituido en un 99 % de gas y un 1 % de polvo (Palen, 2002). El gas interestelar está formado por más de 100 tipos de átomos y moléculas diferentes, siendo el hidrógeno el más abundante. El polvo interestelar está constituido principalmente por partículas diminutas de grafitos, silicatos u otros componentes químicos similares a los que se encuentran en la Tierra y en las rocas lunares. Los gases y el polvo interestelar de la Vía Láctea se encuentran altamente concentrados en los brazos espirales, donde la cantidad de estrellas y de materia interestelar es similar. Las densidades promedio de los componentes fundamentales del ISM son de 1 átomo de gas por cm^3 y 100 partículas de polvo por km^3 . Toda esta materia interestelar conforma aproximadamente

el 10 % de la masa de la Vía Láctea (Karttunen, 2007).

2.1. Gas Interestelar

El hidrógeno y el helio son los dos elementos más abundantes en el ISM, cerca del 91 % de todos los átomos y moléculas son de H; el 9 % restante son moléculas de He. Existe una pequeña parte de éste que corresponde a los metales, aproximadamente el 0.14 %. En términos de la masa del ISM, el 70.6 % es de H, el 27.5 % de He y el 1.9 % de metales¹.

En el gas ISM podemos encontrar al hidrógeno en tres formas: como hidrógeno atómico (H), hidrógeno ionizado (H^+) o hidrógeno molecular, designados como HI, HII y H_2 , respectivamente. También se usa esta nomenclatura para denotar los diferentes grados de ionización de los demás constituyentes del ISM, e.g. HeI es helio neutro (He), HeII es helio una vez ionizado (He^+) y HeIII es helio dos veces ionizado (He^{2+}).

El estado del hidrógeno determina el estado del ISM, por lo que pueden existir regiones de gas molecular, gas atómico o gas ionizado. Las principales diferencias entre estas tres regiones son los tipos de moléculas que contienen, sus temperaturas y sus densidades.

2.1.1. Gas Atómico

El gas atómico de la Vía Láctea, compuesto principalmente por HI, se encuentra en nubes difusas conocidas regiones HI. Este es el gas más abundante en el ISM, y constituye cerca de la mitad de su masa total. El HII y el H_2 sólo se encuentran en ciertas regiones del espacio conocidas como nebulosas, las cuales sólo pueden estar formadas por uno de estos componentes.

Hasta la fecha, debido a las bajas temperaturas del ISM, las observaciones astronómicas más importantes de éste se han hecho en longitudes de onda de radio y de infrarrojo. La radiación que más información ha dado sobre este medio es la transición hiperfina emitida por el hidrógeno neutro a una longitud de onda de 21.11 cm. Esta radiación fue

¹*En astronomía se considera metal a todo elemento más pesado que el helio.*

la primera línea espectral detectada en la radioastronomía, predicha en 1945 por van de Hulst y detectada casi simultáneamente en 1951 por los astrónomos Ewen & Purcell, Muller & Oort, y Christiansen & Hindman, de Harvard, Leiden y Sidney, respectivamente. Trabajando principalmente con esta radiación se obtuvieron los mapas de la distribución del HI en el cielo, encontrando que en regiones localizadas a menos de 1kpc del Sol, el HI se caracteriza por una densidad promedio de 1 átomo/cm³, temperatura de 80 °K y masas del orden de 10² M_⊙.

La línea de 21 cm se produce debido a que en los átomos de hidrógeno neutro, el nivel energético más bajo está caracterizado porque los espines del protón y del electrón son antiparalelos. Cuando este átomo adquiere una pequeña cantidad de energía por colisiones con otros átomos, los espines del protón y del electrón quedan paralelos y el átomo queda en un estado excitado. Para volver a su estado de menor energía, emite la radiación que adquirió, y lo hace a una longitud de onda de 21.11 cm o 1428 MHz (ver Fig. 2.1).

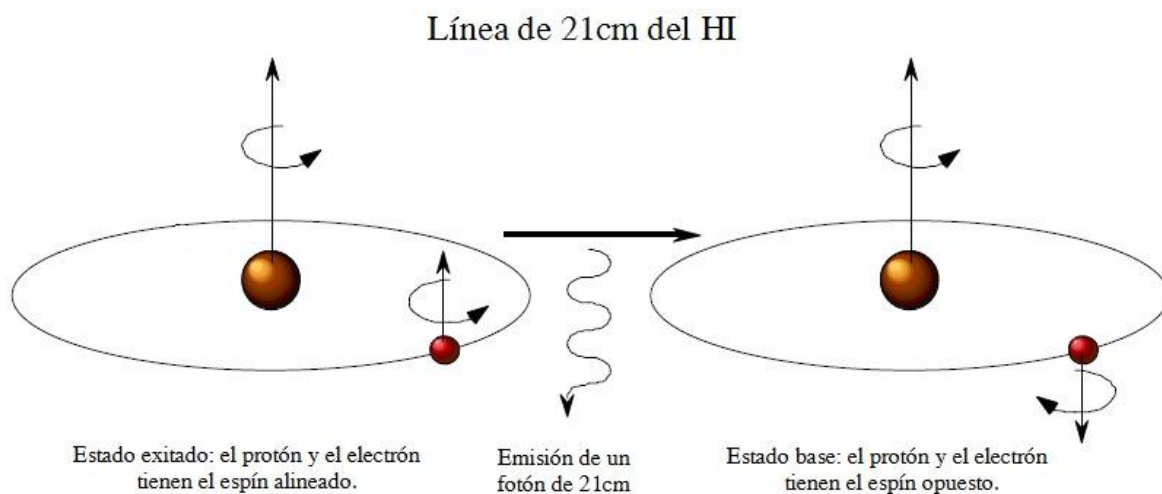


Figura 2.1: Mecanismo mediante el cual el hidrógeno neutro emite la radiación de 21cm.

Como la energía requerida para excitar al átomo de hidrógeno neutro es pequeña, ello significa que las temperaturas del gas atómico son bajas, lo que hace que estas regiones sean frías, del orden de decenas de °K.

La línea de absorción más intensa en las regiones HI es la llamada Lyman α , localizada

en la longitud de onda de 1216 Å. Ésta se debe a que la mayoría del gas interestelar se encuentra en su estado base con el número cuántico principal $n = 1$ y se excita al $n = 2$ (ver Fig. 2.2).

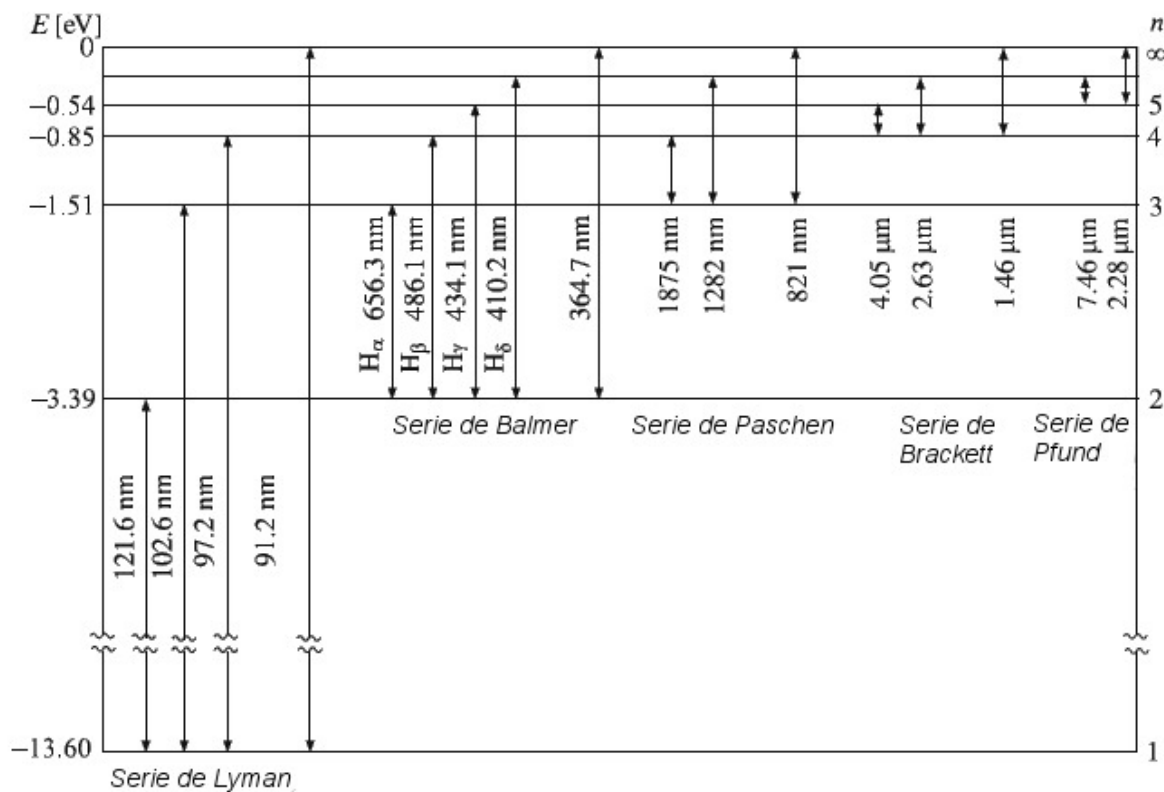


Figura 2.2: Principales transiciones del átomo de hidrógeno.

2.1.2. Gas Ionizado

Cuando el HI se encuentra en su estado base y absorbe radiación producida por estrellas jóvenes, comprendida en el rango de longitud de onda menor que 91.2 nm, éste se ioniza, y si hay suficiente hidrógeno alrededor de la estrella, forma las conocidas regiones HII o nebulosas de emisión. Un ejemplo común de estas regiones es la nebulosa de Orión o M42, que tiene en su centro un grupo de cuatro estrellas calientes en forma de trapecio, las cuales mantienen ionizado el gas de la nube. En la figura 2.3 vemos a M42 de un color rojizo, característico de las regiones HII.



Figura 2.3: La nebulosa de Orión es un ejemplo de región HII. Se localiza en el mismo brazo espiral de la Vía Láctea que el Sol, a 500 pc de nosotros.

Lo que sucede en las regiones HII, es que los átomos de hidrógeno que las forman, reciben un intenso flujo de radiación ultravioleta producido por las estrellas que se han formado recientemente en ellas. Los fotones ultravioleta son altamente energéticos y logran ionizar al átomo, dejando al electrón libre. Al recombinarse el electrón con otro protón, la transición del nivel 3 al 2 emite un fotón con una longitud de onda característica de 6563 Å. Como este proceso de ionización y desexcitación está ocurriendo constantemente, vemos al gas ionizado que emite en el rojo.

Las estrellas que principalmente ionizan el ISM, para formar las regiones HII, son del tipo espectral O, B y A. Estas estrellas son masivas (decenas de M_{\odot}), pero tienen un tiempo de vida relativamente pequeño, por lo que las regiones HII sólo existen por aproximadamente 10 millones de años.

Las regiones HII tienen altas temperaturas, del orden de 10^4 °K, provocando que el gas se expanda y disminuya su densidad a valores de 0.1 átomo/cm³ (Williams, 2005). Estas regiones se encuentran rodeadas por gigantescas nubes moleculares.

La forma de las regiones HII depende de la distribución del gas alrededor de la estrella. En un medio homogéneo la forma de éstas alrededor de una sola estrella es esférica,

conocida como esfera de Strömgren. Si la estrella que ioniza el gas es del tipo B0, con una temperatura superficial de 25000 °K, el radio de la esfera de Strömgren es de 50 pc², y de 1 pc para una estrella A0, con temperatura de 10000 °K en su fotosfera.

2.1.3. Gas Molecular

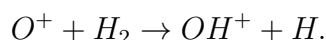
La formación de moléculas en el ISM es posible cuando la densidad de átomos de hidrógeno de la región es elevada, lo que hace que las colisiones entre átomos sean más frecuentes. Sin embargo, aunque se pueda formar una molécula por colisión entre átomos, ésta puede ser disociada fácilmente por un fotón UV. Una buena protección frente a la disociación se encuentra en el polvo interestelar, que absorbe con eficacia la radiación UV. Las regiones con densidades del orden de 10³ átomos/cm³ y con polvo interestelar favorecen la producción y preservación de las moléculas, y se encuentran en las zonas más frías del ISM, de aproximadamente 10 °K, conocidas como nubes moleculares. En estas nubes el gas se encuentra casi por completo en forma molecular, a diferencia de las zonas difusas, donde el hidrógeno se encuentra en forma atómica (Williams, 2005).

El estudio de las nubes moleculares de la Galaxia es importante no sólo por ser éstas uno de los componentes principales del medio ISM, sino porque es en estas regiones donde tiene lugar el proceso de formación estelar. Así, estudiando las nubes moleculares se pueden deducir las condiciones bajo las cuales pueden formarse nuevas estrellas, mediante el colapso gravitacional que ocurre en escalas de miles de millones de años. En escalas cósmicas este es un colapso que ocurre lentamente. Asimismo, el gas molecular permite también obtener información sobre las etapas más tempranas de la evolución estelar, cuando el objeto estelar joven atraviesa una fase muy energética de eyección de materia en forma de un intenso viento estelar, que interacciona con el material molecular del medio donde se ha formado la estrella.

El mecanismo fundamental de formación de moléculas en el ISM es a través de las reacciones en las que una de las partículas que interviene está cargada, llamadas reacciones ion-molécula. Este tipo de reacciones pueden producirse porque en las nubes moleculares

²El parsec es una unidad astronómica de longitud, definida como la distancia a la que se encuentra un cuerpo celeste para que 1 UA (distancia promedio de la Tierra al Sol) subtienda un arco de 1".
1 pc = 3.086 x 10¹⁶ m.

están presentes iones producidos por la acción de los rayos cósmicos que penetran en la nube. La carga eléctrica de los iones ejerce una fuerza atractiva sobre la nube de electrones de las moléculas existentes para formar otras nuevas moléculas, que a su vez pueden interaccionar con electrones o la radiación para generar diversos tipos de moléculas. Este proceso es sumamente importante debido a que las colisiones entre iones y moléculas son frecuentes, pues su interacción puede darse a distancias de separación relativamente grandes por la atracción eléctrica que entre ellos se establece. Un ejemplo típico es la reacción de los iones del oxígeno con el hidrógeno molecular:



Las reacciones ion-molécula pueden explicar la mayor parte de las moléculas observadas en el ISM. Sin embargo, la formación de H_2 , que es la moléculas más abundante en el ISM, no se puede explicar mediante este mecanismo. Podríamos pensar que el hidrógeno molecular se forma por el choque entre dos átomos de hidrógeno, pero la probabilidad de que ocurran estos eventos es prácticamente nula debido a las bajas densidades del medio. El tiempo necesario para que se de un choque entre átomos de hidrógeno es de 10^6 s, pues el camino libre medio, que es la distancia promedio que recorre un átomo antes de interaccionar con otro, es de 10^5 km e.g. (Newton, 2007). La formación de moléculas de hidrógeno se lleva a cabo a través de las reacciones en la superficie de granos de polvo, de modo que éstos actúan como catalizadores de la reacción y absorben el exceso de energía liberada al formarse la molécula H_2 . Así, un átomo de hidrógeno puede colisionar con un grano de polvo y quedar adherido a su superficie. Una vez en la superficie, este átomo espera la llegada de otro átomo para reaccionar en la superficie del grano y formar una molécula de hidrógeno. Finalmente, el exceso de energía producido en la reacción permite separar la molécula recién formada de la superficie del grano. El proceso ocurre de la siguiente manera:



Existen tres clases de transiciones fundamentales en las moléculas: i) las transiciones rotacionales, que se deben al movimiento de rotación de los núcleos de las moléculas, ii) las transiciones vibracionales, debidas a las vibraciones de los núcleos alrededor de su posición de equilibrio, y iii) las transiciones electrónicas, que se deben al movimiento de los electrones de la molécula. A diferencia de las moléculas, los átomos sólo presentan las

transiciones electrónicas, que son las que producen las líneas de absorción y emisión de un determinado átomo.

Cada tipo de transición molecular requiere diferentes nivel de energía que dependen de la temperatura de la nube molecular. Las transiciones electrónicas requieren temperaturas de 9×10^4 °K, las transiciones vibracionales de aproximadamente 600 °K, y las transiciones rotacionales de tan sólo 5 °K. Puesto que las temperaturas típicas de las nubes moleculares son del orden de 10 °K, en estas regiones sólo las transiciones rotacionales son posibles (Anglada, 1999).

La molécula de hidrógeno esencialmente no emite radiación que permita detectar estas regiones porque carecen de momento dipolar, por lo que los astrónomos usan diferentes moléculas, como el CO, para detectarlas. El monóxido de carbono es la molécula más abundante después del H₂, y emite radiación en el rango de los milímetros (2,6 mm) del espectro electromagnético debido a sus movimientos rotacionales. Estudios de esta línea de emisión muestran que muchas de las regiones moleculares de la Vía Láctea se localizan en nubes moleculares gigantes (GMC) con tamaños típicos de 40 pc, masas de $4 \times 10^5 M_{\odot}$, densidades de ≈ 200 partículas/cm³ y temperaturas de 10 °K. Hay miles de GMC en la Vía Láctea, la más cercana es la Nebulosa de Orión.

Aunque la molécula de CO es muy útil para el estudio de nubes moleculares, donde las densidades son generalmente bajas, para estudiar las zonas de formación estelar con densidades del orden de 10^3 moléculas/cm³, esta molécula no es la adecuada, ya que sería similar la información proveniente de la dirección hacia donde se encuentra la región densa que de la del resto de la nube. Para estudiar las regiones de formación estelar es conveniente trabajar con moléculas que tengan emisión a altas densidades para poder notar el contraste entre los lugares densos y el resto de la nube. La molécula más utilizada para este tipo de análisis es NH₃.

No todo el gas de las nubes moleculares se encuentra en las GMC, también existen pequeñas nubes moleculares llamadas nubes oscuras, debido a que provocan una gran extinción en el visible, por lo que aparecen como regiones oscuras que ocultan las estrellas. Puesto que las GMC también presentan una alta extinción, el término nubes oscuras no refleja lo que en realidad son estas regiones, por lo que algunos astrónomos prefieren

llamarlas nubes moleculares enanas. Las masas típicas de estas nubes son de $10^3 M_{\odot}$, con diámetros de 3 pc, y con densidades y temperaturas similares a las GMC (Anglada, 1999).

A pesar de que existen miles de GMC en el ISM, es más numeroso el número de nubes oscuras. El número de nubes moleculares aumenta al disminuir su masa de acuerdo con la relación $N \propto M^{-1.5}$. Es difícil determinar una masa a partir de la cual a una nube se le denomina oscura o GMC, pero es importante indicar un valor aproximado, mismo que corresponde a $10^4 M_{\odot}$. En las vecindades del Sistema Solar, a aproximadamente un 1 kpc, se ha observado que las GMC son regiones de formación estelar más activas que las nubes oscuras. Aproximadamente el 90 % de las estrellas se forman en las GMC. Pero no toda la masa de una nube molecular se contrae para formar una estrella, sino que la perturbación que origina el colapso sólo afecta una parte la nube, provocando que ésta se fragmente. Observacionalmente se ha encontrado que en las GMC la eficiencia de formación de estrellas es muy baja, menos del 5 % de la masa se condensa en estrellas. En nuestra galaxia es similar la cantidad existente de H_2 y HII, aunque existe una región entre 4 y 8 kpc del centro galáctico que está dominada por el hidrógeno molecular, formando el llamado anillo molecular donde se encuentra la mayor concentración del H_2 . La distribución de las nubes moleculares en la Vía Láctea es dominada por dos tipos diferentes; las nubes moleculares calientes, que constituyen aproximadamente la cuarta parte del total de nubes moleculares asociadas con regiones HII y se concentran en los brazos espirales. El segundo tipo son las nubes moleculares frías, que constituyen tres cuartas partes del total, y se localizan en todo el disco galáctico.

En las nubes moleculares existen zonas con densidades más altas que el resto de la nube, del orden de 10^4 partículas/cm³, que se les denomina núcleos densos. Los núcleos de baja masa son característicos de las nubes oscuras, alcanzan masas máximas de $10 M_{\odot}$ en un diámetro de 0.5 pc, asumiéndose que son las zonas de formación de estrellas de baja masa. En las GMC los núcleos son más masivos y calientes, alcanzando masas de $10^3 M_{\odot}$ en diámetros de 3 pc, siendo estos núcleos más densos que los de las nubes oscuras (Anglada, 1999).

2.2. Polvo Interestelar

Una de las primeras aserciones históricas sobre la existencia de polvo interestelar es debida a Herschel, a principios del siglo XIX, quien se preguntaba si las nebulosas oscuras que se observaban en el cielo del disco galáctico, conocidas previamente como “agujeros en el cielo”, eran realmente regiones sin estrellas o regiones oscuras que ocultaban las estrellas. El descubrimiento observacional del polvo interestelar fue a través del estudio de la relación entre el brillo aparente y el diámetro angular de los cúmulos abiertos (Trumpler, 1930), como se muestra en la figura 2.4). A pesar de que era natural esperar una relación lineal entre el brillo del cúmulo y el cuadrado de su diámetro angular, Trumpler encontró que los cúmulos más lejanos eran menos brillantes de lo esperado, por lo que debía existir algún tipo de polvo interestelar que bloqueara la luz de éstos.

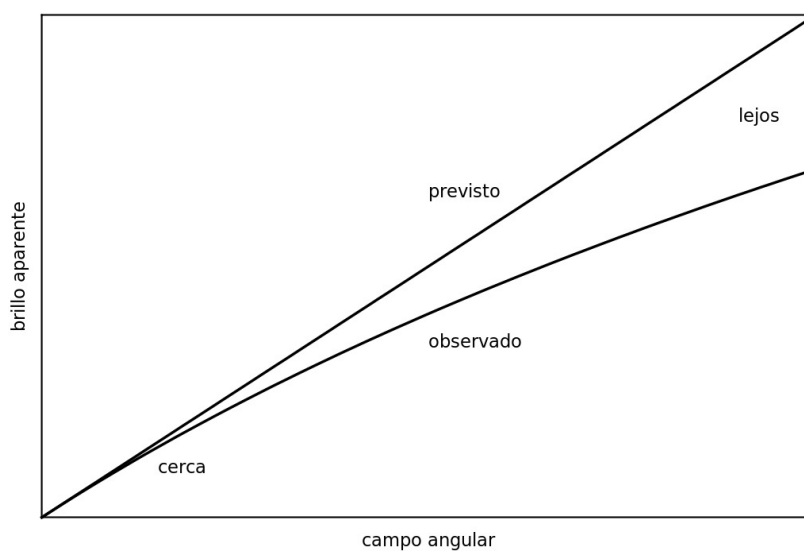


Figura 2.4: Descubrimiento de la extinción de la luz estelar por Trumpler (1930). Los cúmulos más lejanos son menos brillantes de lo esperado.

El polvo interestelar representa el 1% de la masa del ISM. Sus principales constituyentes son grafitos, silicatos, olivina y cuarzo (ver Tabla 2.1). Existen tres maneras de detectarlo: i) por su emisión en el infrarrojo debido a su baja temperatura, ii) por la extinción de la radiación en longitudes de onda cortas y iii) por las nebulosas de reflexión. La primera tiene su origen en el hecho de que los granos de polvo calentados por la radiación ultravioleta comienzan a emitir como un cuerpo negro con un pico de emisión en el infrarrojo. En el segundo, los granos de polvo absorben completa o parcialmente

Material	Radio (μm)	Temperatura ($^{\circ}\text{K}$)
grafitos	0.05	45
silicatos	0.1	42
olivina	0.05 y 0.1	22 y 20
cuarzo	0.05 y 0.1	19 y 14

Tabla 2.1: Principales componentes de las partículas del polvo interestelar.

la radiación de las estrellas, ocultándonos lo que hay detrás de ellos (ver Fig. 2.5). Por último, en las nebulosas de reflexión el polvo existente dispersa la luz de las estrellas, dando un color azul característico a estas nebulosas, a diferencia del color rojizo de las nebulosas de emisión. Por ejemplo, en la figura 2.6 se observan las Pléiades, que es un cúmulo abierto³ temprano donde están presentes restos de la nube que las originó, los cuales reflejan la luz de sus estrellas. Conocer la temperatura de los granos es vital para determinar su papel como catalizadores en la formación de moléculas. Eales *et al.* (2010) han elaborado mapas del ISM usando la emisión del polvo en el continuo.

