

Universidad de Chile
Facultad de Ciencias Físicas y Matemáticas
Departamento de Astronomía

Informe seminario de diseño:

Masa de la estrella ionizante de la región HII: M17

Integrantes: Francisco Muñoz E.
Fernando Olguín C.
Juan Osses M.
Profesor: Simón Casassus
Curso: SD20A-13 Seminario de Diseño

Índice

| | |
|---|----|
| 1. Prólogo..... | 4 |
| 2. Introducción..... | 5 |
| 2.1. Medio interestelar y regiones H II..... | 5 |
| 2.2. Nuestro Objeto: M17..... | 7 |
| 3. Cálculo de la masa de la estrella ionizante..... | 11 |
| 3.1. Introducción teórica..... | 11 |
| 3.2. Calibración..... | 14 |
| 3.3. Flujo de M17..... | 16 |
| 3.4. Masa de la estrella ionizante de M17..... | 18 |
| 4. Conclusión..... | 19 |

1. Prólogo

M17 es una región HII registrada por primera vez por el astrónomo y matemático suizo Philippe Loys de Chéseaux (1718-1751), mas tarde el astrónomo aficionado francés Charles Messier (1730-1817), quien cansado de confundir nebulosidades permanentes en el cielo con cometas decidió hacer una lista de aquellos objetos, su catalogo contiene 103 objetos, en el presente trabajo se estudiara el objeto 17 de este catalogo.

En el presente trabajo se hará una pequeña introducción a lo que son las regiones HII y en especial una reseña a la región que va ha ser objeto de estudio en el trabajo, además habrá una sección teórica para entender los cálculos que se deben hacer para cumplir con el objetivo del trabajo.

El objetivo del presente trabajo es calcular la masa de la estrella ionizante de M17, para lo cual se pasará por varios pasos, primero calibrar la cámara del telescopio GOTO, para ello se utilizará como estrella de calibración ζ -Grus (zeta Grus). Luego se trabajara con una imagen de M17 tomada en un filtro H alfa con ciento veinte segundos de exposición.

La obtención de las imágenes requeridas para cumplir con el objetivo del curso no fue fácil, primero por un factor climático (imprevisible por cierto) y segundo por un desconocimiento del instrumento que se utilizó. Es mas, la imagen utilizada para estudiar M17 no cuenta con la totalidad de la región (sin embrago lo que se dispone de M17 es suficiente para una primera aproximación) y la estrella de calibración un fue tomada en la misma fecha.

La realización del presente trabajo no fue demasiado fácil, debido al grado de conocimiento del tema, por lo que no peden ser considerados los resultados del presente trabajo como totalmente veraces, ya que no se dispone de un grado de error de éstos. El presente trabajo solo debe ser considerado como una aproximación al trabajo astronómico.

2. Introducción

2.1 Medio interestelar y regiones H II

Pareciera ser que el espacio interestelar estuviera vacío, sin embargo gran parte de este “espacio” esta compuesto por polvo y gas, los cuales constituyen el medio interestelar (MI).

El polvo interestelar esta compuesto por partículas sólidas de menos de un micrómetro de tamaño reunidas en cúmulos de muy baja densidad. En su composición se encuentran grandes cantidades de hidrógeno, carbono y en mucha menor cantidad silicatos y otros compuestos como moléculas orgánicas y agua. En cuanto a su temperatura, ésta se ha estimado en alrededor de los -150° . Ejemplos de estructuras formadas por polvo interestelar son: las nebulosas oscuras y las de reflexión (Fig. 1).

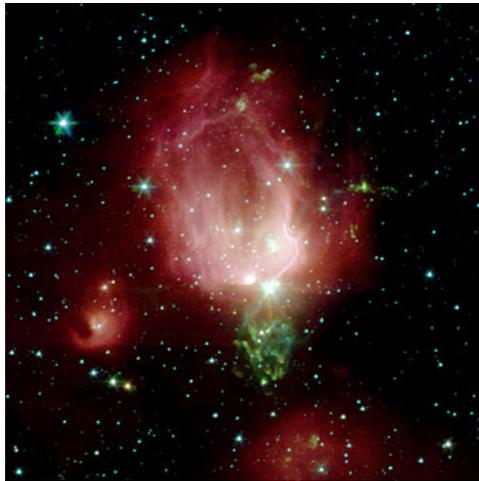


Figura 1.- Imagen de NGC7129 (tomada por telescopio espacial de infrarrojos Spitzer). NGC7129 es una nebulosa de reflexión. Estas nebulosas son llamadas así, pues tienen la capacidad de reflejar y dispersar la luz de estrellas cercanas y poco calientes.