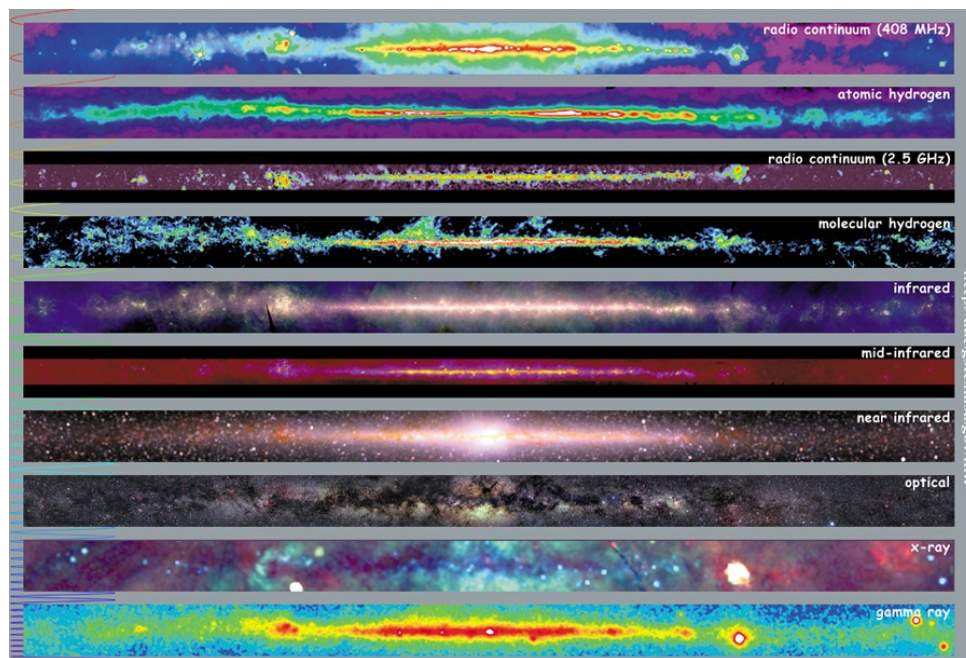


Figura 2.5: La Vía Láctea vista en diferentes regiones del espectro electromagnético.

³ Grupo de estrellas, formado por cientos o miles de éstas, unidas gravitacionalmente y que no presenta una estructura definida, a diferencia de los cúmulos globulares.



Figura 2.6: *Las Pléiades es un cúmulo joven formado por más de 3000 estrellas situadas a 120 pc de nosotros. La nube presente refleja la luz de éstas, dándole el color azulado, característico de las nebulosas de reflexión.*

En la Vía Láctea la mayoría del polvo interestelar se localiza en el plano galáctico, donde la extinción en el visible es de 2 mag/kpc (Karttunen, 2007). Como consecuencia de que el diámetro de nuestra galaxia es de 60kpc, la luz de las estrellas a estas distancias es absorbida antes de llegar a nosotros, por lo que las galaxias hasta hoy catalogadas se localizan fuera del plano galáctico.

Las partículas de polvo dispersan la radiación con mayor eficiencia en la luz azul que en la luz roja. Como resultado de esto las estrellas aparecen con un color más rojo del que tendrían si su luz no atravesara por el polvo interestelar, fenómeno conocido como enrojecimiento. A una distancia de 3 kpc a través del disco galáctico, sólo el 2.5 % de la luz azul llega a nosotros, a diferencia del 6 % de la luz roja que nos alcanza. La eficiencia de dispersión es proporcional a la frecuencia de la luz. Esto significa que podemos ver a través del plano galáctico usando ondas de radio o radiación infrarroja, pero no con radiación ultravioleta. Esto puede observarse en la figura 2.5.

Espectros Estelares

*“La imaginación es más importante
que el conocimiento”*

Albert Einstein

Gran parte de la información sobre las propiedades físicas de las estrellas se ha obtenido a través del análisis de sus espectros. Éstos se obtienen dispersando la luz por medio de un prisma o una rejilla de difracción. El espectro de una estrella tiene tres componentes: el continuo, las líneas de absorción y, en ocasiones, las líneas de emisión.

3.1. Cuerpo Negro

A los cuerpos que absorben o emiten con el 100% de eficiencia se les conoce como cuerpos negros e.g. las lámparas, las estrellas, la radiación de fondo cósmico, etc.

Las propiedades de estos cuerpos son:

1. Todos los cuerpos negros con temperatura por encima del cero absoluto emiten radiación en todas las longitudes de onda.
2. Un cuerpo negro con una alta temperatura emite más energía que uno que tiene una temperatura menor.
3. La máxima intensidad de los cuerpos negros se alcanza a una frecuencia mayor entre más alta sea su temperatura.

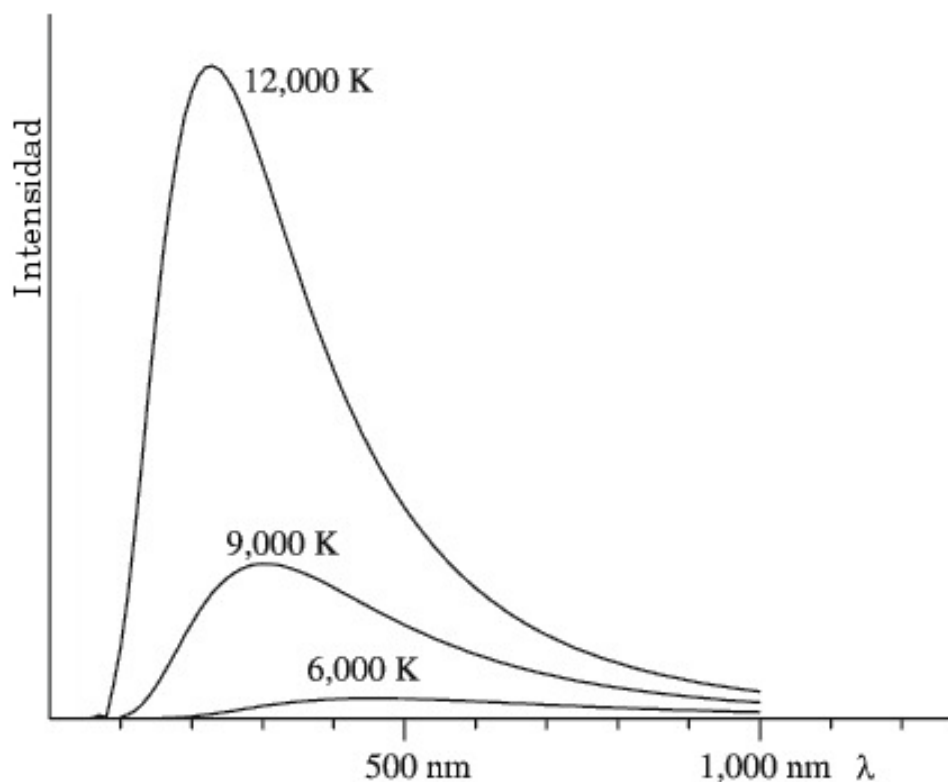


Figura 3.1: Una estrella emite radiación como cuerpo negro. En la imagen se ilustran curvas de tres estrellas con diferentes temperaturas, siendo la más caliente la más intensa y con su pico de emisión en una longitud de onda menor que las demás.

Para cada una de las características de cuerpo negro hay una ley física asociada. La ley de Planck (3.1) nos dice que todos los cuerpos con temperatura por encima del cero absoluto emiten radiación en todo el espectro electromagnético. A la representación gráfica de la ley de Planck se le conoce como planckiana (ver Fig. 3.1). La cantidad de energía emitida por un cuerpo negro por unidad de tiempo por unidad de área es proporcional a la cuarta potencia de su temperatura. Esta relación es conocida como la ley de Stefan-Boltzman, expresada en la ecuación 3.2, y nos describe la segunda característica de un cuerpo negro. A la tercera propiedad se le asocia la ley de desplazamiento de Wien, ecuación 3.3, que establece que la longitud de onda del pico de emisión de un cuerpo negro, es inversamente proporcional a su temperatura;

$$B_{\nu}(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}, \quad (3.1)$$

$$F = \sigma T^4, \quad (3.2)$$

$$\lambda_{max} = \frac{b}{T}, \quad (3.3)$$

donde:

$h = 6.63 \times 10^{-34}$ Js \equiv Constante de Planck

$k = 1.38 \times 10^{-23}$ JK⁻¹ \equiv Constante de Boltzmann

$b = 0.0028978$ Km \equiv Constante del desplazamiento de Wien

$\sigma = 5.67 \times 10^{-8}$ Wm⁻² K⁻⁴ \equiv Constante de Stefan-Boltzmann

3.2. Leyes de Kirchhoff

La generación de los diferentes espectros de un objeto o medio es descrita por las leyes de Kirchhoff, mostradas en la figura 3.2:

1. Un gas u objeto caliente y denso emite un espectro continuo.
2. Un gas caliente y difuso emite líneas de emisión brillantes. Estas líneas de emisión se producen cuando un electrón hace una transición de un nivel alto a un nivel bajo dentro de un átomo o ión.
3. Un gas frío y difuso delante de una fuente de un espectro continuo produce líneas de absorción oscuras en el espectro continuo. Los electrones de los átomos e iones del gas frío y difuso pueden absorber fotones del espectro continuo a determinadas longitudes de onda para realizar una transición desde un nivel bajo a un nivel más alto dentro del átomo o ión.

La tercera ley es la que corresponde a una estrella. El espectro continuo de una estrella puede pensarse como proveniente de su superficie (ver Fig. 3.3a). Las líneas de absorción y emisión se producen en los átomos e iones presentes en la atmósfera de la estrella. Si el espectro sólo presenta absorciones, indica que la atmósfera estelar está constituida por un gas frío a baja presión, por el contrario, si el espectro está en emisión, nos indica que la estrella está compuesta por un gas caliente a baja presión. En la figura 3.3b y 3.3c se muestran, en el rango del visible, las emisiones y absorciones respectivamente, del átomo de helio.

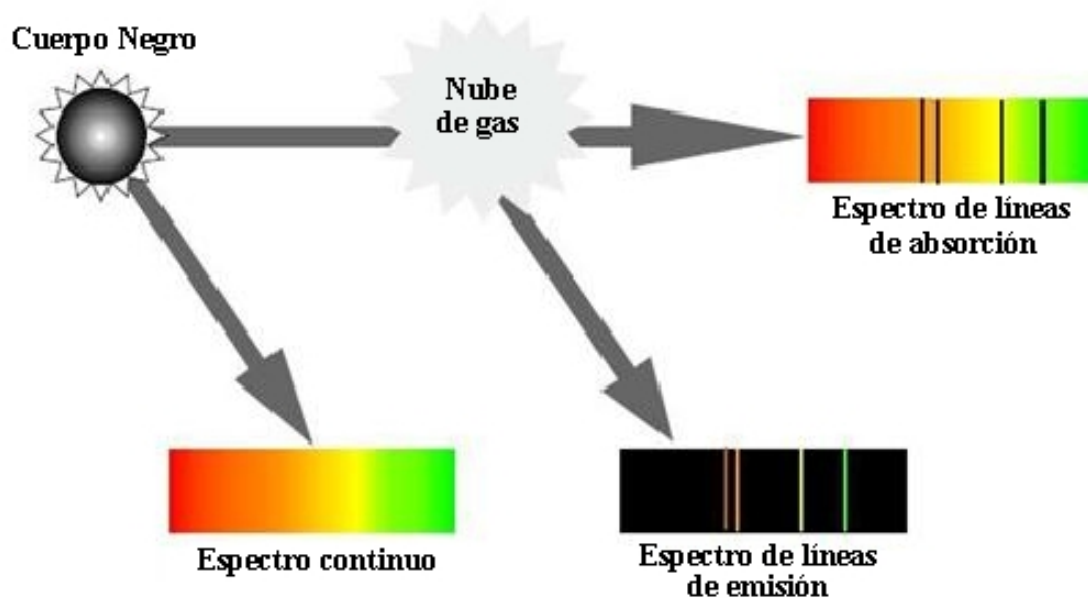


Figura 3.2: Esquema de las leyes de Kirchhoff.

3.3. Sistema MK (Morgan-Keenan)

Las estrellas pueden clasificarse a partir de la temperatura efectiva¹, T_{eff} , que tienen sus fotosferas, según la clasificación espectral de Harvard, que comenzó Edward Charles Pickering de la Universidad Harvard en 1890, y que perfeccionó Annie Jump Cannon de la misma universidad en 1901. Esta clasificación es la más utilizada en astronomía y surgió de manera empírica. En un inicio, los colegas de Harvard agruparon cientos de espectros por semejanzas en sus líneas de absorción, clasificándolos alfabéticamente. Posteriormente, notaron que las estrellas de un mismo grupo tenían en común su temperatura. Entonces, organizaron las estrellas de las más calientes a las más frías, respetando la letra que le habían asignado al grupo al que pertenecían, obteniendo la tabla 3.1.

Principales características de cada clase:

- O Son las estrellas más calientes, emiten principalmente en el ultravioleta. Sus espectros muestran líneas de varios elementos ionizados, e.g. HeII, CIII, NIII, OIII, SiV. El HeI también es visible, igual que las líneas de HI. Puesto que estas estrellas son muy luminosas, generan una gran cantidad de energía, consumiendo rápidamente

¹Temperatura que debería tener un cuerpo negro con el mismo radio que la estrella para que emita la misma luminosidad.

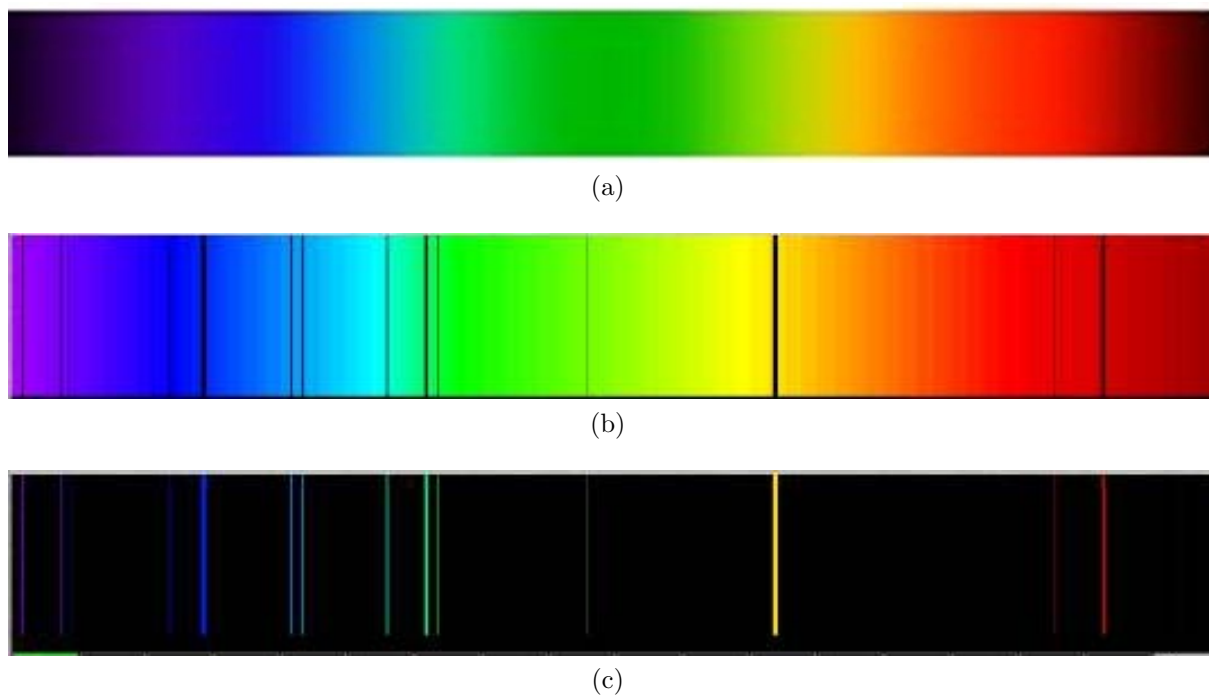


Figura 3.3: a) Espectro continuo de una luz blanca. b) Espectro de emisión de un átomo de helio. c) Espectro de absorción del helio. Vemos que las absorciones y emisiones están en la misma longitud de onda.

su hidrógeno, por lo que su tiempo de vida es corto $\approx 10^6$ años. La estrella ι Orionis es un ejemplo de este tipo espectral.

- B Absorciones de HeI y líneas intensas de la serie de Balmer. Las líneas de HeII han desaparecido. En las estrellas tipo B2 el HeI alcanza su máxima intensidad, después comienza a disminuir hasta desaparecer en las B9. Empiezan a aparecer líneas de CaII. Como ejemplo de este tipo espectral tenemos a la estrella Rigel.
- A Las líneas de la serie de Balmer son muy intensas en las A0 y son las dominantes en el espectro, después comienzan a debilitarse. Las líneas de CaII se intensifican. Aparecen líneas de metales neutros. Un ejemplo de esta clase es Sirio.
- F Las líneas de HI se debilitan y las de CaII se intensifican. Se distinguen claramente líneas de metales e.g. FeI, FeII, CrII, TiII. La estrella Fomalhaut es una ejemplo de esta clase.
- G El Sol es el mejor ejemplo de esta clase. Las líneas HI siguen debilitándose, mientras que las de CaII alcanzan su máximo en las G0. Las líneas de los metales son más

Clase	Color	Temperatura (°K)
O	Azul-violeta	28'000 - 40'000
B	Azul	11'000 - 28'000
A	Azul-blanco	7'500 - 11'000
F	Blanco	6'000 - 7'500
G	Amarillo	5'000 - 6'000
K	Naranja	3'500 - 5'000
M	Rojo	< 3'500

Tabla 3.1: Clasificación de las estrellas según su temperatura efectiva. En las estrellas frías existen dos ramas que abren de la clase M, llamadas R,N,S

intensas. En las gigantes aparecen líneas de CN.

K Las líneas de HI apenas se distinguen en un espectro dominado por las líneas de los metales. Aparece el CaI λ 4227 y, en las K5, la banda molecular TiO. La estrella Arturo es característica de esta clase.

M Son las estrellas más comunes. Su espectro tiene muchas líneas de elementos neutros y bandas moleculares intensas. La línea de CaI λ 4227 es muy intensa. Una estrella representativa de esta clase es Betelgeuse.

Para precisar esta clasificación, se dividen las diferentes clases siguiendo los números arábigos del 0 al 9. Así, por ejemplo, A0 especifica las estrellas más calientes de la clase A, mientras que A9 se refiere a las más frías. En la figura 3.4 mostramos cómo varían las intensidades de las líneas espectrales como función de su tipo espectral.

Posteriormente, en 1940 en el Observatorio Yerkes, William W. Morgan, Phillip C. Keenan y Edith Kellman, iniciaron un nuevo proyecto de clasificación estelar según su luminosidad, que complementaría la clasificación de Harvard. Esta subdivisión la representaron con números romanos, como indica la tabla 3.2. Este trabajo proporcionó un sistema de clasificación espectral estelar en dos dimensiones, consistente con la información física disponible. Conociendo la temperatura efectiva y la luminosidad de una estrella, la podemos localizar en el diagrama H-R (ver Fig. 3.5). Este diagrama es el resultado del estudio realizado por Ejnar Hertzsprung y Henry Norris Russell en 1910. Ellos analizaron la relación entre la magnitud absoluta² y el tipo espectral de las estrellas. Analizar este

²Brillo que nos llegaría de una estrella si estuviera localizada a 10 pc de distancia de nosotros. Este valor nos indica la luminosidad intrínseca de la estrella.

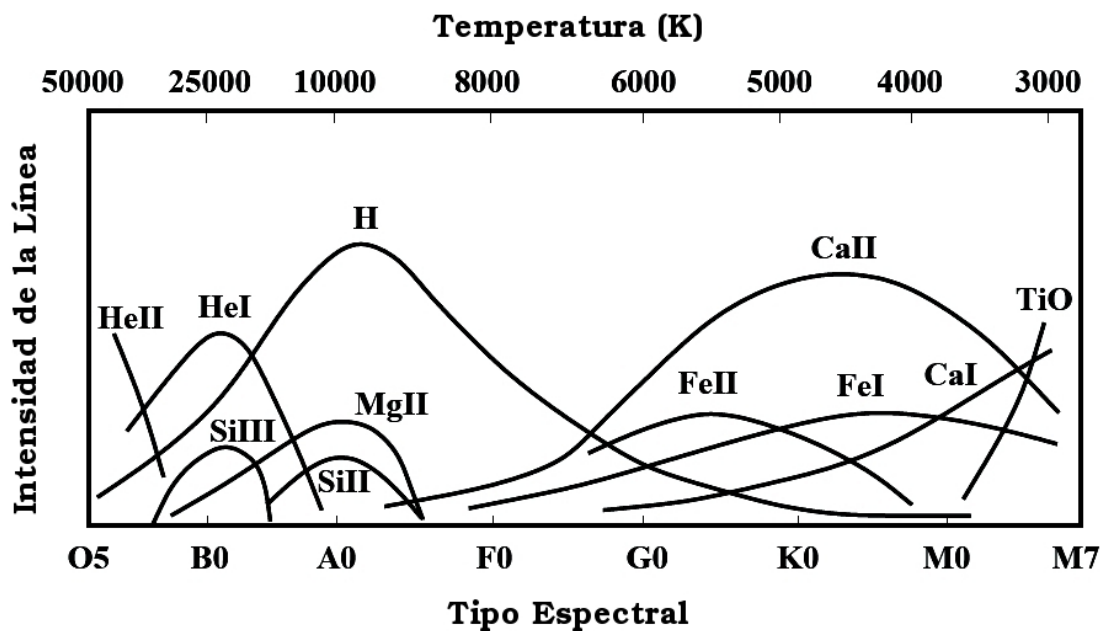


Figura 3.4: Intensidades de las principales líneas de cada tipo espectral.

diagrama tiene gran importancia en el estudio de la evolución estelar.

Tipo	Estrella
Ia	Supergigantes luminosas
Ib	Supergigantes
II	Gigantes luminosas
III	Gigantes
IV	Sub-gigantes
V	Enanas
VI	Sub-enanas
VII	Enanas blancas

Tabla 3.2: Clasificación de las estrellas según su luminosidad.

Las estrellas permanecen la mayor parte de su vida en la secuencia principal. Durante esta etapa, en el núcleo de la estrella se genera energía por las fusiones de los átomos de hidrógeno para convertirse en helio, lo que mantiene a la estrella en equilibrio hidrostático.

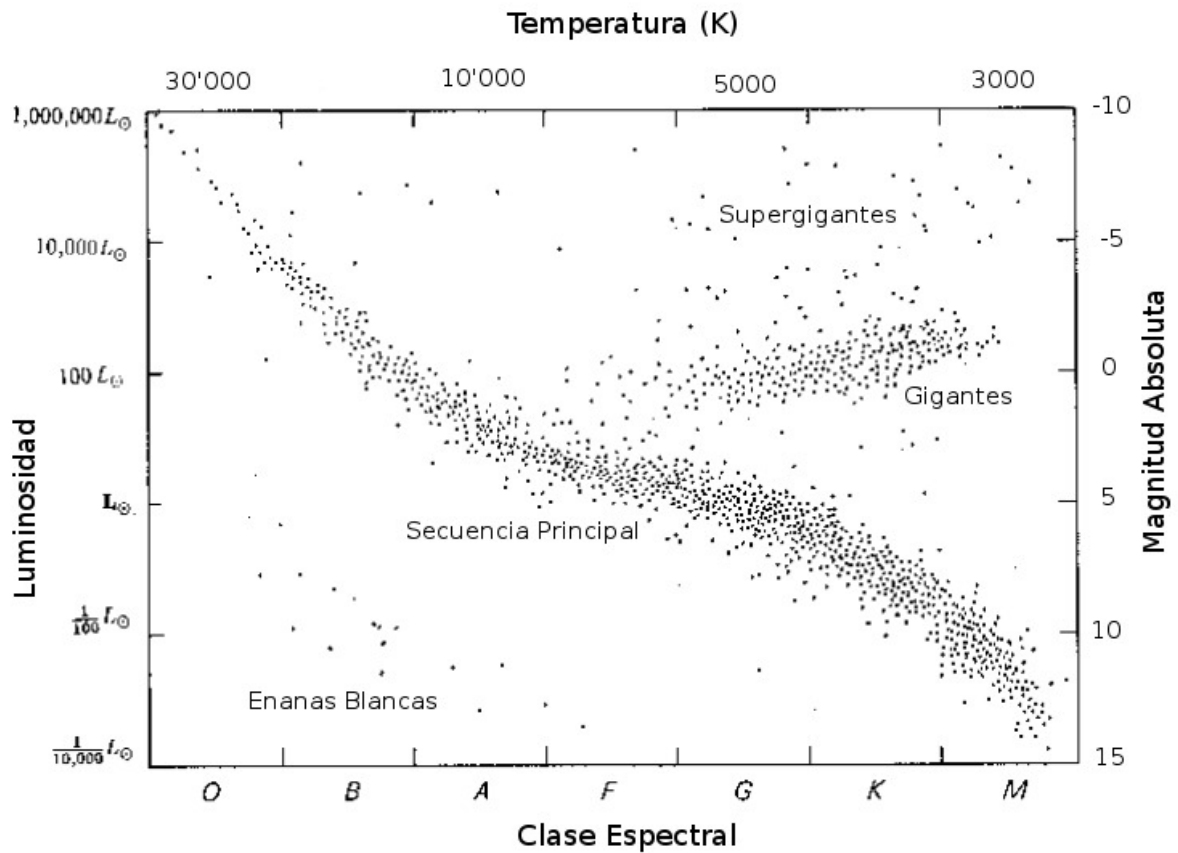


Figura 3.5: Diagrama H-R con estrellas de las vecindades del Sistema Solar. El Sol es una estrella de secuencia principal, con temperatura superficial de $5'700^{\circ}K$, siendo su tipo espectral G2.5V.

co³. Una vez que la estrella sale de la secuencia principal, evoluciona según sea su masa e.g. el Sol pasará a ser una gigante roja, después una nebulosa planetaria y, finalmente, una enana blanca.

³La fuerza debida a la presión de la radiación contrarresta la fuerza gravitacional, manteniendo a la estrella en equilibrio.

Descripción de las Regiones Sh2-90 y Sh2-187

*“Lo que sabemos es una gota de agua;
lo que ignoramos es el océano”*

Isaac Newton

En este capítulo haremos una revisión de la literatura existente sobre las regiones Sh2-90 y Sh2-187, centrándonos en la información fotométrica y espectroscópica.

Estudios de la emisión de la molécula CO, muestran que la mayoría de las regiones HII están asociadas con nubes moleculares de dimensiones mucho mayores que la región ionizada (Liszt, 1973; Wilson *et al.*, 1974; Blair *et al.*, 1975). A partir del descubrimiento de que las nubes moleculares caen en la dirección de las regiones HII, principalmente, y desde la publicación del modelo de la nebulosa de Orión (Zuckerman, 1973), se ha abandonado el escenario de las regiones HII como esferas en expansión. Israel (1978) mediante comparaciones entre regiones HII y nubes CO, mostró que la mayoría de las regiones HII se localizan en las fronteras de las nubes moleculares, en un modelo conocido como “modelo blister”. Tenorio-Tangle (1979) mostró cómo una región HII, inicialmente esférica y envuelta por una nube molecular, en su evolución puede limpiar su entorno para convertirse en una región HII tipo “blister”. Este efecto se conoce como “efecto Champagne”.

4.1. La Región Sh2-90

Sh2-90 es una nebulosa de emisión con un núcleo brillante y una envolvente, características de las regiones HII evolucionadas. Se localiza en dirección de la constelación de Vulpécula, a una distancia cinemática de 2.4 kpc y tiene un tamaño de 1.5 pc. La temperatura en el centro de la nube es de 30 °K. La nube molecular asociada a esta región tiene un tamaño de 8 pc. Una nube neutra con una masa total de $\sim 10^4 M_{\odot}$ aparece parcialmente delante de esta región (Lafon *et al.*, 1983). Sh2-90 es una región HII óptica tipo “blister”, cuyo flujo a lo largo de la nube molecular asociada, llega a través del efecto “Champagne”. Esta nebulosa se encuentra en presencia de polvo, con extinciones $A_V = 8.8$ mag y $A_V = 7.5$ mag en lo más denso de la nube molecular y en dirección de la región óptica respectivamente.

Se han buscado las estrellas responsables de la excitación de esta región, pero en la literatura sólo se ha reportado una posible estrella ionizante. Georgelin (1975) encontró que la estrella *a* (Fig. 4.1), en el centro de la nebulosa, no es una estrella caliente, mientras que la estrella *b*, llamada LS II 26°6, es de la clase O9.5III (Georgelin *et al.*, 1973), por lo que la consideró la estrella ionizante. Por otro lado Lahulla (1985) determinó que la estrella LS II 26°6 está a una distancia de 4.8 kpc. Sin embargo, Lafon *et al.* (1983) no coinciden con Georgelin, porque la razón $[OIII]^1/H_{\beta} = 2$, obtenida a 2.5' hacia el N-NE de la estrella *b*, sugiere una estrella excitante de un tipo espectral más caliente. Además, sus fotografías monocromáticas del $[OIII]\lambda 5007$ muestran emisión proveniente del centro de la nebulosa y no de las vecindades de la estrella *b*. Ellos proponen que la estrella ionizante debe estar cerca del centro de la envolvente. El estudio hecho por Forbes (1989) indica que la estrella 3' es de clase espectral B5V, y concluye que ésta no es la estrella ionizante.

¹Los corchetes indican que son líneas prohibidas. Para observarlas, se requieren densidades muy bajas que sólo en el ISM se alcanzan.

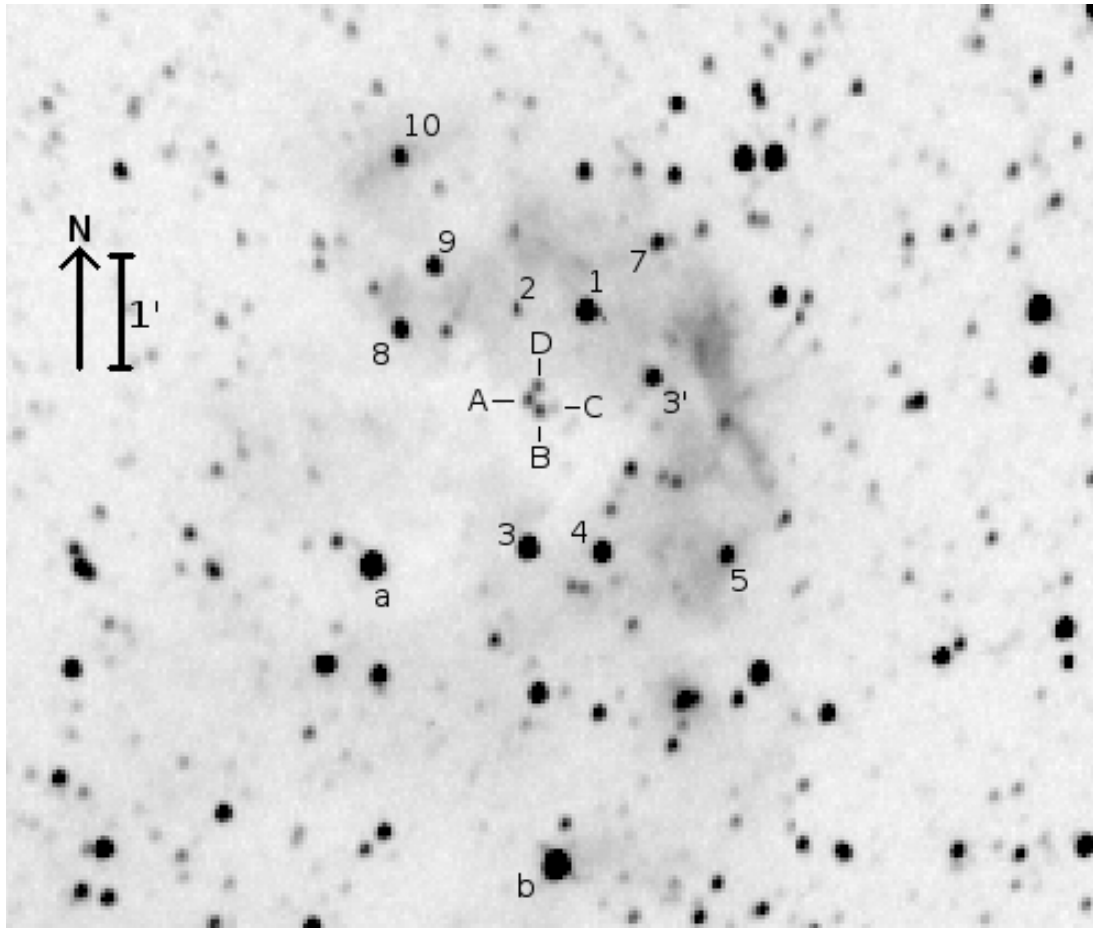


Figura 4.1: Imagen de la región Sh2-90 tomada por nosotros, con el filtro de azufre prohibido ($[SII]\lambda 6717$). Esta figura se obtuvo combinando 5 imágenes de 1200s de exposición cada una. La estrella b es del tipo O9.5III y la posible ionizante de la región. La notación de las letras en mayúsculas es la que nosotros introdujimos. Se ha respetado la convención astronómica para presentar imágenes, N arriba y E a la izquierda.

Tabla 4.1: Información obtenida de la literatura sobre algunas estrellas de *Sh2-90*

	Georgelin <i>et al.</i> (1973)	Lahulla (1985)	Forbes (1989)	α_{J2000}^* (19 ^h)	δ_{J2000}^* (+26°)
-	1	2'		49' 13.12"	51' 53.0"
-	2	-	-	49' 15.52"	51' 51.0"
-	3	-	-	49' 15.52"	50' 02.8"
-	4	-	-	49' 12.82"	50' 02.8"
-	5	-	-	49' 08.63'	49' 54.8"
b	6	-	-	49' 14.77"	47' 38.5"
-	7	-	-	49' 10.73"	52' 21.1"
-	8	4'	-	49' 19.56"	51' 43.0"
-	9	-	-	49' 18.51"	52' 09.1"
-	10	-	-	49' 19.56"	53' 01.2"
-	-	3'	-	49' 11.03"	51' 21.0"

Estrella	V_G	V_L	V_F	(B-V) _G	(U-B) _G	(B-V) _L	(U-B) _L	(V-R) _L	(V-I) _L	(B-V) _F	(U-B) _F	Tipo espectral
1	-	14.36	13.63	-	-	1.12	0.48	0.99	1.94	0.97	0.42	-
2	-	13.61	-	-	-	0.92	0.49	0.77	1.49	-	-	-
3	-	14.02	-	-	-	2.39	-	1.78	3.33	-	-	-
4	-	13.70	-	-	-	0.82	0.40	0.66	1.11	-	-	-
5	-	15.68	-	-	-	2.12	-	1.68	2.96	-	-	-
6	11.39	11.39	-	0.80	-0.21	0.81	-0.19	0.69	1.27	-	-	(O9.5III) _{G,L}
7	-	15.39	-	-	-	0.92	-	0.83	1.37	-	-	-
8	-	14.63	14.01	-	-	0.85	0.61	0.75	1.23	0.90	0.43	-
9	-	15.41	-	-	-	2.09	-	1.46	2.78	-	-	-
10	-	15.18	-	-	-	1.11	-	0.92	1.72	-	-	-
3'	-	-	14.38	-	-	-	-	-	-	1.30	0.47	(B5V) _F **

* Coordenadas tomadas del SkyView Virtual Observatory.

** No es la estrella ionizante.

_G Georgelin *et al.* (1973)

_L Lahulla (1985)

_F Forbes (1989)

4.2. La Región Sh2-187

Sh2-187 es una pequeña región HII localizada en el brazo de Orión de nuestra galaxia. Su aspecto es casi circular, con un diámetro de 9', tiene un núcleo brillante de cerca de 1', con una masa de $7 M_{\odot}$, y está parcialmente envuelta por una nube de hidrógeno neutro de $70 M_{\odot}$ con un tamaño mayor a 0.8 pc, de acuerdo a Joncas *et al.* (1992).

Estudiando la línea de recombinación H109 α , Rossano (1978) encontró una temperatura de 6200 ± 1200 °K para esta región. Apoyando este trabajo con información previa tomada en el continuo de 6 cm, determinó que Sh2-187 es una región caliente localizada a una distancia cinemática de 1 kpc. Además, Rossano encontró que la densidad de electrones de esta región es de 67 partículas/cm³, aumentando por un factor de 10 en el núcleo, cuya masa es de $0.1 M_{\odot}$. Por los parámetros determinados, Rossano propone que una estrella del tipo B0.5 es la que está ionizando la nube.

Joncas *et al.* (1992) mediante interferogramas midieron la velocidad de 192 puntos en Sh2-187 y el resultado fue $V_{lsr} = -17.8 \pm 0.9$ km/s. Con ello estimaron la edad de la región HII en 2×10^5 años. Además, hicieron fotometría V, R e I de las estrellas A, C, D, E y F (Fig. 4.2), con lo que estiman que la estrella ionizante es de tipo B0 y posiblemente sea la estrella E. Aunque también está la posibilidad de que la ionización sea producida por un cúmulo estelar, que en conjunto contribuya con los fotones ionizantes necesarios para ese tipo espectral.

Sh2-187 es una región joven y activa en la formación estelar. Zavagno *et al.* (1994), usando espectroscopía de alta resolución, descubrieron que la estrella 20 de la figura 4.2 es un objeto estelar con fuerte emisión H $_{\alpha}$, localizada en los bordes de la región HII. Este objeto es una estrella que aún no cae a la secuencia principal, probablemente una estrella Herbig Be tardía o una estrella Ae temprana. Además, ellos hicieron fotometría de todas las estrellas de la figura 4.2, obteniendo que la estrella ionizante de la región HII Sh2-187 sea, probablemente, la estrella C, y debería tener un tipo espectral B1V.

Rusell *et al.* (2007) trabajaron, fotométrica y espectroscópicamente, con 23 estrellas de diferentes regiones ionizadas, incluyendo Sh2-187, pero su objetivo no era clasificarlas, sino determinar a qué distancia se encuentran, para estudiar el movimiento de rotación

del los brazos de Perseo y del Cisne de nuestra galaxia. Ellos observaron 3 estrellas de Sh2-187, pero sólo clasificaron la E como B2.5V. Usando los datos fotométricos, determinaron que Sh2-187 tiene una extinción en el visible de 4.78 mag y se encuentra a una distancia de 1.44 ± 0.26 kpc, precisando el valor obtenido por Joncas *et al.* (1992).

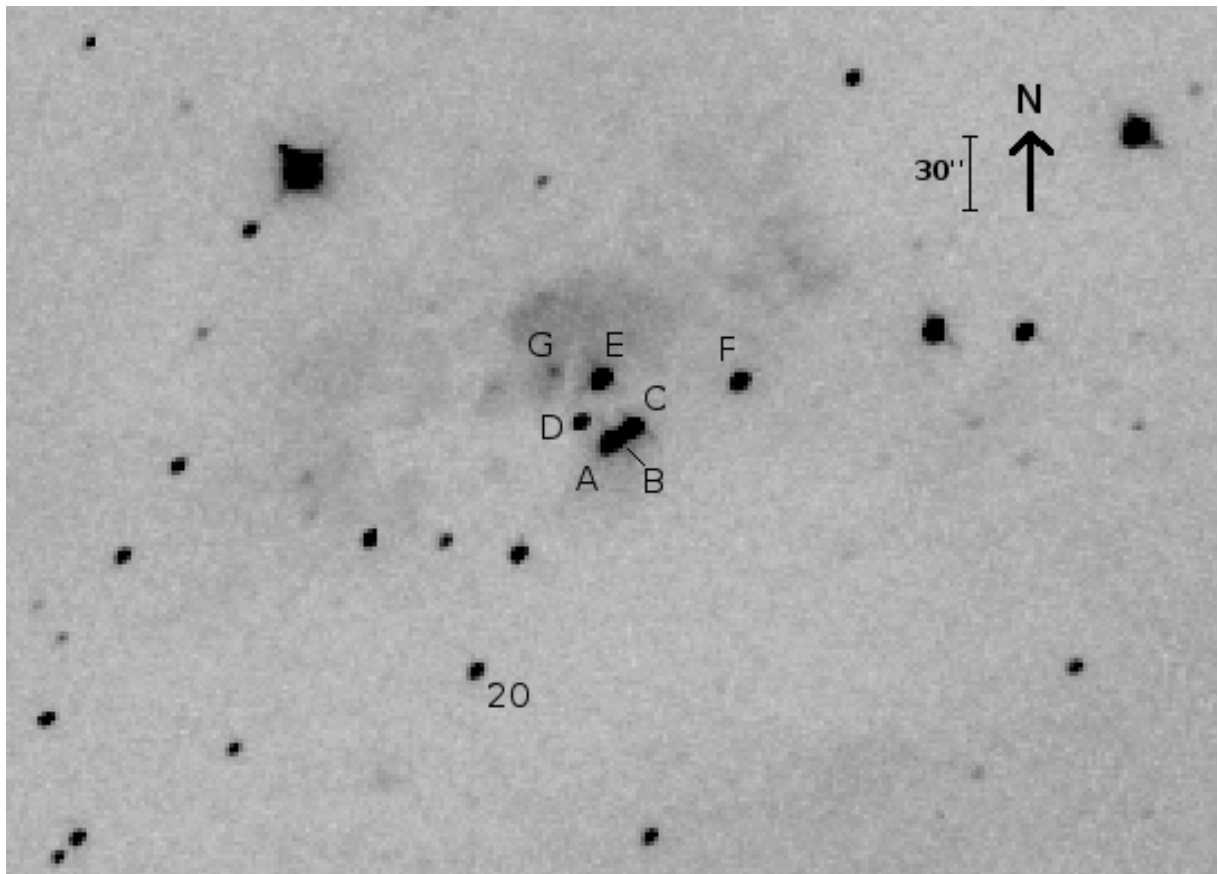


Figura 4.2: Sh2-187 tomada con el filtro [SII]6717, resultado de la combinación de 4 imágenes con 1200s de exposición cada una.

Las tablas 4.1 y 4.2 resumen la información de mayor importancia sobre las regiones ionizadas en estudio que resulta relevante para nuestro trabajo.

Tabla 4.2: Información obtenida de la literatura sobre algunas estrellas de Sh2-187

Estrella	α_{J2000}^* (01 ^h)	δ_{J2000}^* (+61°)	Joncas <i>et al.</i> (1992)	Zavagno <i>et al.</i> (1994)	Russeil <i>et al.</i> (2007)
A	23' 06.77"	51' 20.8"	7	13	-
B	23' 06.26"	51' 25.6"	-	12	-
C	23' 05.07"	51' 30.4"	6	11	-
D	23' 08.63"	51' 35.2"	5	10	2
E	23' 07.27"	51' 52.0"	4	7	1
F	22' 58.28"	51' 59.7"	3	8	-
G	23' 09.99"	51' 59.2"	-	6	-
20	23' 12.70"	50' 34.8"	11	20	-

Estrella	V_J	V_Z	V_R	(B-V) _J	(V-R) _J	(V-R) _Z	(V-I) _Z	(B-V) _R	(B-V) _R	Tipo espectral
A	14.61	14.64	-	1.46	0.85	0.90	1.97	-	-	(B2.5V) _R
B	-	13.75	-	-	-	0.92	1.92	-	-	-
C	13.69	13.51	-	1.46	0.98	1.15	2.39	-	-	(B1V) _Z **
D	15.64	15.70	-	1.57	0.93	1.05	2.21	-	-	-
E	13.64	13.74	13.570	1.24	0.60	0.71	1.48	1.236	0.254	(B0) _J **
F	13.81	13.86	-	0.85	0.36	0.34	0.71	-	-	-
G	-	18.43	-	-	-	1.18	2.29	-	-	-
20	15.90	15.82	-	1.78	1.24	1.28	2.56	-	-	-

* Coordenadas tomadas del SkyView Virtual Observatory.

** Es probable que ese sea su tipo espectral.

J Joncas *et al.* (1992)

Z Zavagno *et al.* (1994)

R Russeil *et al.* (2007)

Capítulo 5

Obtención y Reducción de los Datos

“Las teorías se pueden derrumbar, pero las buenas observaciones nunca se desvanecen”

Harlow Shapley

Como se vió en el capítulo anterior, aunque Sh2-90 y Sh2-187 han sido estudiadas por varios autores, sigue sin conocerse cuáles son las estrellas que las excitan, principalmente porque la espectroscopía hasta ahora publicada es insuficiente. Por esa razón decididimos estudiarlas desde este punto de vista.

Los datos con los que trabajamos fueron obtenidos en dos temporadas de observación, usando los telescopios ópticos de 2.1 m y 84 cm del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Martir, dependiente de la Universidad Nacional Autónoma de México, administrado a través del Instituto de Astronomía. Para obtenerlos aplicamos las técnicas de imagen directa, fotometría y espectroscopía. En este capítulo detallamos el uso de estas técnicas y el ojetivo con las que fueron usadas.

Una vez que se otorgaron las temporadas de observación, una en octubre y la otra en diciembre de 2011, planeamos qué objetos estelares estudiar. Seleccionamos las regiones ionizadas Sh2-90 y Sh2-187 porque en su región central muestran un grupo de estrellas con forma de trapecio, similar al que presenta la conocida nebulosa de Orión, lo que hace pensar que son estrellas juvenes y calientes que están ionizando esas dos regiones.

Debido al alto costo de una noche de observación y a lo sofisticado del equipo, así como

a lo corto de las temporadas asignadas, es importante tener información precisa sobre las regiones que se van a observar, lo que implica contar con mapas que permitan identificar con facilidad las estrellas que se observarán y tener toda la información posible sobre las regiones.

Las coordenadas astronómicas ecuatoriales¹ de la región Sh2-90 o LBN 144, son: $\alpha_{2000} = 19^h 49^m 14.72^s$, $\delta_{2000} = 26^\circ 51' 13.3''$. Se localiza en dirección de la constelación de Vulpecula, entre las estrellas Deneb y Altair, justo sobre la mancha de la Vía Láctea. El gas ionizado abarca en el cielo un campo de $8' \times 3'$, pero es necesario tomar imágenes de un campo más amplio para ver las regiones oscurecidas por el polvo. Un campo de $20'$ cuadrados es adecuado para nuestros fines.

Sh2-187, también conocida como LBN 630, se localiza en la constelación de Cassiopeia. Tiene por coordenadas: $\alpha_{2000} = 01^h 23^m 10.71^s$, $\delta_{2000} = 61^\circ 51' 50.8''$. En un campo de $15'$ cuadrados se abarca la región ionizada y parte de la nube molecular asociada. De esta región, al igual que para Sh2-90, no encontramos en la literatura las magnitudes aparentes de sus estrellas, que nos ayudarían para estimar los tiempos de exposición que hay que dar para obtener las imágenes.

5.1. Imagen Directa

La temporada de observación durante la cual hicimos imagen directa fue del 10 al 13 de octubre de 2011. Durante estas tres noches trabajamos con el telescopio reflector de 84cm de diámetro, con el instrumento SOPHIA (Sistema Óptico para Hacer Imágenes Amplias), con el detector CCD SITE4, con el sistema de filtros nebulares galácticos de banda angosta y con los filtros del sistema de Jonhson, que son de banda ancha.

El telescopio de 84cm tiene un diseño tipo Ritchey-Chretien, sus espejos principal y secundario tienen forma hiperbólica. El espejo principal fue diseñado y pulido por per-

¹*Sistema de coordenadas utilizado para localizar objetos astronómicos. La coordenada declinación (δ) mide el ángulo (en grados) que forma la posición del cuerpo respecto al ecuador celeste (proyección del ecuador terrestre sobre la bóveda celeste). La coordenada ascensión recta (α) indica el ángulo (en horas) que se forma respecto al equinoccio de primavera (intersección del plano ecuatorial con el plano de la eclíptica).*

sonal del Instituto de Astronomía de la UNAM. La razón focal del espejo secundario es $f/15$. La montura sobre la cual está el telescopio es de tipo ecuatorial. Este telescopio está a una altura de 2,790 msnm y se encuentra en el OAN-SPM desde 1972 (ver Fig. 5.1).