A su vez el gas interestelar, que constituye el 99% de la envergadura másica del MI, esta constituido en un 90% por hidrogeno en su forma atómica y molecular, 10% de Helio y trazas de otros elementos. Aunque el gas interestelar es difícil de detectar debido a su transparencia, es posible observarlo en nubes moleculares (Fig. 2), regiones H I y en regiones H II.



Figura 2.- La nube oscura rho Oph es una de las nubes interestelares moleculares más estudiadas. Aparece como una mancha oscura cerca del centro de la fotografía y contiene con seguridad importantes cantidades de agua (Foto Royal Observatory Edimbourg).

En estas últimas se pueden formar millares de estrellas durante varios millones de años. En ese tiempo, las explosiones de supernovas y los fuertes vientos estelares producidos por las estrellas más masivas del cúmulo que se forme, dispersarán los gases de la región H II, ubicándolos y agrupándolos por detrás de la nueva agrupación estelar tal como se observa en las Pléyades (Fig. 4).



Figura 4.- Este cúmulo corrobora la hipótesis de que en las regiones H II se crean estrellas que luego dispersan al gas nebuloso (Foto Royal Observatory Edimbourg).

Se sabe que las estrellas se forman en las regiones de nubes moleculares de las galaxias. Cuando una de ellas ha completado su formación, el gas molecular que se encuentra en su periferia es excitado, dissociado y, también ionizado, debido a la radiación que la estrella produce. Los fotones que transitan por el medio cercano a la estrella, primero disocian el material molecular y, luego, ionizan el H I que se hallaba formado en la correspondiente nube. Y, es el resultado de ese proceso fotoionizador en ese punto de la nube al que se le llama región H II. Por otra parte existen fotones no ionizantes que también pueden dissociar el material molecular formando una región de hidrógeno atómico que rodea la región H II. En consecuencia, en el entorno alrededor de una estrella joven se forman dos regiones: una región fotoionizada (región H II) y una región fotodisociada (PDR). Las estructuras y tamaños de estas regiones dependen de la temperatura efectiva y luminosidad de la estrella central, la densidad del medio, y de la profundidad óptica de los granos de polvo. Las estrellas masivas producen un campo intenso de fotones ultravioleta (UV) los cuales, a su vez, producen extensas regiones H II y PDR. En las estrellas de masas bajas e intermedias, el campo de fotones ionizantes decrece y las regiones H II son muy pequeñas. Estas estrellas, sin embargo, tienen flujos de fotones disociantes importantes y sus PDR son prominentes.

2.2 Nuestro Objeto: M17

La Nebulosa Omega M17, también llamada Nebulosa del Cisne, o Nebulosa de la Herradura, fue descubierta por Philippe Loys de Chéseaux en 1745-46, y es una región H II que es fotoionizada por jóvenes estrellas. Sin embargo, a diferencia de lo que sucede en otras nebulosas de emisión, estas estrellas no son claramente visibles en las imágenes ópticas, sino que están escondidas dentro de la nebulosa (Fig. 5). Los procesos de formación estelar continúan activos en esta nebulosa, o han cesado muy recientemente. Un pequeño cúmulo de unas 35 estrellas brillantes pero oscurecidas parece estar encastrado dentro de la nubosidad.



Figura 5.-

La Nebulosa Omega presenta un color rojizo, con una ligera tendencia al rosado. El color proviene del gas hidrógeno caliente, excitado hasta brillar por las estrellas más calientes que se han formado recientemente en la nebulosa. Sin embargo, la región más brillante es blanca. Este fenómeno es, aparentemente, el resultado de una mezcla de luz emitida por el gas más caliente junto a la brillante luz estelar reflejada por el polvo que se encuentra en esta área.