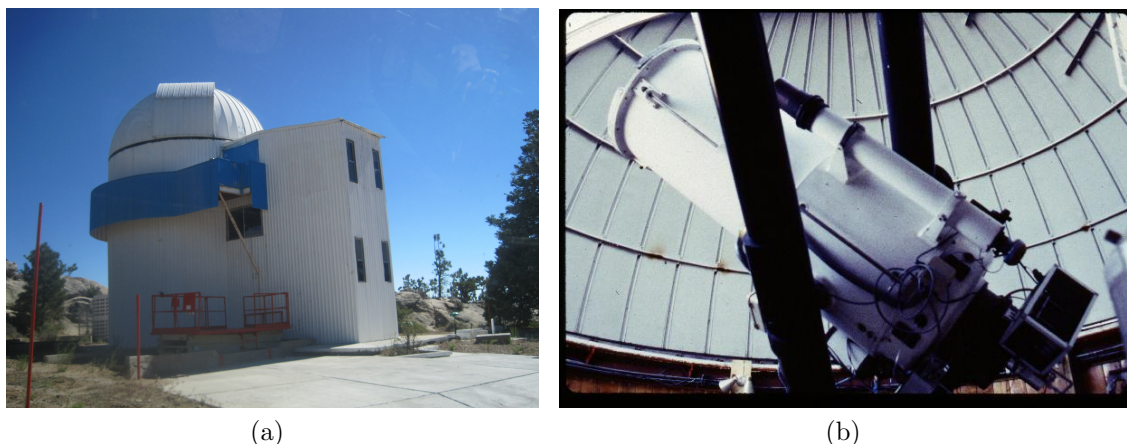


Figura 5.1: Telescopio de 84cm del OAN-SPM. a) Edificio del telescopio; tiene tres niveles. Sobresale la cúpula del telescopio. b) Telescopio reflector tipo Ritchey-Chretien. Se aprecian sus telescopios buscadores.

Del sistema de filtros nebulares galácticos utilizamos sólo tres: $[\text{OIII}]\lambda 5007$, H_α y $[\text{SII}]\lambda 6717$. Estos filtros se caracterizan por ser angostos, con un ancho de banda $\leq 50 \text{ \AA}$, y estar centrados en las principales líneas de emisión de objetos nebulares. En la tabla 5.1 aparecen las características principales de estos filtros.

Filtros Nebulares Galácticos. Serie I		
Línea	λ_{central} (Å)	Ancho (Å)
$[\text{OIII}]\lambda 5007$	5016	51
H_α	6564	11
$[\text{SII}]\lambda 6717$	6717	10

Tabla 5.1: Características principales de los filtros usados en la imagen directa.

Es importante mencionar que, principalmente, esta temporada fue otorgada para hacer arreglos técnicos en el instrumento SOPHIA, en las llamadas noches de ingeniería, por lo que no nos fue posible obtener imágenes en más filtros, lo que ocasionó que la obtención de los datos, y por tanto, su reducción, fuera más complicada.

Del objeto Sh2-90 tomamos 5 imágenes en H_α con un tiempo de exposición de 600s cada una, 5 en $[SII]\lambda 6717$ con tiempos de exposición de 1200s cada una y 7 en $[OIII]\lambda 5007$ de 600s de exposición cada una. De Sh2-187 obtuvimos 6 imágenes en H_α con exposiciones de 600s cada una, 7 en $[OIII]\lambda 5007$ con 300s de exposición cada una y 4 en $[SII]\lambda 6717$ de 1200s de exposición cada una. A estos datos se les conoce como imágenes objeto (ver Fig. 5.2).

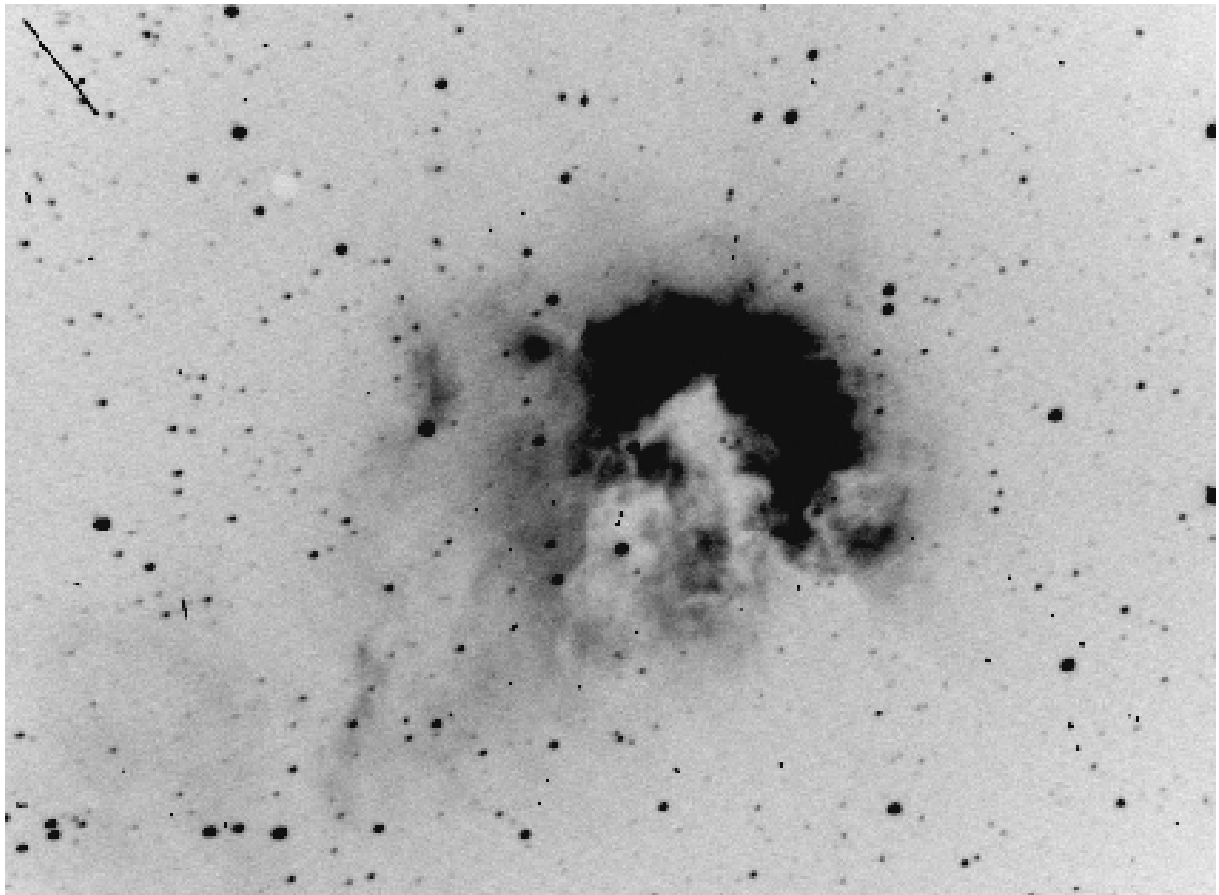


Figura 5.2: Región Sh2-90 tomada con el filtro H_α con tiempo de exposición de 600s. Ésta es un ejemplo de una imagen objeto antes de reducir. En la esquina superior izquierda vemos claramente la traza dejada por un rayo cósmico muy energético.

Al tomar estas imágenes, el detector no sólo almacena la información de los objetos de interés, sino que también está presente la contaminación lumínica, los rayos cósmicos, la distorsión de la señal debido a nuestra atmósfera, el ruido electrónico propio del detector por la temperatura a la que está (-110°C), las imperfecciones y lo sucio que estén los filtros, espejos del telescopios y CCD, etc. Para eliminar esta información no deseada, se

hace todo un proceso de reducción de datos. Para ello, a parte de las imágenes objeto, tomamos una cantidad considerable de imágenes bias y flat.

Los bias son imágenes que, prácticamente, tienen tiempo de exposición de 0s y nos sirven para eliminar el ruido térmico del detector. La figura 5.3 es un ejemplo de bias. Los flats se utilizan para restar lo sucio de los instrumentos utilizados y para corregir las diferencias de sensibilidad del CCD, e.g en las imágenes objeto aparece proyectado el diafragma del CCD a la hora que se abre, lo cual se corrige con los flats (ver Fig. 5.4). Los flats tienen tiempos de exposición de unos cuantos segundos y se toman apuntando el telescopio hacia una fuente de luz uniforme, preferentemente hacia la dirección este del cielo al atardecer o hacia el oeste al amanecer. Al momento de tomar los flats es importante mover un poco el telescopio para que si hay alguna irregularidad en nuestra fuente homogénea, atenuarla cuando saquemos el flat promedio.

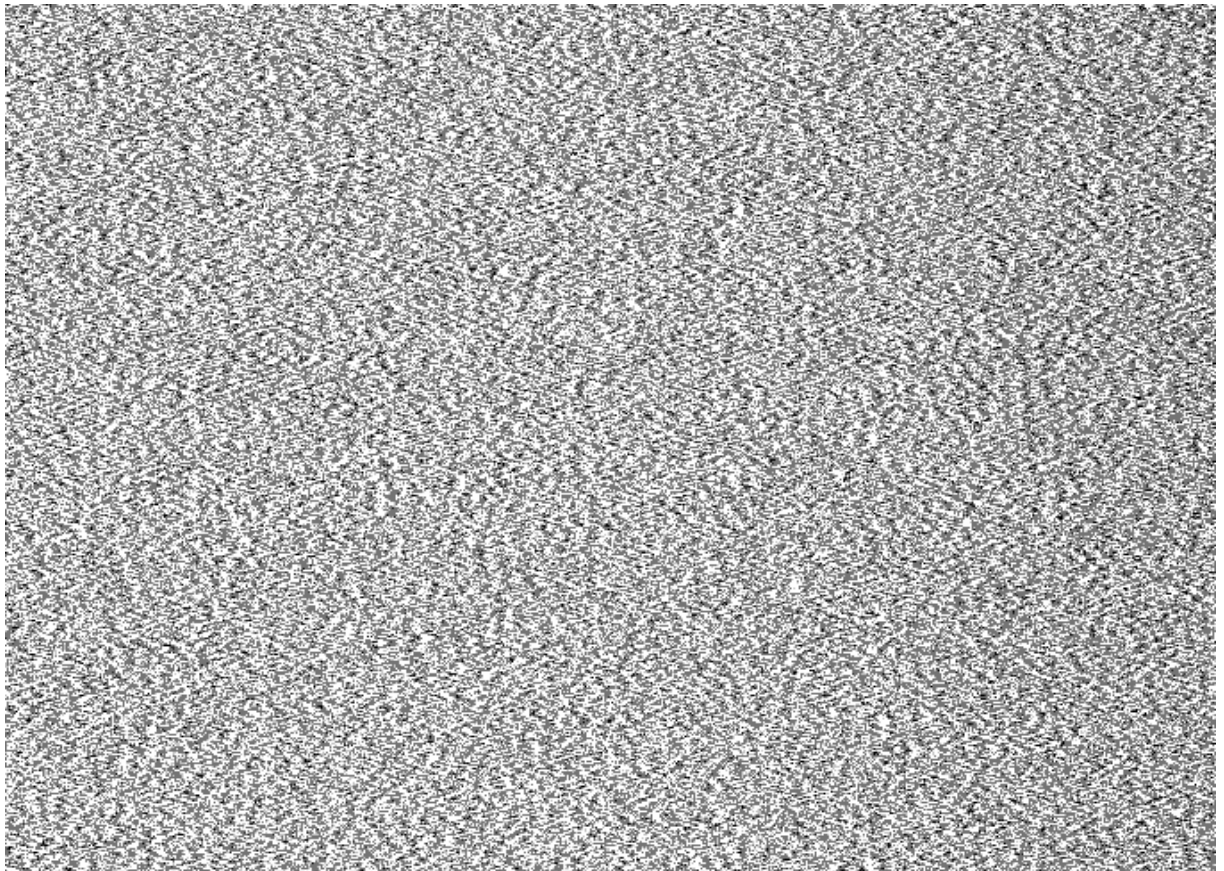


Figura 5.3: *Bias promedio que se utilizó en la reducción de los datos.*

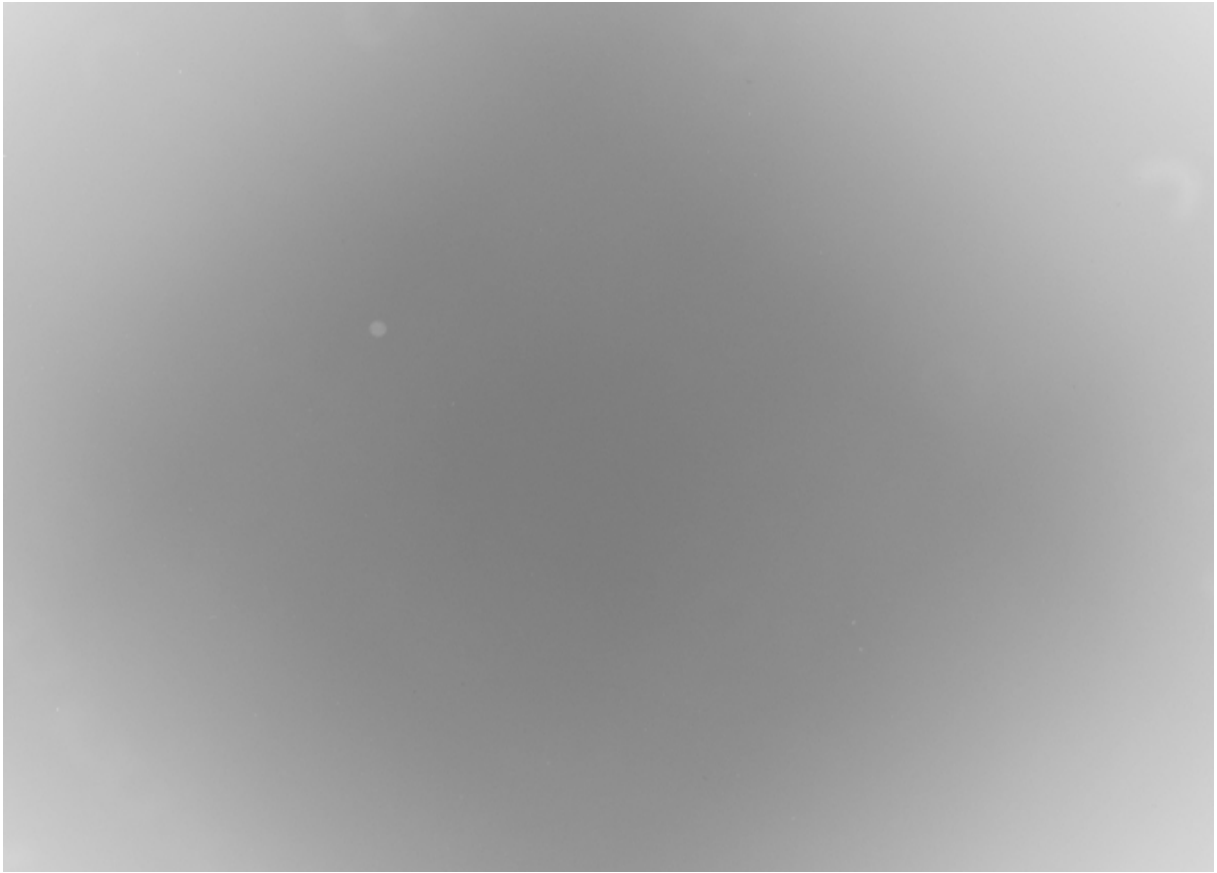


Figura 5.4: Ejemplo de imagen flat tomada con el filtro H_{α} con un tiempo de exposición de 5s. Se aprecian manchas debidas a lo sucio y al reflejo de los instrumentos. También se observa la proyección del diafragma a la hora de la apertura del CCD.

Para el proceso de reducción de datos utilizamos el programa IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), soportado por la National Optical Astronomy Observatories (NOAO) en Tucson, Arizona. También utilizamos la aplicación SAOImage DS9 para visualizar las imágenes astronómicas.

Lo primero que hicimos para reducir nuestros datos fue quitarle el bias a las imágenes objeto y flat, utilizando la tarea **imarith**. Para ello sacamos el bias medio y se lo restamos a cada una de las imágenes. En seguida, con ayuda de la tarea **cosmicrays**, les extraemos los rayos cósmicos a las imágenes. En algunas imágenes con tiempos de exposición mayor a 300s, cayeron rayos cósmicos muy energéticos que no quitó cosmicrays, entonces, los limpiamos individualmente con la tarea **imedit** (ver Fig. 5.5). Precisamente para evitar estos rayos cósmicos decidimos tomar varias imágenes de un mismo objetos en vez de tomar una sólo con el tiempo de exposición equivalente a la suma de las demás. A parte,

se hace esto para evitar que el CCD se sature.

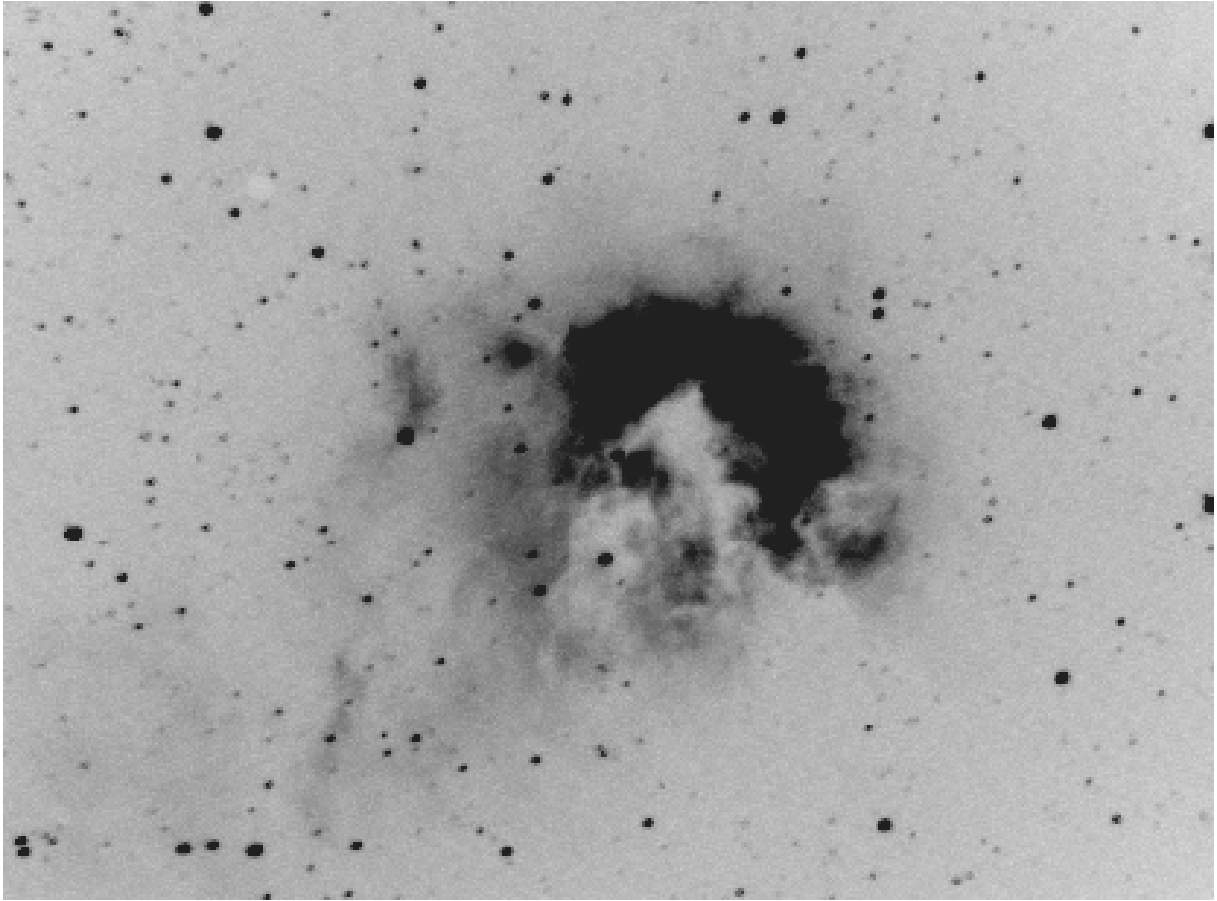


Figura 5.5: Imagen de Sh2-90 en el filtro H_{α} después de quitarle el bias y los rayos cósmicos.

A la hora de tomar los flats es importante registrar el filtro que se utilizó, a diferencia de los bias. Aclarado lo anterior, identificamos el flat correspondiente a cada imagen objeto para dividirlo entre cada una en el proceso de aplanado. Al trabajar con los flats, primero los normalizamos a uno, con la tarea **normflat**, para que no alteren la información de la imagen. En la figura 5.6 vemos un ejemplo de imagen aplanada. Aquí termina el proceso de reducción y tenemos los datos listos para analizarlos. Aunque éste pareciera muy automatizado, requiere de la inspección directa de cada imagen obtenida, ya que cada una presenta diferentes aspectos, lo que hace que el trabajo de reducción no sea un simple acto repetitivo y mecánico, requiere de experiencia y tiempo.

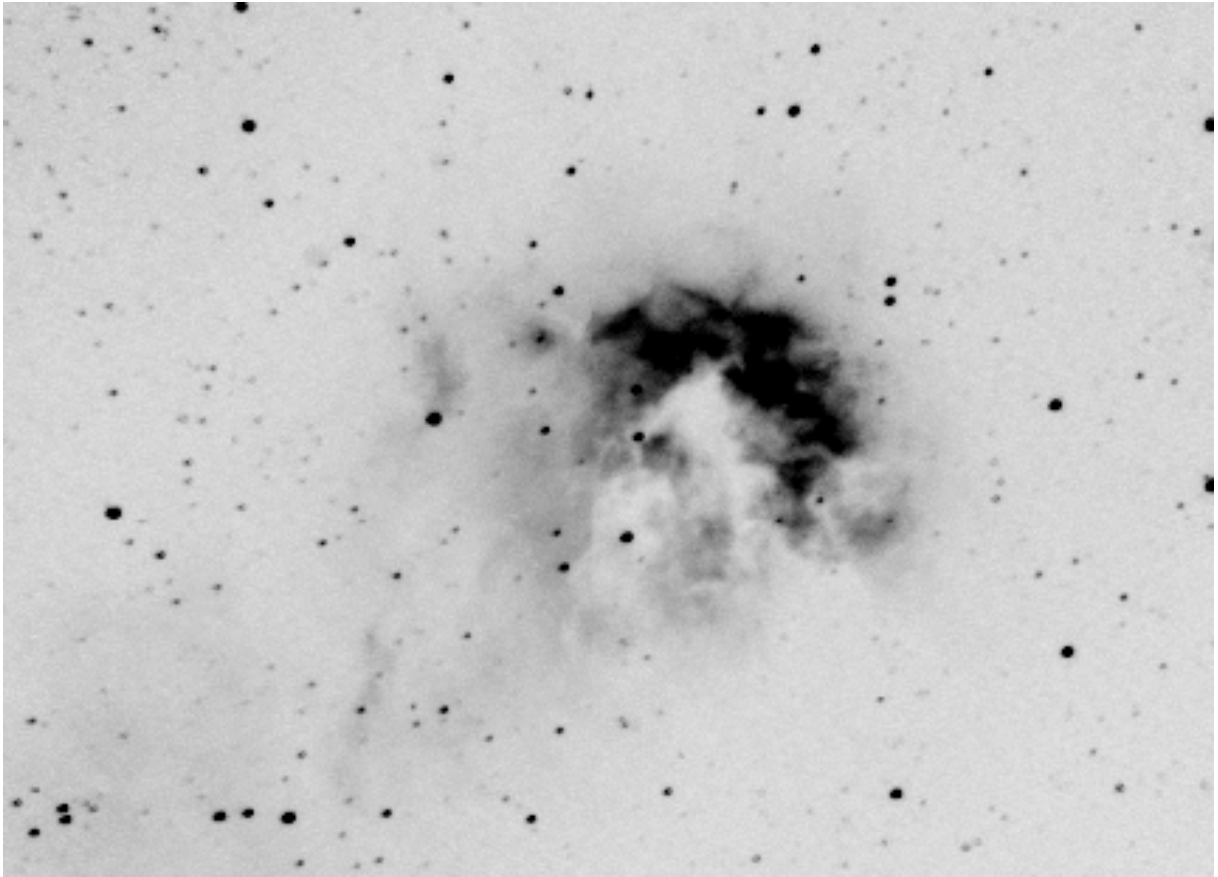
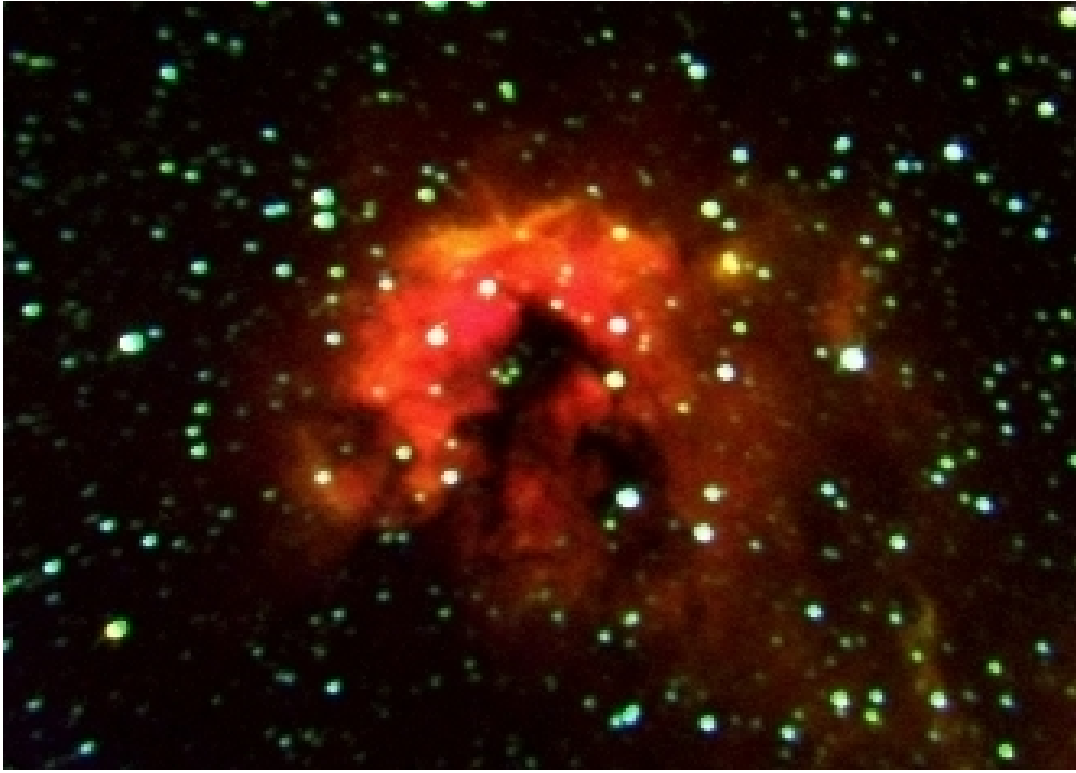
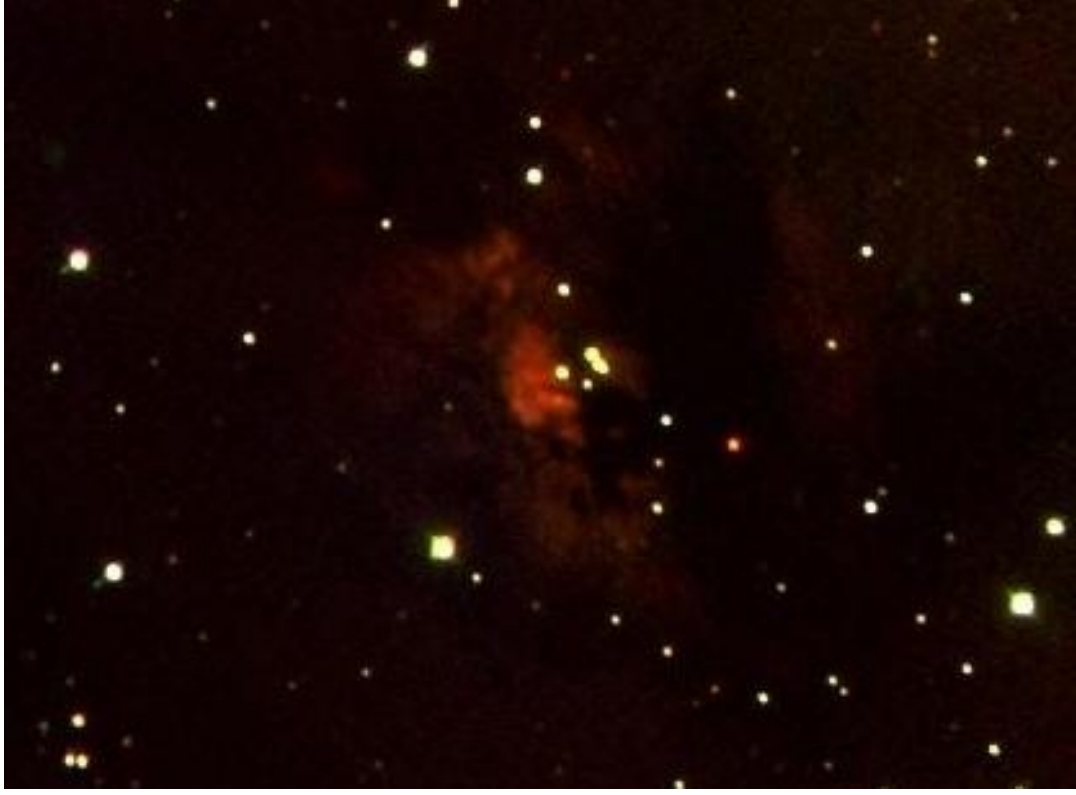


Figura 5.6: *Imagen final de Sh2-90 en H_{α} después de la reducción.*

Trabajando con las imágenes aplanadas de cada región, mezclamos la información tomada en los tres filtros angostos para obtener una imagen a color llamada RGB. En estas imágenes cada color primario representa ciertas emisiones de la nebulosa. En nuestro caso, el color rojo representa H_{α} , el verde $[SII]\lambda 6717$ y el azul $[OIII]\lambda 5007$ (ver Fig. 5.7).



(a)



(b)

Figura 5.7: RGB's obtenidos para nuestras dos regiones HII. La emisión H_{α} es representada por el color rojo, $[SII]\lambda 6717$ por el verde y $[OIII]\lambda 5007$ por el azul. En la zona centro de las dos imágenes aparecen regiones oscurecidas por el polvo. a) RGB de Sh2-90. Los tiempos de exposición son: 50min para la imagen de H_{α} , 100min para la imagen en $[SII]\lambda 6717$ y 70min para la imagen en $[OIII]\lambda 5007$. b) RGB de Sh2-187. Los tiempos de exposición son: 60min para la imagen de H_{α} , 35min para la imagen en $[SII]\lambda 6717$ y 80min para la imagen en $[OIII]\lambda 5007$.

5.2. Fotometría

La misma temporada que trabajamos la técnica de imagen directa también tomamos las imágenes para hacer fotometría. En la obtención y reducción de datos estas dos técnicas son muy similares, la diferencia está en los filtros que utilizamos en ellas. En cuanto al análisis de los datos, las diferencias son más notorias. Para la fotometría trabajamos con los filtros anchos UBVR I del sistema fotométrico de Jonhson, los cuales enfatizan la información proveniente de las estrellas. En la tabla 5.2 mostramos las características más importantes de estos filtros.

Banda	$\lambda_{central}$ (Å)	Ancho (Å)
U	3600	1100
B	4470	2000
V	5560	1500
R	6400	1350
I	7900	1650

Tabla 5.2: Principales características de los filtros anchos que usamos en la fotometría.

A lo largo de estas tres noches obtuvimos los siguientes datos: de Sh2-90, 7 imágenes en el filtro R con tiempo de exposición de 120s cada una, 5 imágenes en I con exposiciones de 90s cada una, 5 imágenes en V de 120s de exposición cada una y 4 imágenes en U con exposiciones de 600s cada una, de Sh2-187 sólo 5 imágenes en R de 5s de exposición cada una. También tomamos bias y los respectivos flats. Como mencionamos antes, debido al trabajo de los ingenieros en SOPHIA, y por lo corto de la temporada, no nos fue posible obtener imágenes en los demás filtros. Para obtener estas imágenes trabajamos con el mismo telescopio y detector que para la imagen directa.

El proceso de reducción de estas imágenes fue el mismo que se explica en la sección de imagen directa. Antes de la reducción de estas imágenes, usando la tarea **imshift**, desplazamos las que tomamos en las noches dos y tres para que coincidieran con las estrellas de las imágenes de la primera noche, debido a efectos provocados por los ajustes técnicos en el instrumento. En la figura 5.8 mostramos una imagen reducida de la región Sh2-90 en el filtro R.

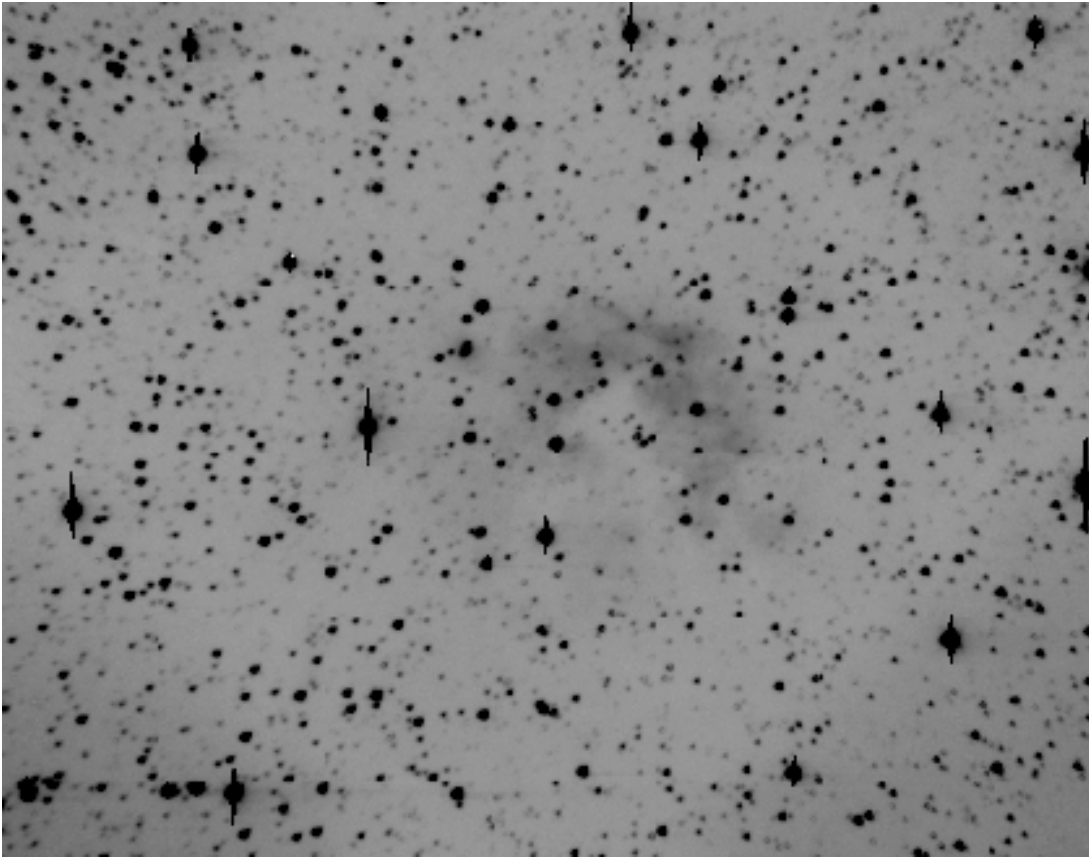


Figura 5.8: *Sh2-90* en el filtro *R* después de la reducción. En la parte del centro oscurecida (en esta imagen invertida, la zona más clara), se aprecian las estrellas que forman el trapecio en esta nebulosa.

Una vez aplanadas las imágenes, hicimos la fotometría. Lo primero fue marcar cada estrella, como se muestra en la figura 5.9. Después, centrándonos en cada estrella y usando la tarea **qphot**, les calculamos su magnitud. Como no contamos con alguna magnitud de referencia, la tarea **qphot** toma como cero la magnitud de referencia, por lo que las magnitudes que obtuvimos son instrumentales. Si conocemos la magnitud aparente² de alguna de las estrellas, es posible editar el valor del cero de referencia, calculando las magnitudes aparentes del resto. Una vez que calculamos las magnitudes en los diferentes filtros anchos, construimos los diagramas color-magnitud o diagramas H-R. Estos diagramas nos ayudan a encontrar la fase evolutiva de las estrellas (ver Fig. 5.10).

²Medida de qué tan brillante es una estrella. Entre más pequeño sea su número, más brillante es la estrella, incluso existen valores negativos, por ser una cantidad logarítmica.

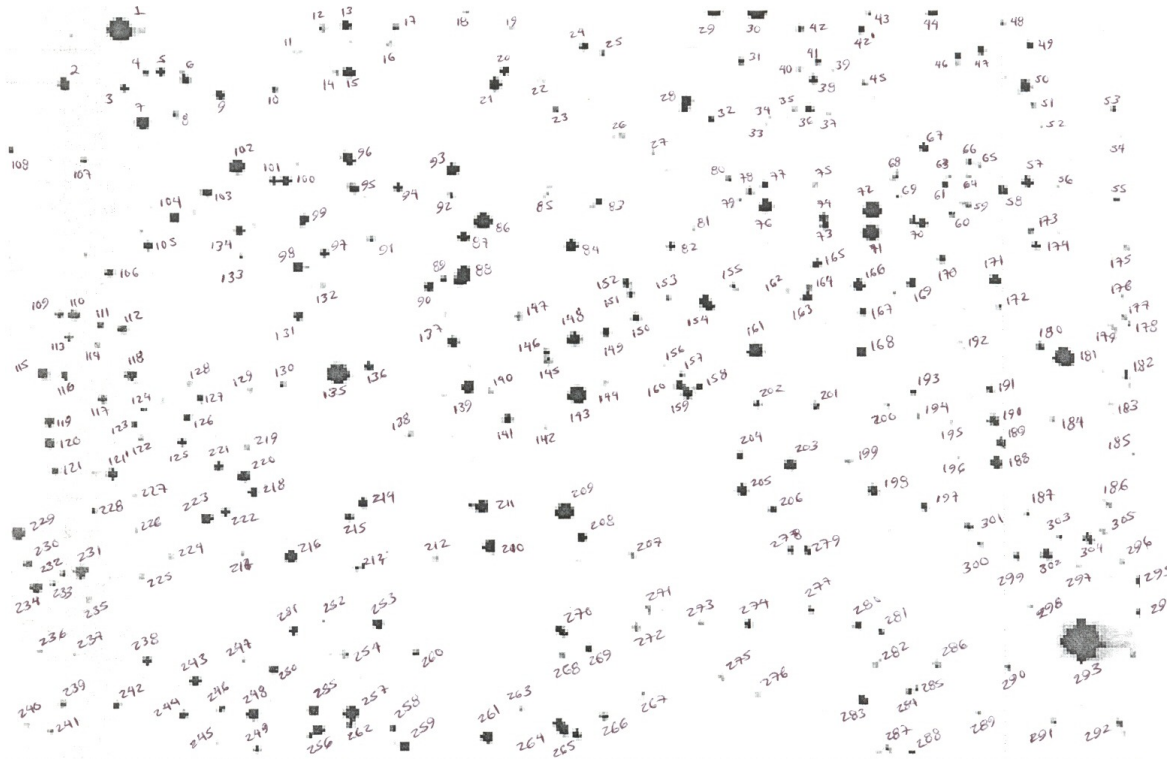


Figura 5.9: Estrellas de la región Sh2-90 tomada en el filtro I de las que hicimos fotometría.

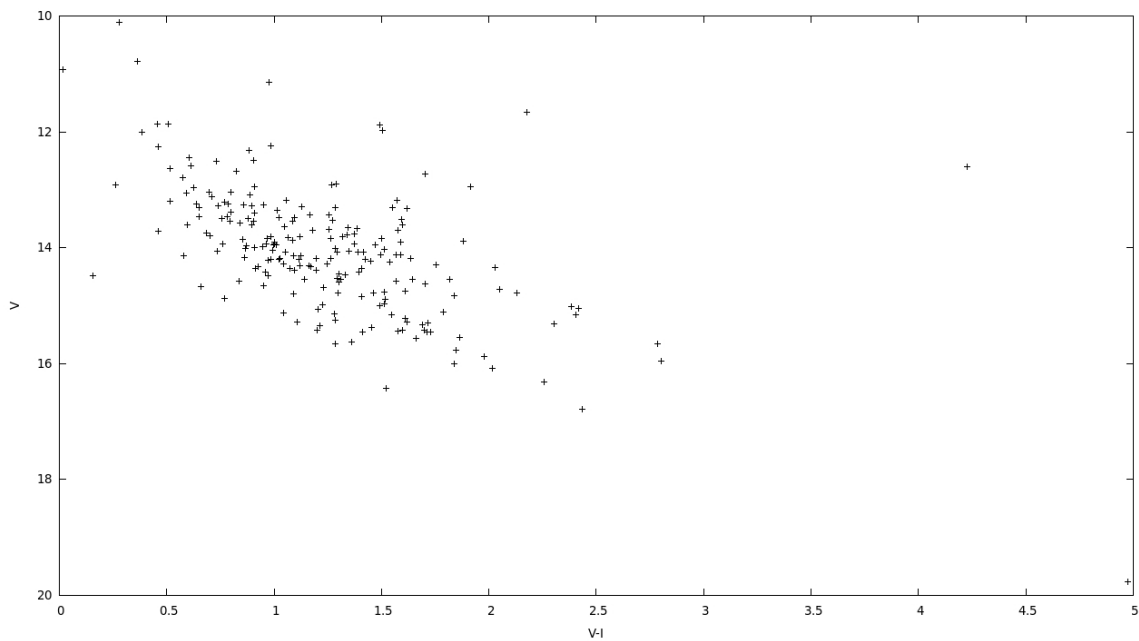


Figura 5.10: Diagrama color-magnitud de las estrellas de la región Sh2-90. La resta de la información en dos filtros distintos define a lo que llamamos color.

5.3. Espectroscopía

Los datos para hacer espectroscopía los obtuvimos durante la temporada del 5 al 9 de diciembre de 2011, trabajando con el telescopio reflector de 2.1m, con el espectrógrafo Boller & Chivens y con el detector CCD Marconi2.

El instrumento Boller & Chivens es un espectrógrafo clásico de resolución baja e intermedia. Al inicio tiene una rendija que alcanza un grosor mínimo de 150 micras, a través de la cual vemos un campo donde sólo aparecen las estrellas seleccionadas de los trapecios estelares que se observarán. Este espectrógrafo cuenta con una rejilla de dispersión de 600 líneas/mm para separar la luz que incide en ella. Es posible orientar esta rejilla a diferentes ángulos, dependiendo de la parte del espectro que se quiera analizar. En nuestro caso, buscamos centrar la emisión H_{α} , para lo cual, orientamos la rejilla a un ángulo de $11^{\circ} 10'$.

El telescopio de 2.12m es el mayor telescopio del OAN-SPM (ver Fig. 5.11). Fue construido entre 1974 y 1979 e inaugurado el 17 de septiembre 1979. El diseño es del tipo Ritchey-Chretien. Sus espejos secundarios tienen las siguientes razones focales: $f/7.5$, $f/13.5$ y $f/30$. Este telescopio se encuentra a una altura de 2,800 msnm, en las coordenadas: longitud = $115^{\circ} 27' 49''$ oeste y latitud = $31^{\circ} 02' 39''$ norte.

Durante estas cuatro noches tomamos espectros del trapecio de Sh2-90. Obtuvimos 3 espectros de la estrella A y 2 espectros de las estrellas B, C y D, con tiempos de exposición de 1800s cada uno. En la figura 5.12a aparece el trapecio de esta región con el nombre que le asignamos a cada una de sus estrellas. A lo largo de esta temporada obtuvimos los siguientes espectros de la región Sh2-187: 4 espectros de la estrella A, 3 espectros de las estrellas B, C, E, F y G, y 5 espectros de la estrella D, con exposiciones de 1800s cada uno. La figura 5.12b muestra esta región y el nombre con el que manejamos a las estrellas del trapecio y sus alrededores.

Además, tomamos espectros de las estrellas 10Lac, β CMI, δ Sex, 29Vul, η Leo, δ Gem, BC3881, μ UMa, π Leo, de las cuales se conoce su tipo espectral, y nos serán útiles en la clasificación de los espectros de Sh2-187 y Sh2-90. En la tabla 5.3 mostramos los datos, que para nuestros fines, son importantes.

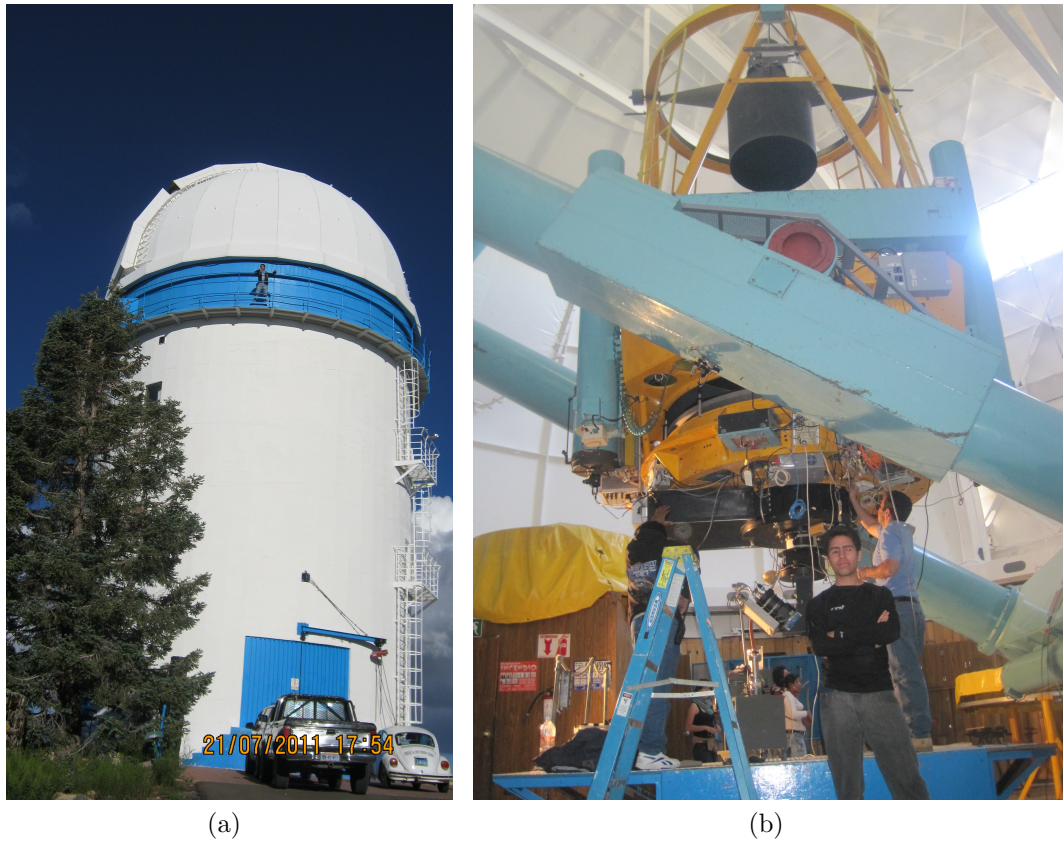


Figura 5.11: *Telescopio de 2.12m del OAN-SPM. a) Edificio que alberga al mayor telescopio de este observatorio. b) El telescopio es del tipo reflector con un diseño Ritchey-Chretien. Su montura es ecuatorial.*

Hicimos espectroscopía de las estrellas de los trapecios porque su configuración da indicios de su juventud por la fuerte atracción gravitacional que aún las mantiene unidas. Adicionalmente a los espectros, obtuvimos bias y flats en las cuatro noches para tener un buen promedio. A diferencia de la imagen directa y la fotometría, en espectroscopía los mismos flats sirven para aplanar todos los espectros. En esta técnica no basta con aplanar los espectros, tuvimos que calibrarlos en longitud de onda, i.e. pasar el espectro de pixeles a unidades de longitud; en nuestro caso, a angstroms (\AA), para lo que utilizamos un nuevo tipo de imágenes llamadas imágenes arco, conocidas también como espectros de comparación (ver Fig. 5.13). Para tomar estas comparaciones usamos la lámpara de calibración de CuHeArNe. En las imágenes arco es importante tomar una cada vez que el telescopio apunte hacia coordenadas distintas.

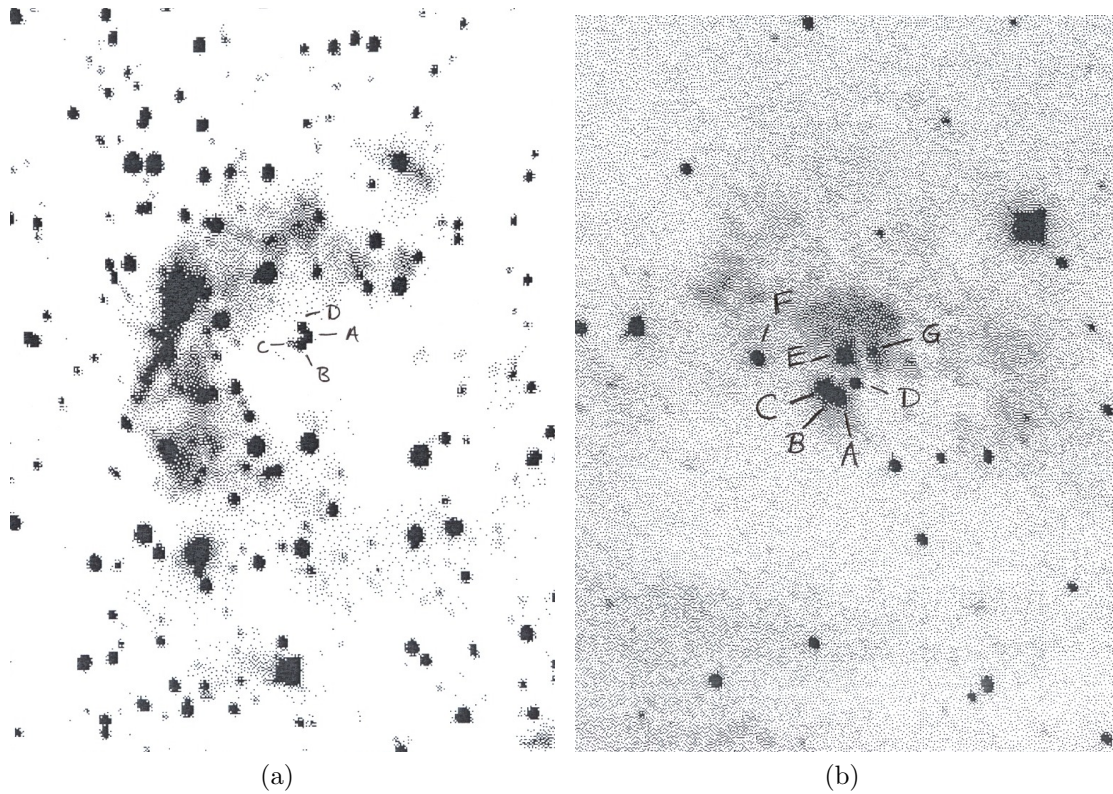


Figura 5.12: Trapecios de las regiones HII de interés. a) Estrellas de Sh2-90 de las cuales hicimos espectroscopía. b) Estrellas de Sh2-187 de las que obtuvimos espectros.

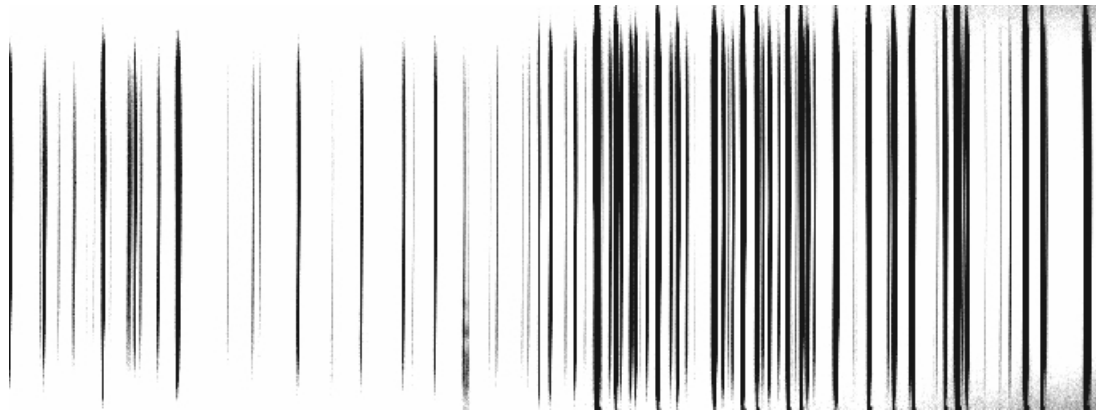


Figura 5.13: Imagen arco del espectro de la estrella A de la región Sh2-187.

El proceso de reducción, hasta aplanar los espectros, fue el mismo que para las dos técnicas anteriores (ver Fig. 5.14). Para calibrar los datos, lo primero fue extraer el espectro de la imagen aplanada, para ello utilizamos la tarea **apall** (ver Fig. 5.15). También aplicamos esta tarea a la respectiva comparación e identificamos las líneas usando la tarea **identify** basándonos en el espectro de comparación tomado con la misma lámpara

Tabla 5.3: Datos de la literatura sobre las estrellas estándares de las que tomamos sus espectros

Estrella	$\alpha_{2012,5}$	$\delta_{2012,5}$	Tipo Espectral
10Lac	22 ^h 39' 49.5"	39° 06' 52"	O9V
β CMi	07 ^h 27' 49.7"	08° 15' 48"	B8V
δ Sex	10 ^h 30' 06.8"	-02° 48' 12"	B9.5V
29Vul	20 ^h 39' 04.9"	21° 14' 44"	A0V
η Leo	10 ^h 08' 00.8"	16° 42' 05"	A0I
δ Gem	07 ^h 20' 52.1"	21° 57' 30"	F0V
BC3881	09 ^h 49' 23.4"	45° 57' 47"	G0.5V
μ UMa	10 ^h 23' 04.2"	41° 26' 10"	M0III
π Leo	10 ^h 00' 52.4"	07° 59' 02"	M2III

Información tomada del Astronomical Almanac for the Year 2012.

de calibración que nosotros de la base de datos del OAN-SPM, obteniendo la imagen de la figura 5.16. Teniendo esta imagen como referencia, y después de haber identificado con precisión algunas de las líneas más brillantes del espectro de comparación, usando las tareas **ccdredit** y **dispcor**, editamos los parámetros de nuestro espectro e hicimos el cambio de pixeles a angstroms, resultándonos la imagen de la figura 5.17, en la cual el espectro aparece normalizado a uno gracias al manejo de la tarea **normalize**.

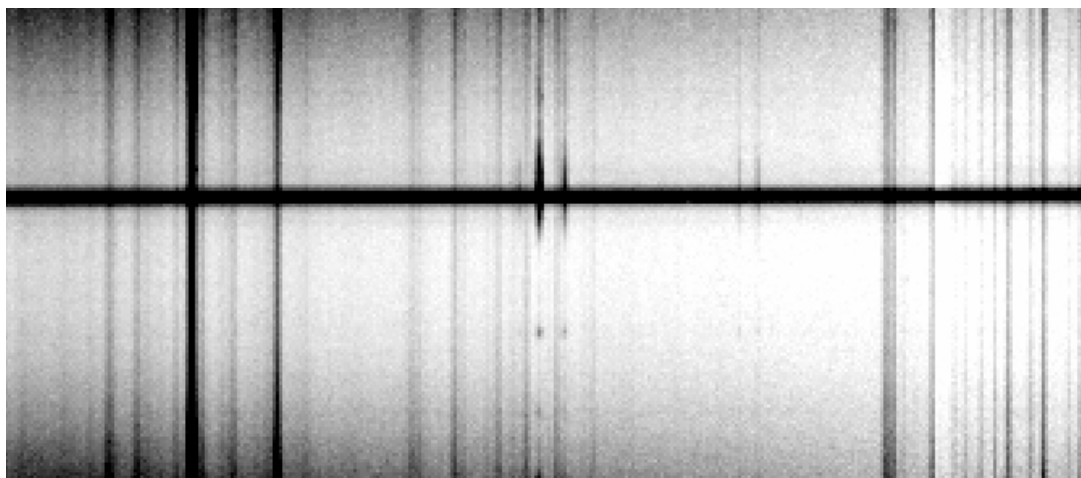


Figura 5.14: Espectro bidimensional de la estrella A de la región Sh2-187 ya aplanado. Aparecen muy intensas ciertas líneas de emisión de la atmósfera terrestre.

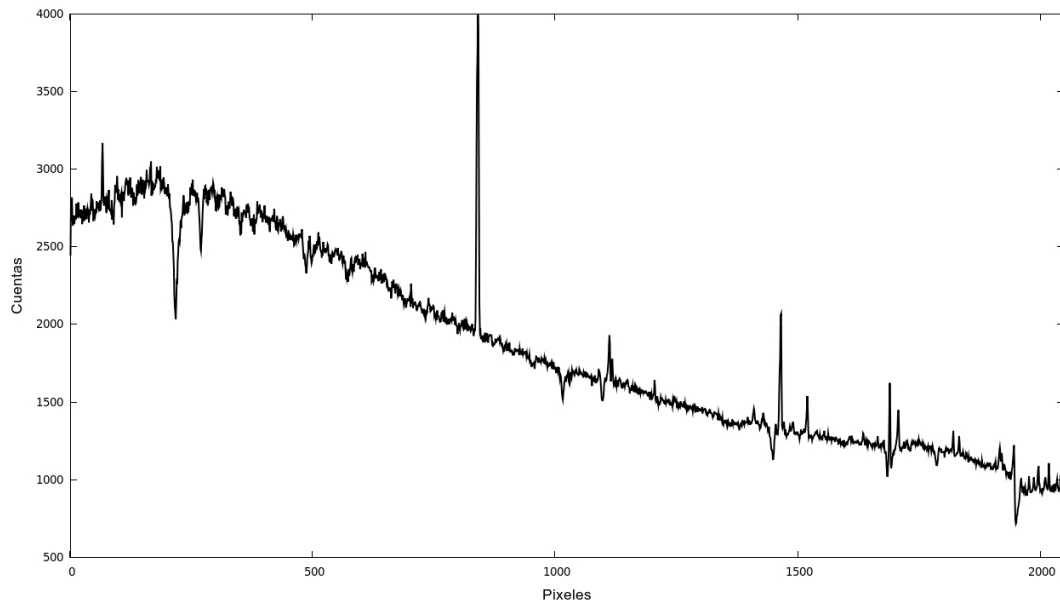


Figura 5.15: Espectro de la estrella A de Sh2-187 después de extraerlo. Las unidades hasta ahora son píxeles. Las cuentas nos indican la cantidad de fotones que detecta el CCD. Aproximadamente a más de 60000 cuentas se satura el detector CCD.

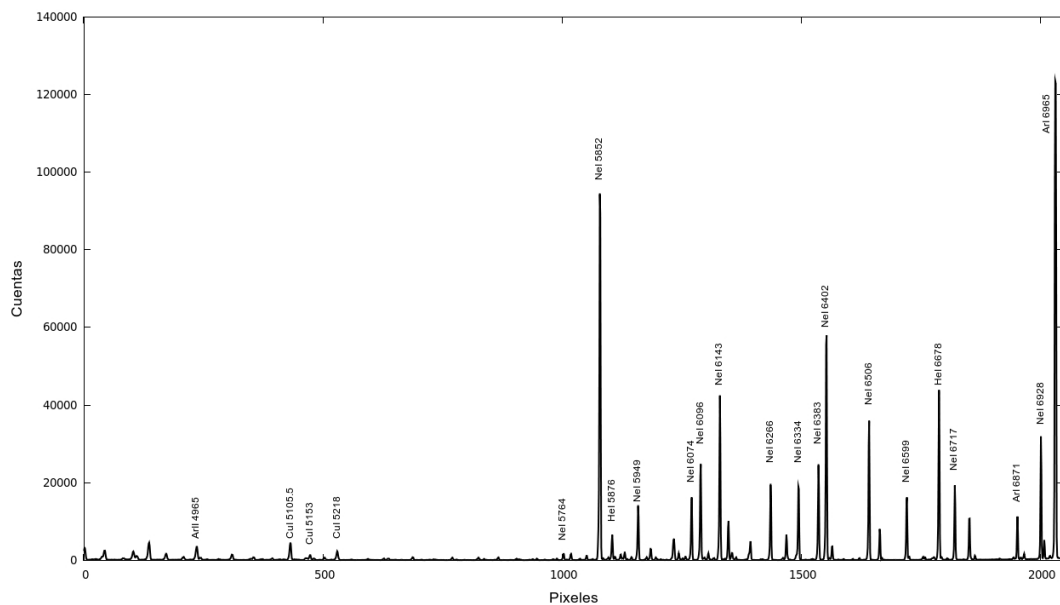


Figura 5.16: Imagen de comparación extraída para calibrar la estrella A de Sh2-187.

En el espectro de la figura 5.17 aparecen emisiones muy intensas causadas por nuestra atmósfera que impiden apreciar líneas débiles generadas en la estrella. Para eliminar esta información no deseada, de la base de datos del OAN-SPM conseguimos el espectro de las emisiones de la atmósfera terrestre en el mismo rango de longitudes de onda que estamos

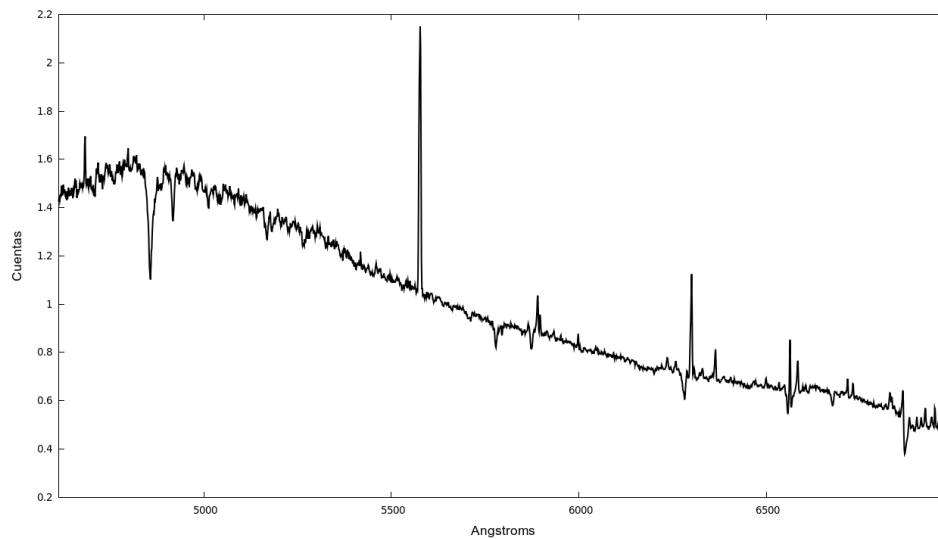


Figura 5.17: Espectro normalizado a uno de la estrella A de Sh2-187. La curva que se genera está determinada por la ley de Planck.

trabajando (ver Fig. 5.18). Teniendo identificadas estas emisiones, se las restamos a nuestro espectro, obteniendo la imagen de la figura 5.19. Si sólo nos interesan las emisiones y absorciones de nuestro espectro, usando la tarea **continuum**, ajustamos la mejor curva al espectro para restarle la radiación del continuo (ver Fig. 5.20).

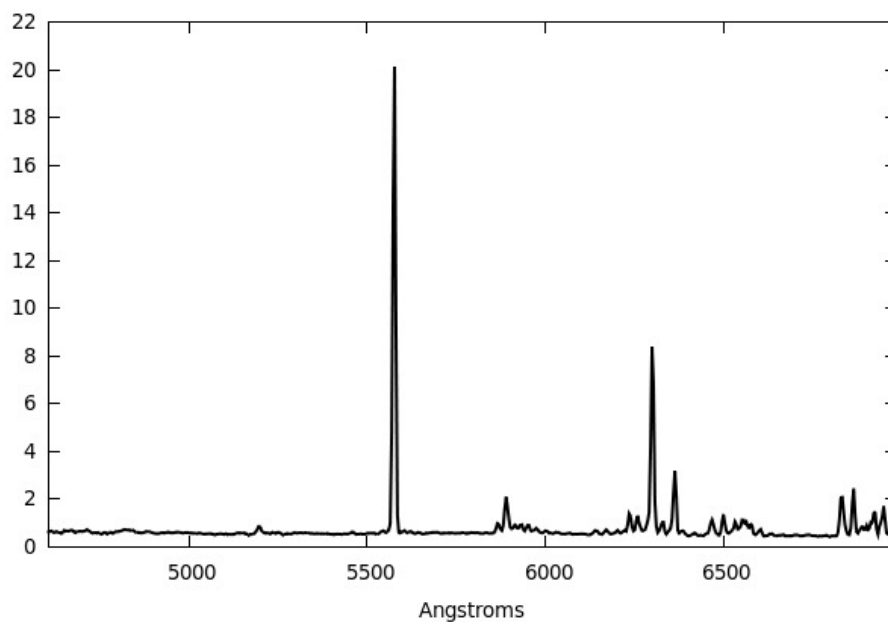


Figura 5.18: Espectro de la atmósfera terrestre normalizado a uno. La emisión más intensa está centrada en 5576 Å.

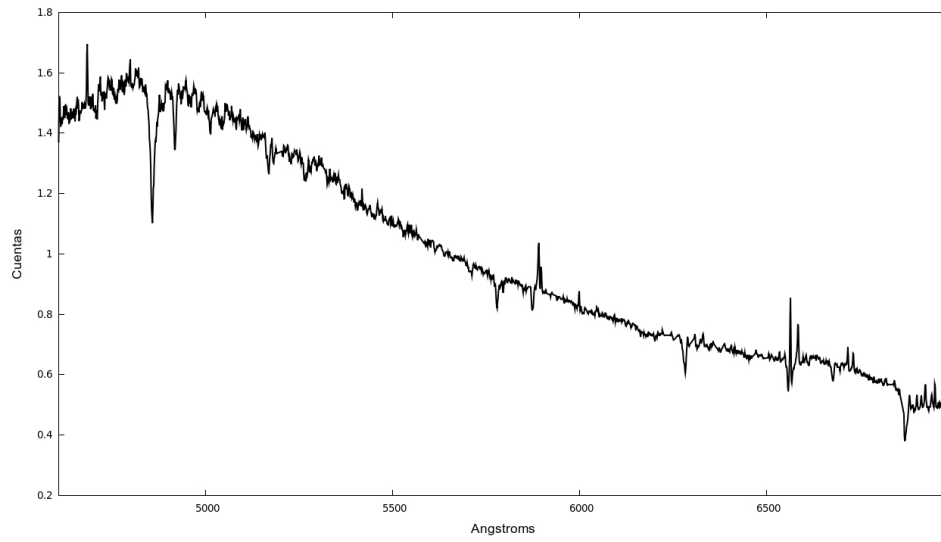


Figura 5.19: Espectro final de la estrella A de Sh2-187 después de quitar las líneas de emisión de la atmósfera terrestre.

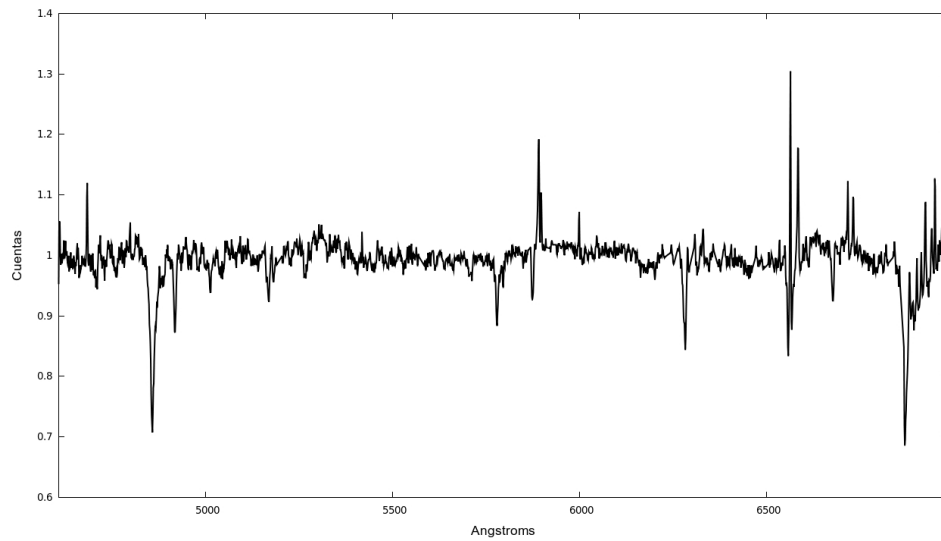


Figura 5.20: Espectro final de la estrella A de la región Sh2-187 después de restarle el continuo.

Resultados

*“Nuestros cuerpos están hechos
de las cenizas de estrellas que
murieron hace mucho tiempo”*

James Jean

6.1. Región Sh2-187

6.1.1. Espectroscopía

Una vez reducidos los espectros, identificamos las principales líneas de emisión y de absorción presentes en los espectros de esta región. Primero, medimos la longitud de onda en la que se encuentran dichas líneas. Posteriormente, encontramos a qué elemento químico y qué grado de ionización corresponden a las líneas medidas, para ello, utilizamos como referencia la clasificación espectral de Gray *et al.* (2009) y las tablas de Moore (1945), obteniendo la figura 6.1. Encontrar líneas identificadas en el rango de nuestros espectros ($\approx 4600 - 7000 \text{ \AA}$) fue una tarea complicada, debido a que la mayoría de la información se tiene en la parte azul del espectro, que es la zona a la que eran sensibles las placas fotográficas, originalmente utilizadas para establecer los sistemas de clasificación espectral de Harvard y el MK.

No todas las líneas que aparecen en nuestros espectros provienen de las estrellas mismas. Las emisiones $\text{NaI}\lambda\lambda 5890,5896$, $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548,6584$, $\text{H}\alpha 6563$ y $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731$ se originan en la nebulosa. Las conservamos para no perder el contexto del análisis de

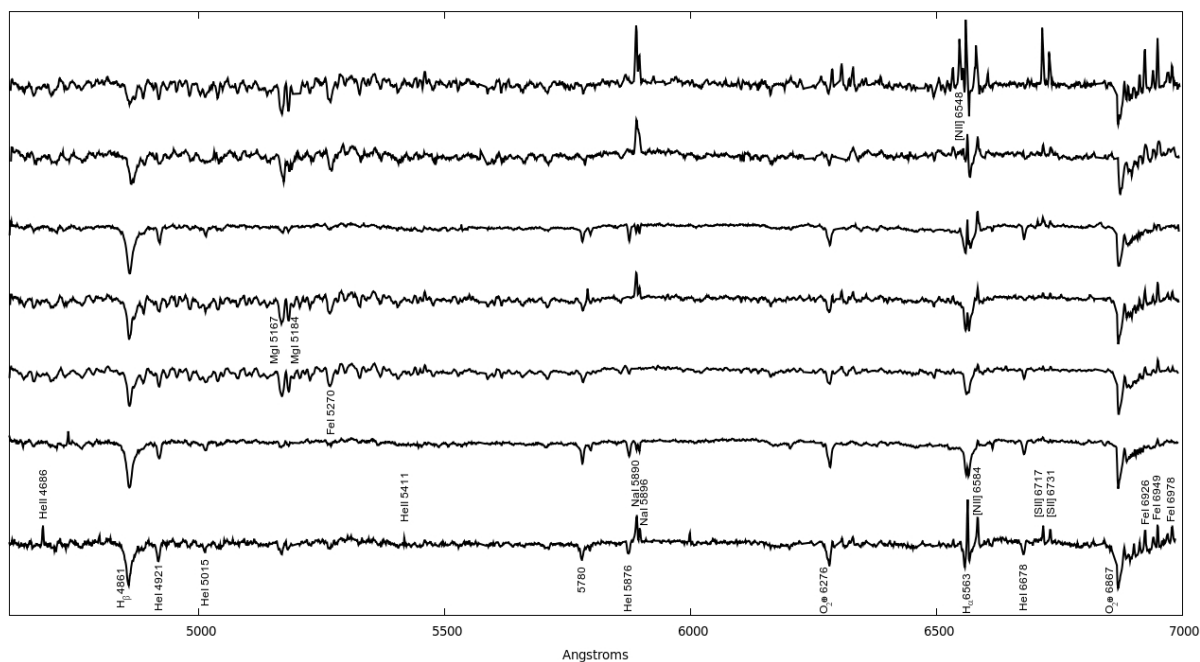


Figura 6.1: Espectros de las estrellas de Sh2-187. Identificamos las líneas más intensas, incluyendo las nebulares y las atmosféricas terrestres. El espectro de abajo corresponde a la estrella A y conforme vamos subiendo tenemos los espectros de las demás estrellas en orden alfabético, hasta llegar a la G.

estrellas ionizantes.

En todos los espectros están presentes en absorción las bandas moleculares $O_2 \oplus \lambda$ 6276 y $O_2 \oplus \lambda$ 6867, que se producen en la atmósfera terrestre y son llamadas líneas telúricas. El resto de las líneas identificadas son de origen estelar y se producen en las atmósferas de las mismas, a excepción de la situada en $\lambda = 5780 \text{ \AA}$, cuya procedencia hasta el momento no ha sido identificada, pero se asocia con el ISM, en particular, a las regiones ionizadas (Destree *et al.*, 2007). En la parte azul destaca la absorción de la serie de Balmer H_β 4861. En el otro extremo de los espectros, la línea H_α 6563 cambia notoriamente de un espectro a otro, incluso algunos la presentan en absorción y luego en emisión.

Ningún espectro presenta bandas moleculares y las absorciones de metales son escasas, lo que nos indica que tenemos espectros de estrellas relativamente calientes. La intensidad de las líneas de HI reduce nuestros espectros a una clase más caliente que la F, excepto para la estrella G, donde la absorción del H_β prácticamente ha desaparecido.

En el espectro A destacan las absorciones del $HeI\lambda\lambda$ 4921,5876,6678. Además, en esta

estrella fue en la única que identificamos HeII $\lambda\lambda$ 4686,5411, en emisión, presentes en las estrellas de tipo O, pero tenemos una inconsistencia entre la presencia de éstas y la de los FeI $\lambda\lambda$ 6926,6949,6978. Más adelante detallamos sobre esto peculiar. La línea H α 6563 está en absorción y en emisión, en un aspecto conocido como perfil P Cygni, debido a que el gas que rodea a la estrella se está expandiendo. Como parte de la nebulosa, este espectro presenta los [SII] $\lambda\lambda$ 6717,6731, [NII] λ 6584 y NaI $\lambda\lambda$ 5890,5896.

Las líneas de HeI en el espectro B son tan intensas como en el espectro A. Por el contrario, el espectro B no presenta las líneas de HeII, indicándonos que su clase espectral es más fría que el A. Además, los FeI han desaparecido. Destacan las líneas interestelares del NaI en absorción, a diferencia del espectro A que las presenta en emisión.

En el espectro de la estrella C nuevamente tenemos el problema entre la presencia de los HeI y los FeI, pues a pesar de que las líneas de HeI son débiles, las absorciones MgI $\lambda\lambda$ 5167,5184¹ son muy profundas, con intensidades comparables al H β , cuya profundidad disminuye notoriamente respecto al espectro B. La ausencia de líneas nebulares en este espectro indica que la estrella C está menos envuelta por la nebulosa que el resto.

El espectro D muestra las absorciones de HeI muy débiles. Los magnesios están presentes igual que en la estrella C. En la parte roja del espectro están presentes los FeI $\lambda\lambda$ 6929,6949, además del FeI λ 5270. La línea H α presenta un aspecto de absorción y luego se invierte para alcanzar una intensidad similar a la del continuo. La parte de la absorción de esta línea se origina en la atmósfera de la estrella, mientras que la emisión de la nebulosa invierte la absorción. Los NaI $\lambda\lambda$ 5890,5896 y [NII] λ 6584 se encuentran en emisión.

En la estrella E nuevamente aparecen los HeI y se intensifica la absorción H β . La línea H α tiene un aspecto similar a la de la estrella D, pero es más marcada la inversión. Como líneas nebulares destaca [NII] λ 6584.

En el espectro F han desaparecido las líneas de HeI y la intensidad del H β disminuyó, mientras que los Mg se intensificaron, alcanzando la misma profundidad que el H β . En este espectro están muy intensos los NaI, incluso aparecen como una sola emisión.

¹De hecho es el triplete MgI $\lambda\lambda$ 5167,5172,5184, donde la línea más azul es la más profunda y la que aculta la situada en $\lambda=5172\text{Å}$.

El espectro de la estrella G es el que presenta una señal a ruido² mayor, debido a que es la estrella más débil. Las emisiones de la nebulosa son más intensas en este espectro, indicándonos que esta estrella está más envuelta por la nube. La absorción H_{β} apenas se distingue y los HeI han desaparecido, mientras que las líneas de $MgI\lambda\lambda$ 5167,5184 y $FeI\lambda\lambda$ 5270,6929,6949,6978 son las más intensas, por lo que la estrella G es la más fría de las estudiadas.

La inconsistencia encontrada entre la presencia de líneas características de estrellas calientes y líneas de estrellas frías en un mismo espectro, principalmente en las estrellas A, C y G, probablemente se deba a que tenemos la información mezclada entre las estrellas en estudio y el Sol, debido a que en la fecha de obtención de los datos, más de la mitad de la superficie de la Luna reflejaba luz y estaba cerca de las regiones de interés. Para la clasificación de nuestros espectros no consideramos criterios que tuvieran que ver con líneas de metales, porque son características de estrellas de tipo solar.

Una vez que identificamos las principales líneas presentes en nuestros espectros, los comparamos con los espectros estándares que se obtuvimos la misma temporada de observación y de los cuales conocemos su clasificación espectral, con el fin de ver las semejanzas entre ellos y estimar el tipo espectral de las estrellas en estudio. La figura 6.2 muestra los espectros patrón que utilizamos para clasificar las estrellas de Sh2-187, donde identificamos las líneas características de cada uno.

Observando que sólo en la estrella 10Lac están presentes las absorciones del HeI y HeII, es de esperar que la mayoría de nuestros espectros sean de una clase más fría que éste. En el espectro β CanisMinoris ya no aparecen los HeI, por lo que las estrellas en estudio que presentan absorciones de HeI deben tener clase espectral entre O9V y B8V. Para mostrar cómo comparamos nuestros espectros, tomamos el A, debido a que tiene bien definidas las líneas de HeI y emisiones de HeII, y lo encajonamos entre los espectros 10Lac y β CanisMinoris, como se muestra en la figura 6.3.

²Variaciones de la intensidad en todo el espectro respecto al continuo.

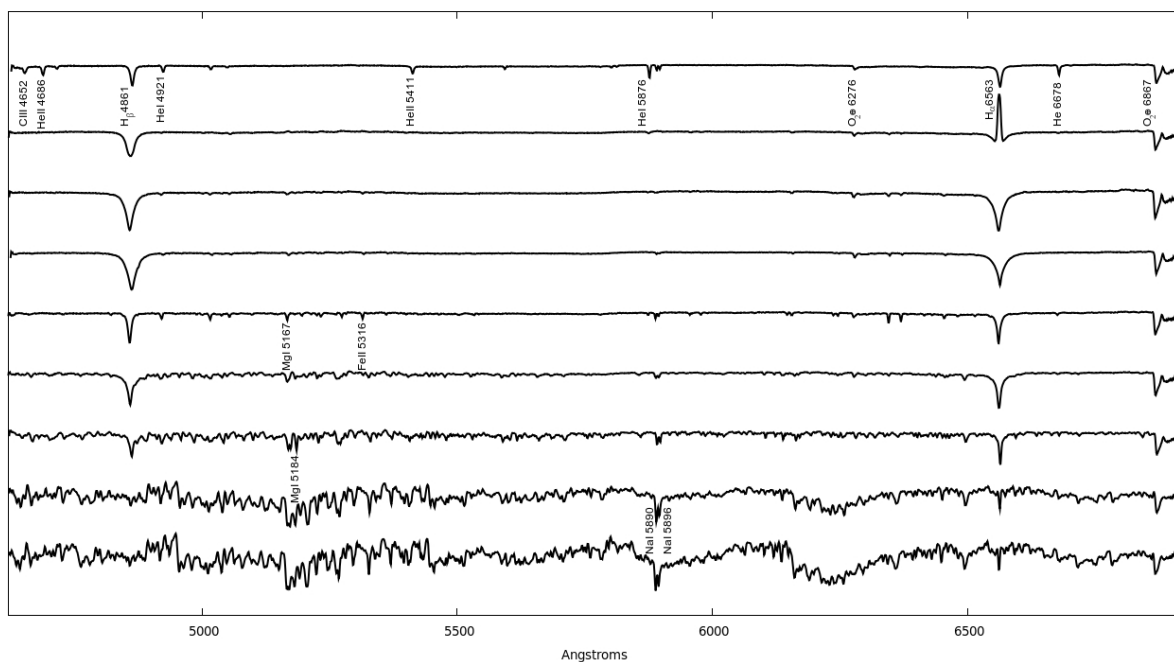


Figura 6.2: Espectros estándares tomados por nosotros. De arriba hacia abajo: *10Lac O9V*, *β CanisMinoris B8V*, *δ Sex B9.5V*, *29Vul A0V*, *30Leo A0IV*, *δ Gem F0V*, *BC3881 G0V*, *μ UMa M0III* y *π Leo M2IIIab*. Están presentes las líneas telúricas.

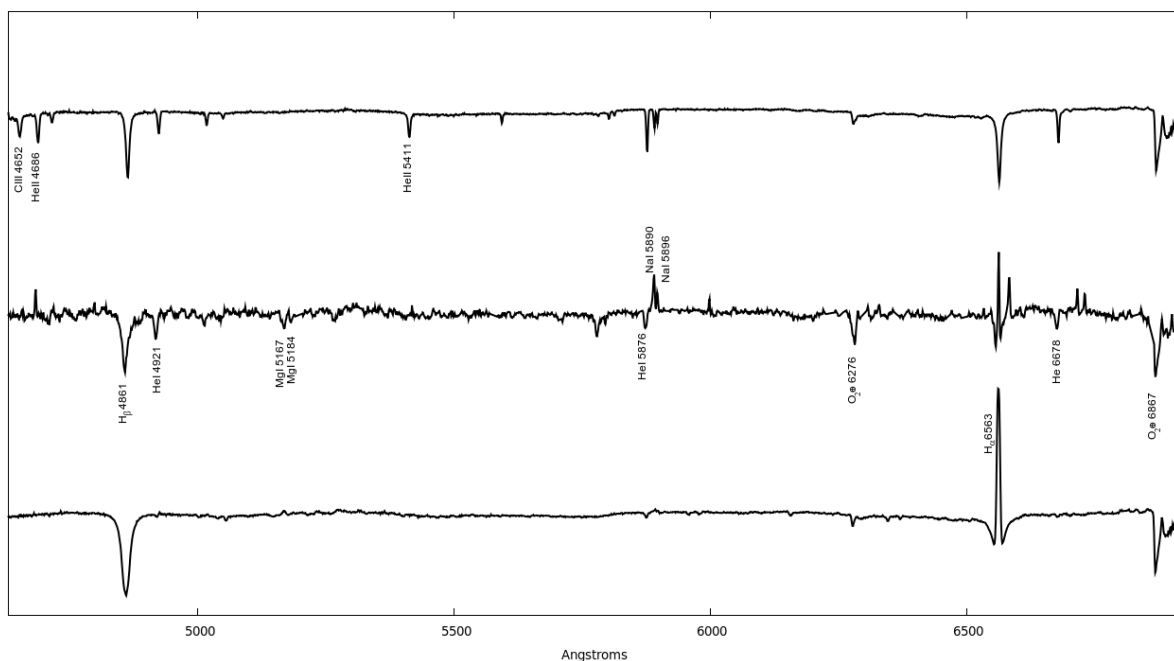


Figura 6.3: Espectro A comparado con *10Lac O9V* (arriba) y *β CanisMinoris B8V* (abajo).

El espectro A es más similar a *10Lac*. Una diferencia importante es que en A ya

no aparece la línea de CIII, indicándonos que, efectivamente, el espectro A es más frío que 10Lac. Otra diferencia entre estos espectros es que A presenta las líneas de HeI $\lambda\lambda$ 4686,5411 en emisión, contrario a la mayoría de las estrellas, dándole un caracter especial³.

Con los espectros estándares que tenemos no es posible precisar el tipo espectral de A, debido a que no tenemos estrellas B tempranas⁴. Existen catálogos de cientos de estrellas con su tipo espectral. Nosotros, para continuar con la clasificación de A (y de las demás estrellas), utilizamos el catálogo de Jacoby *et al.* (1984) que cuenta con 161 espectros identificados, y van desde las O hasta las M, con luminosidades V,III y I. Lo utilizamos, entre otras características, porque cubren el rango espectral que tienen los nuestros.

Ya sabemos que la clasificación del espectro A está entre una estrella O9V y una B8V, y más cercano a la O9V. En el catálogo de Jacoby *et al.* encontramos espectros de estrellas O9V, O9.5V, B0V, B1.5V, B3V, B4V, B6V y B8V. Tomamos los cuatro primeros para compararlos con la estrella A, como se muestra en la figura 6.4.

Enfocando la comparación en las absorciones del HeI $\lambda\lambda$ 4686,5411 y en las líneas de HeII $\lambda\lambda$ 4686,5411, y enfatizando que A tiene los HeII en emisión, vemos que el espectro O9.5V es idéntico al A, concluyendo que la estrella A tiene un tipo espectral O9.5Ve.

Como ya discutimos, el espectro de la estrella B corresponde a una clase más fría que la A, pero aún presenta las absorciones del HeI, por lo que es más caliente que la B8V que tenemos en los espectros estándares que tomamos nosotros. Para clasificar el espectro B, nos pasamos directamente al catálogo de Jacoby *et al.*, comparándolo con las clases B0V, B1.V, B3V y B4V, resultándonos la figura 6.5.

³Las estrellas con este comportamiento, al asignarles su tipo espectral, al final se les agrega la letra e, para indicar que presentan líneas en emisión.

⁴Dentro de cierto tipo espectral, se les llama estrellas tempranas a las más calientes de ese grupo i.e. las subdivisiones 0, 1 ó 2. Por el contrario, las que tienen la subdivisión 7, 8 ó 9 se les conoce como estrellas tardías.

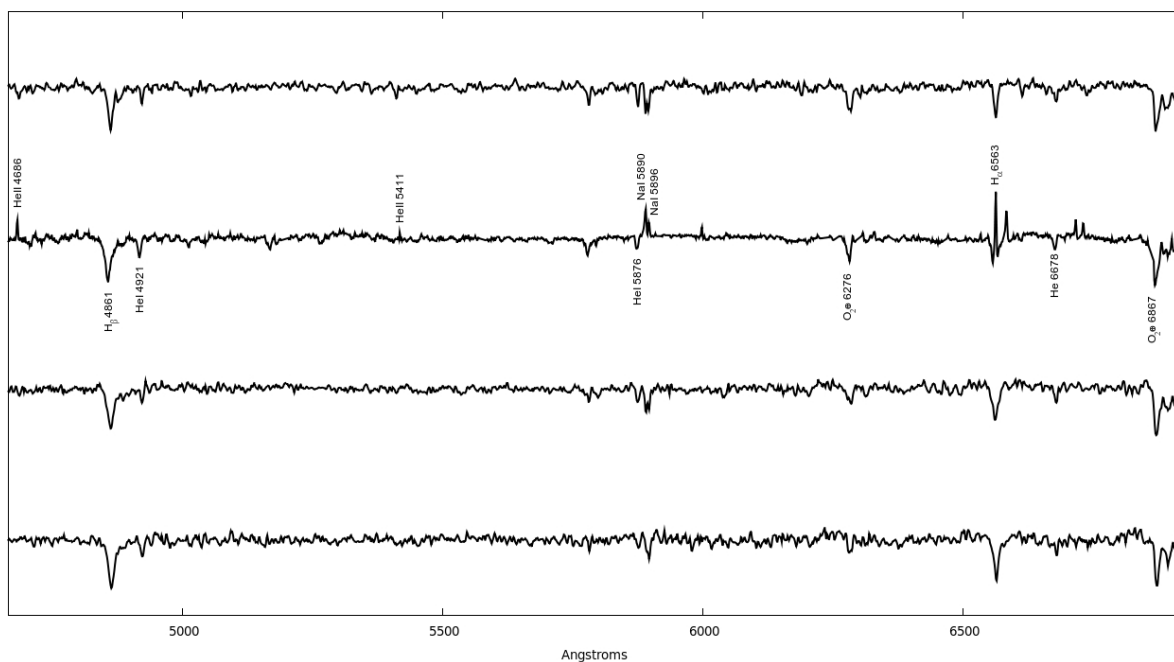


Figura 6.4: Comparación del espectro A con los del catálogo de Jacoby et al.. De arriba hacia abajo: O9.5V, estrella A, B0V y B1.5V.

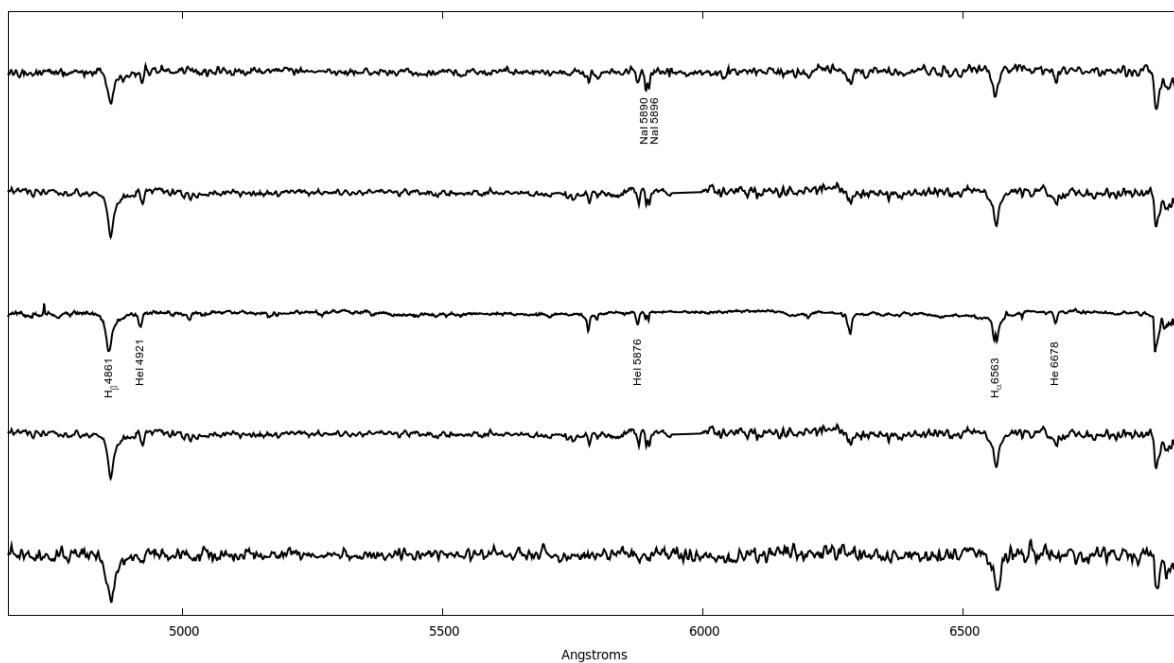


Figura 6.5: Estrella B comparada con las del catálogo de Jacoby et al.. De arriba hacia abajo: B0V, B1.V, estrella B, B3V y B4V.

En el espectro B4V son muy débiles los HeI y en el B0V son débiles. El espectro A es

muy similar al B1.5V y al B3V, pero la relación de intensidades entre la absorción H_{β} 4861 y $HeI\lambda$ 4921 es menor en la estrella A, indicándonos que el HeI alcanza una mayor intensidad en ésta. Desafortunadamente, en el catálogo de Jacoby *et al.* no hay espectros de estrellas B2V, pero recordando que en éstas el HeI alcanza su máxima intensidad, tenemos que la estrella A es de un tipo similar a éste.

El la figura 6.1 vemos que el espectro E tiene más intensos los HeI que el B, respecto a la absorción H_{β} . Entonces para tener consistencia entre estos dos espectros, concluimos que la estrella B es del tipo B2.5V y la E es B2V.

De las estrellas de Sh2-187 que restan por analizar, en la figura 6.1 vemos que la estrella C es la única que presenta líneas de HeI, indicándonos que es la más caliente de las restantes, pero más fría que la estrella B. Recordando que en la clase B9 prácticamente han desaparecido los HeI, comparamos la estrella C con las B3V, B4V, B6V y B8V del catálogo de Jacoby *et al.*, resultándonos la figura 6.6.

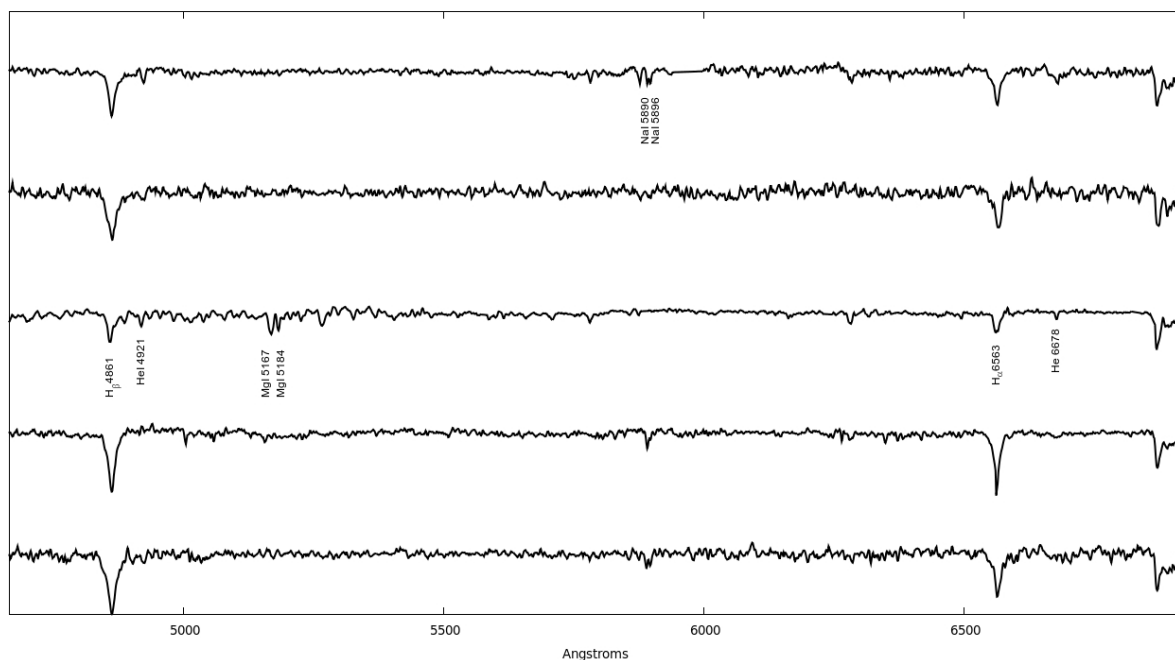


Figura 6.6: Comparación de la estrella C con las del catálogo de Jacoby *et al.*. De arriba hacia abajo: B3V, B4V, estrella C, B6V y B8V.

El espectro C tiene más similitud con el B6V y B8V, por lo débil de los HeI. La con-

clusión sobre la estrella C es que tiene una clase espectral B7V.

Para clasificar el espectro D nos basamos en el hecho de que las absorciones del HeI están prácticamente al nivel del ruido, por lo que lo comparamos con uno B8V y uno A1V del catálogo de Jacoby *et al.*, obteniendo la figura 6.7. En el espectro B8V la absorción HeI λ 5876 está presente, a diferencia de la estrella D y la A1V, pero el HeI λ 4921 aparece en la B8V y en la estrella D. Entonces, concluimos que el tipo espectral de estrella D es A0V.

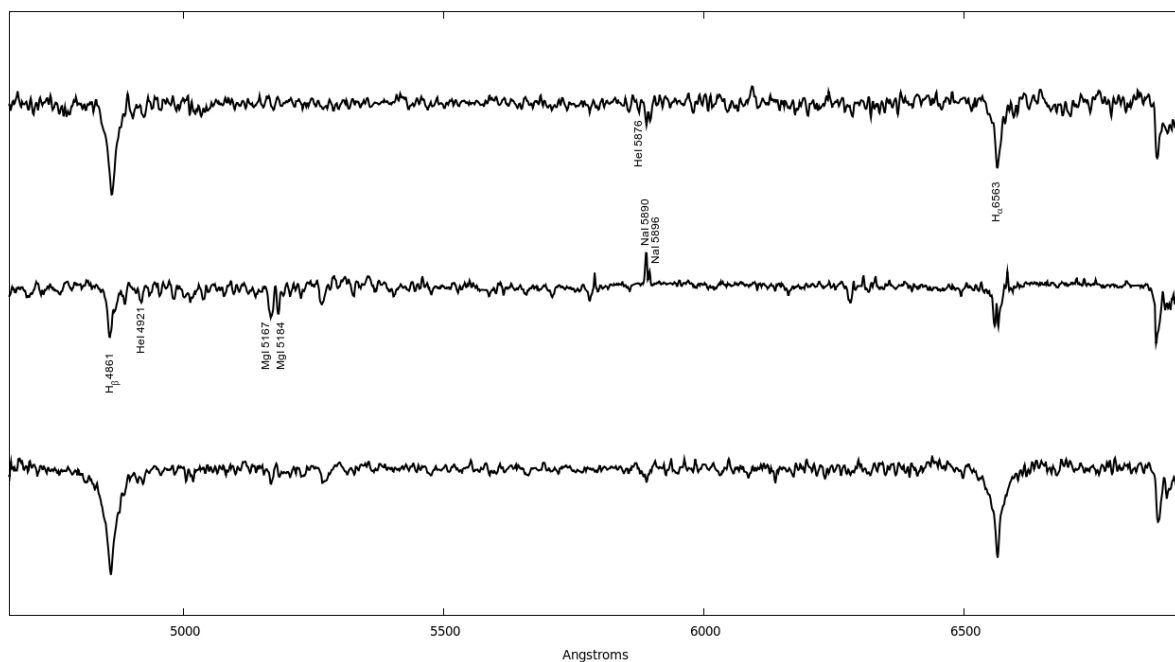


Figura 6.7: Comparación de la estrella D con las del catálogo de Jacoby *et al.*. De arriba hacia abajo: B8V, estrella D, A1V.

Para analizar el espectro F, notamos en la figura 6.1 que es muy similar al D, pero los HeI, por arriba del nivel del ruido, se perciben mejor. Esto nos indica que la estrella F es más caliente que la D por una o dos subdivisiones, concluyendo que el tipo espectral de la F es B9V.

La clasificación de la estrella G se dificultó porque ya no presenta HeI, además de que el H_{β} es muy débil, indicándonos que G es una estrella F taría o G temprana.

Finalmente, mostramos en la figura 6.8 los espectros de las estrellas del trapecio de

Sh2-187 ordenados del más caliente al más frío. Vemos cómo el H_β va disminuyendo su intensidad hasta prácticamente quedar al nivel del ruido, como era de esperarse. Lo mismo sucede para las líneas de HeI λ 4921, 5015, 5876, 6678, pero éstas sí desaparecen al final. En la tabla 6.1 se resume la información obtenida de las estrellas estudiadas. La temperatura se relaciona con cada tipo espectral según la tabla 3.1.

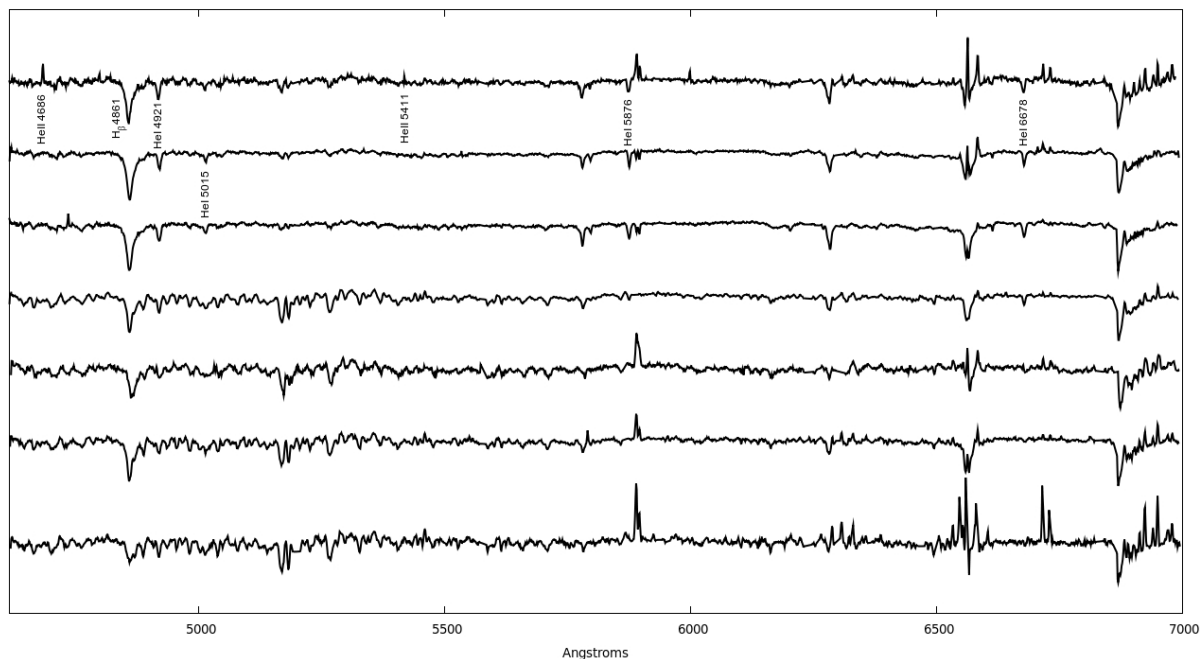


Figura 6.8: Espectros de las estrellas del trapecio de Sh2-187. El orden es del más caliente al más frío, comenzando de arriba: 9.5Ve, B2V, B2.5V, B7V, B9V, A0V y F tardía o G temprana.

Tabla 6.1: Tipos espectrales finales de las estrellas de Sh2-187

Estrella	Temperatura ($^{\circ}$ K)	Tipo Espectral
A	30000	O9.5Ve
E	23000	B2V
B	22000	B2.5V
C	14400	B7V
F	11000	B9V
D	10500	A0V
G	\approx 6000	F tardía o G temprana

6.2. Región Sh2-90

6.2.1. Espectroscopía

Al igual que para los espectros de la región Sh2-187, identificamos las principales líneas presentes en las estrellas A, B, C y D, mostrados en la figura 6.9. Vemos que sobresalen las líneas de metales neutros e.g. $\text{MgI}\lambda\lambda$ 5167,5172,5184 y $\text{FeI}\lambda\lambda$ 5279,6929,6949,6978. La línea del hidrógeno de la serie de Balmer H_β aparece muy débil, apenas por arriba del nivel del ruido.

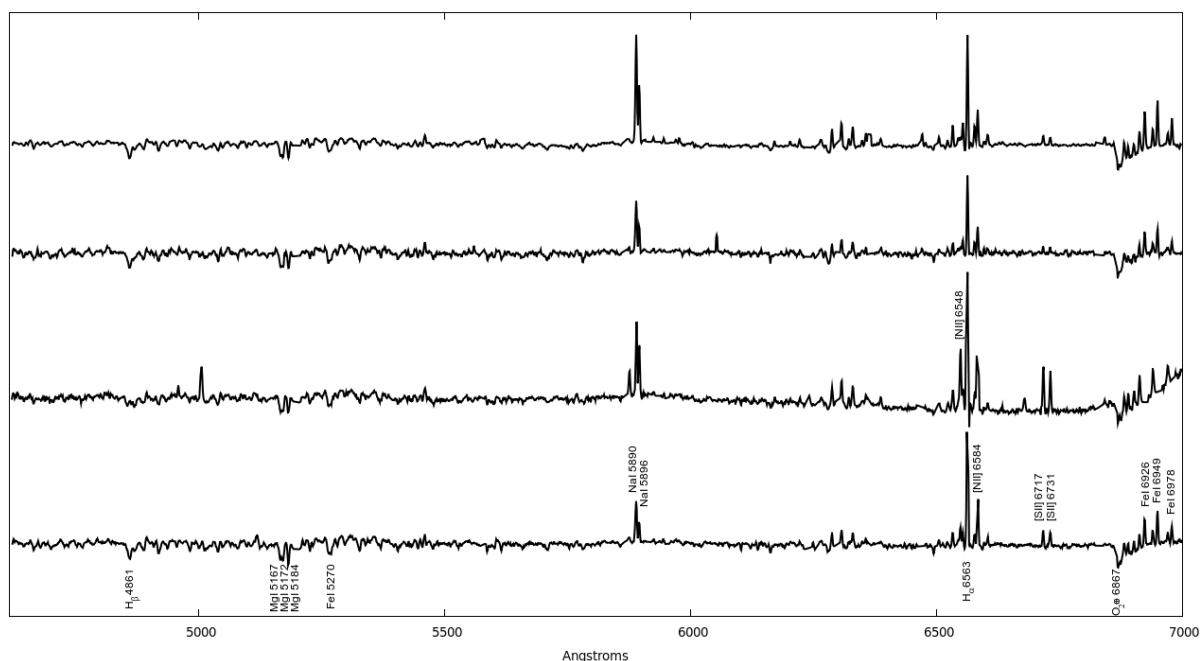


Figura 6.9: Identificación de las principales líneas de los espectros de las estrellas con configuración en forma de trapecio de Sh2-90. De arriba hacia abajo: A, B, C y D.

Los espectros de Sh2-90 tienen el mismo problema que los de Sh2-187, debido a la complicación mencionada sobre la fase de luna llena.

Enfocándonos en la línea de absorción H_β , vemos de la figura 6.1 que los espectros de Sh2-90 son similares a los de la estrella G de Sh2-187, por lo que concluimos que los espectros de las estrellas en configuración de trapecio de la región Sh2-90 son del tipo F tardías o G tempranas. Por ser los espectros de baja calidad no podemos abordar más en su clasificación.

6.2.2. Fotometría

Comenzamos el estudio fotométrico con la suposición de que las estrellas en estudio de la región Sh2-90 son de secuencia principal. Primero, trabajamos con la fotometría recopilada de la literatura sobre las estrellas asociadas a Sh2-90, para ello, del catálogo de Schmidt-Kaler (1982) tomamos los valores de los colores intrínsecos, que resultan importantes para nuestros fines, de las estrellas ZAMS⁵ de tipos espectrales O y B, resultándonos la tabla 6.2. La quinta columna se la agregamos para indicar el valor del índice Q ⁶, que se define como la ecuación 6.1.

$$Q = (U - B) - 0.72(B - V) \quad (6.1)$$

Tabla 6.2: *Magnitudes absolutas y colores intrínsecos de las estrellas ZAMS de tipo espectral O y B.*

Tipo Espectral	M_V^*	$(B-V)_O^{**}$	$(U-B)_O^{**}$	Q_O^{**}
O4V	-5.2	-0.33	-1.20	-0.96
O9.5V	-3.6	-0.305	-1.10	-0.88
B0V	-3.25	-0.30	-1.08	-0.86
B0.5V	-2.6	-0.28	-1.00	-0.80
B1.5V	-2.1	-0.25	-0.90	-0.72
B2.5V	-1.5	-0.22	-0.80	-0.64
B3V	-1.1	-0.20	-0.69	-0.55
B6V	-0.2	-0.15	-0.50	-0.39
B8V	+0.6	-0.10	-0.30	-0.23
B9.5V	+1.1	-0.05	-0.10	-0.06

* Magnitud absoluta en el visible.

** Valores intrínsecos de las estrellas.

En la tabla 6.3, resumimos los datos más importantes de todo el análisis fotométrico contenido en la tabla 4.1, para ello sacamos los valores promedios de los obtenidos por cada autor. En estos valores está presente el efecto de extinción, relacionado directamente con el exceso de color⁷ según la ecuación 6.2, llamada ley de extinción interestelar.

⁵Estrellas que acaban de entrar en la secuencia principal (Zero Age Mean Sequence).

⁶El valor de Q nos indica que tan caliente es una estrella, entre más negativo es su valor, más alta es la temperatura de la estrella.

⁷Diferencia entre el valor de un índice de color observado y el intrínseco de la estrella.

$$A_V = 3.1E(B - V) \quad (6.2)$$

Tabla 6.3: *Fotometría recopilada de la literatura sobre Sh2-90.*

Estrella	V	(B-V)	(U-B)
1	14.00	1.05	0.45
2	13.61	0.92	0.49
4	13.70	0.82	0.40
6	11.39	0.81	-0.20
8	14.32	0.88	0.52

Con la fotometría de la tabla 6.2 y la relación 6.1, calculamos el índice Q de estas estrellas, incluido en la segunda columna de la tabla 6.4. Inspeccionando los valores de Q_0 y Q determinamos el tipo espectral fotométrico de estas estrellas (tercer columna de esta tabla). De las magnitudes aparentes corregidas por la absorción interestelar $m_\lambda - A_\lambda$ y de las magnitudes absolutas M_λ , según su tipo espectral, determinamos la distancia a estas estrellas, para ello utilizamos la expresión 6.3. Como vemos, esta relación depende de la longitud de onda. Nuestros cálculos se centran en el visible V (5560Å).

$$5 \log D - 5 = m_\lambda - A_\lambda - M_\lambda \quad (6.3)$$

Tabla 6.4: *Resultados fotométricos sobre algunas estrellas de Sh2-90.*

Estrella	Q	Tipo Espectral*	Distancia (pc)
1	-0.31	b7V	1168
2	-0.17	b8.5V	1152
4	-0.19	b8.5V	1191
6	-0.78	b0.5V	1325
8	-0.11	b9V	1262

* El tipo espectral se escribe con letra minúscula para indicar que se obtuvo con fotometría y no con espectroscopía.

La distancia a la que se encuentran estas estrellas es prácticamente la misma, el error es del 12%, lo que nos indica que forman un cúmulo situado a una distancia promedio de 1180 ± 142 pc. Las estrellas del trapecio de Sh2-90 muestran estar en la región de gas

ionizado y polvo (ver Fig. 5.7a), lo que nos hace suponer que éstas pertenecen al cúmulo.

Con la fotometría BVRI tomada por nosotros, hicimos el diagrama color-magnitud mostrado en la figura 6.10, graficando la magnitud visual V contra el índice de color V-I (observacional). Del diagrama apreciamos cómo se forma la secuencia principal que pasa por las estrellas del cúmulo de Sh2-90. Las estrellas del trapecio, con los valores fotométricos dados por la tabla 6.5, quedan por encima de la secuencia principal, indicándonos que son estrellas de pre-secuencia principal que aún no comienzan la fusión del hidrógeno. A este tipo de estrellas se les conoce como T-Tauri⁸. Las estrellas que están por debajo de la secuencia principal son estrellas de campo que están a una distancia mayor a la que encuentra Sh2-90, mientras que las estrellas por arriba son estrellas más cercanas a nosotros que el cúmulo asociado a Sh2-90.

Tabla 6.5: *Fotometría instrumental de las estrellas del trapecio de Sh2-90.*

Estrella	V*	(V-I)*
A	15.15	2.40
B	15.66	2.79
C	15.32	2.30
D	14.72	2.05

* Valores instrumentales.

Es importante mencionar que nuestra fotometría está en el sistema natural u observacional. Para trabajar parámetros físicos es necesario pasarla al sistema fotométrico de Johnson, pero el efecto de este cambio en el diagrama color-magnitud es lineal, por lo que tendríamos un desplazamiento horizontal más uno vertical, manteniendo la misma configuración de las estrellas que definen la secuencia principal.

Las estrellas T-Tauri son estrellas de tipo solar jóvenes que se encuentran evolucionando hacia la secuencia principal y que llegan a ésta en tiempos típicos de 10^5 - 10^6 años, lo que está en consistencia con los espectros de estrellas frías que tenemos.

⁸Las estrellas T-Tauri deben su nombre al prototipo de esta clase, la estrella variable T-Tauri.

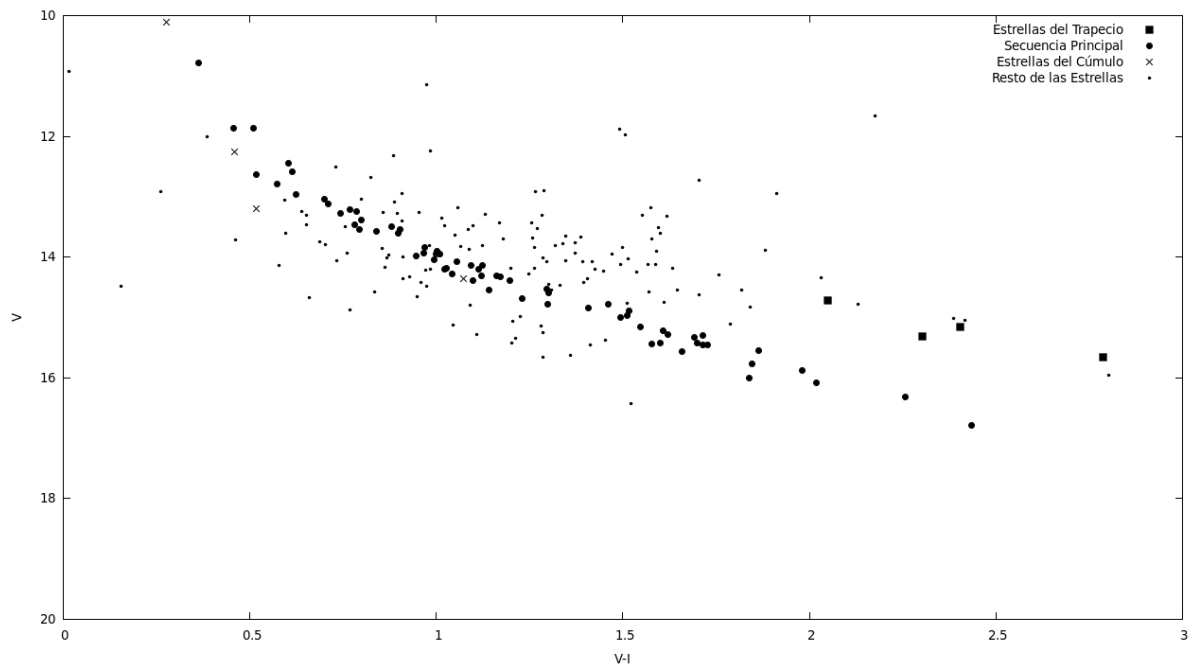


Figura 6.10: Diagrama color-magnitud hecho con las estrellas localizadas en dirección de Sh2-90. Las estrellas del trapecio quedan arriba de la secuencia principal definida por las estrellas del cúmulo.

Conclusiones

*“Dile a un hombre que hay 300 billones
de estrellas en el Universo, y te creerá...
Dile que un banco está recién pintado,
y tendrá que tocarlo para asegurarse”*

Albert Einstein

- Las estrellas A, E y B, con tipos espectrales O9.5V, B2V y B2.5V respectivamente, son las más calientes de las estudiadas en la región Sh2-187. Estas estrellas están localizadas hacia el suroeste de la región ionizada, justo en la frontera de la zona más brillante, por lo que es probable que éstas generen los fotones ionizantes de gran parte de la región HII.
- El resto de las estrellas estudiadas de Sh2-187, excepto la estrella G, pueden aportar fotones ionizantes pero en una zona más pequeña que las estrellas A, E y B, por lo que no son las responsables del grueso de la ionización de esta región.
- Las estrellas de Sh2-187 son de reciente formación, pues en promedio tienen una edad del orden de 10^6 años, por lo que se puede afirmar que Sh2-187 es una región activa de formación estelar.
- El estudio fotométrico de las estrellas del trapecio de Sh2-90 apunta a que éstas son del tipo T-Tauri.
- La presencia de estrellas T-Tauri en esta región nos indica que Sh2-90 es también una región activa en la formación estelar.

- Fotométricamente calculamos que la región ionizada Sh2-90 se encuentra a una distancia aproximada de 1.2 kpc de nosotros.

Trabajo a futuro:

- Obtener fotometría completa de las dos regiones HII, Sh2-90 y Sh2-187, y pasarla al sistema fotométrico de Johnson, para determinar la distancia a las estrellas de los trapecios y confirmar que pertenecen a las regiones HII.
- Obtener espectros de las dos regiones ionizadas centrados en la parte azul para ver las líneas de HeII y HeI en el ultravioleta, y precisar la clase de luminosidad de los espectros clasificados.
- Dado que esta información no ha sido reportada en la literatura, una publicación de ello está en proceso.

Referencias

- Anglada, G. & Estalella, R. 1999, *Introducción a la Física del Medio Intrestelar*, Edicions de la Universitat de Barcelona, 2a ed, pp 79-82, 97-101
- Blair, G. N., Peters, W. L., Van den Bout, P. Q. 1975, *Astrophys. J. Letters*, **200**, L161
- Destree, J. D, Snow, T. P., Eriksson, K. 2007, “The Presence of Diffuse Interstellar Bands in the Spectra of Cool Stars”, *Astron. Astrophys.*, **664**, 909
- Eales, S. A., Smith, M. W. L., Wilson, C. D. et al. “Mapping the interstellar medium in galaxies with Herschel/SPIRE”, *Astron. Astrophys.*, **518**, L62
- Forbes, D. 1989 “Photometry and spectroscopy of stars in northern HII regions” *Astron. Astrophys. Suppl.*, **77**, 439
- Georgelin, Y. M., Georgelin, Y. P., Roux, S. 1973, *Astron. Astrophys.*, **25**, 337
- Georgelin, Y. M. 1975, Thèse d’Etat, Université d’Aix-Marseille I.
- Gray, R. O., Corbally, C. J. 2009, *Stellar Spectral Classification*, Princeton University Press, pp. 66-216
- Hartmann, J. 1904, “Investigations on the spectrum and orbit of δ Orionis” *Astrophys. J.*, **268**, 19
- Israel, F. P. 1978, “HII Regions and CO Clouds: The Blister Model”, *Astrophys. J.*, **70**, 769
- Jacoby, G. H., Hunter, D. A., Christian, C. A. 1984, ”A Library of Stellar Spectra” *Astrophys. J. Suppl.*, **56**, 257
- Joncas, G., Durand, D., Roger, R. S. 1992, “The Sharpless 187 Gas Complex: a Multifrequency Study” *Astrophys. J.*, **387**, 591
- Karttunen, H. 2007, *Fundamental Astronomy*, ed Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York, 5th Edition, pp. 307-308

- Lafon, G., Deharveng, L., Baudry, A., de La Noë, J. 1983, "The molecular cloud-HII region complexes associated with Sh 90 and Sh 235", *Astron. Astrophys.*, **124**, 1
- Lahulla, J. F. 1985, "UBVRI photometry of stars in several HII regions" *Astron. Astrophys. Suppl.*, **61**, 537
- Liszt, H. T. 1973, Ph. D. thesis, Princeton University (USA)
- Moore, C. E. 1945, *A multiplet table of astrophysical interest*, revised edition, contributions from the Princeton University Observatory No. 20, Princeton, New Jersey
- Newton, D. E. 2007, *Chemistry of Space*, Facts On File, New York, pp. 29-39
- Palen, Stacy E. 2002, *Theory and Problems of Astronomy*, ed McGRAW-HILL, pp. 107-117
- Rossano, G. S. 1978, "H109 α Recombination Line Observation of S187 and of S298" *Astron. Astrophys.*, **83**, 10
- Russeil, D., Adami, C., Georgelin, Y. M. 2007 "Revised distances of Northern HII regions" *Astron. Astrophys.*, **470**, 161
- Tenorio-Tagle, G. 1979, *Astrophys. J.*, **71**, 59
- Trumpler, R. J. 1930 "Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters" Lick Observatory bulletins ; no. 420., Berkeley : University of California Press, p. 154-188
- Wilson, W. J., Schwartz, P. R., Epstein, E. E., Johnson, W. A., Etcheverry, R. D., Mori, T. T., Berry, G. G., Dyson, H. B. 1974, *Astrophys. J.*, **191**, 357
- Zavagno, A., Deharveng, L., Caplan, J., 1994, "A new young stellar object in the S 187 complex: photometry and spectroscopy" *Astron. Astrophys.* **281**, 491
- Zuckerman, B. 1973, *Astrophys. J.* **183**, 863