La nebulosa contiene una gran cantidad de material oscuro, que resulta obvio en sus rasgos más notables. Esta materia ha sido calentada por las estrellas jóvenes escondidas, y brilla fuertemente en la luz infrarroja.

La masa del gas ha sido estimada en unas 800 veces la del Sol, suficiente como para formar un cúmulo conspicuo y bastante mayor a la que tiene la nebulosa de Orión M 42.

Si bien la brillante nebulosa parece tener unos 15 años luz de extensión, la nube gaseosa total, incluyendo al material de baja luminosidad, llegaría a medir hasta unos 40 años luz.

Las estimaciones de la distancia que nos separa de M 17 varían bastante, pero los valores modernos la sitúan entre unos 5000 a 6000 años luz, algo más cercana, entonces, que su aparentemente vecina M16 con la Nebulosa del Águila. Estas dos regiones de formación estelar parecen estar realmente muy cerca una de la otra, en el mismo brazo espiral (el brazo de Sagitario o Sagitario-Carina) de la Vía Láctea, y

quizás sean también parte del mismo complejo gigantesco de nubes cósmicas de material interestelar (Fig. 6).

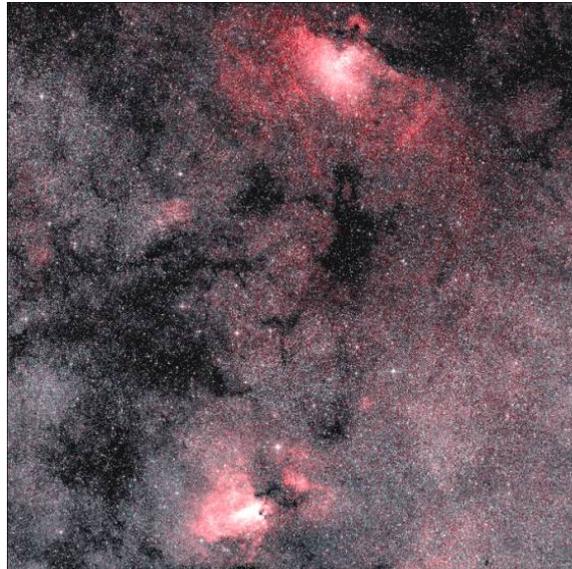


Figura 6.- La foto muestra a la nebulosa del Águila (arriba) y a la nebulosa Omega en contraste con un fondo con densos campos de estrellas del brazo de Sagitario de nuestra Galaxia. Los numerosos agujeros oscuros en la foto muestran que las nebulosas Águila y Omega son solo la parte brillante de una región que también contiene muchas nebulosas oscuras.

A continuación se presentan las imágenes que fueron obtenidas para la realización de este trabajo, las tres primeras están en escala de grises y la última, que es una composición de las tres anteriores, esta a color (no fue posible obtener una mejor imagen a color ya que no se disponía de imágenes en otros filtros). La primera de ellas (Fig. 7) es la imagen de M17 en el filtro $H\alpha$, que es la principal ya que de ella se obtienen todas las mediciones echas a la región para este trabajo, esto se debe a que las emisiones provenientes de la región están principalmente en esta longitud de onda. Como se puede notar no hay muchas estrellas en este filtro, debido a que éstas no emiten principalmente en esta longitud de onda.



Figura 7.- Imagen de M17 en el filtro $H\alpha$ (GOTO)

La siguiente imagen (Fig. 8) corresponde a M17 en el filtro R. Como se puede apreciar las estrellas presentes en la imagen no son tan escasas como en el filtro anterior.



Figura 8.- Imagen de M17 en el filtro R (GOTO)

La imagen siguiente (Fig. 9) es una composición de las dos imágenes anteriores pero en escala de grises. La última imagen (Fig. 10) es una composición de las tres anteriores aplicándoles color, como ya se dijo, hizo falta imágenes en más filtros para obtener una imagen a color mejor.

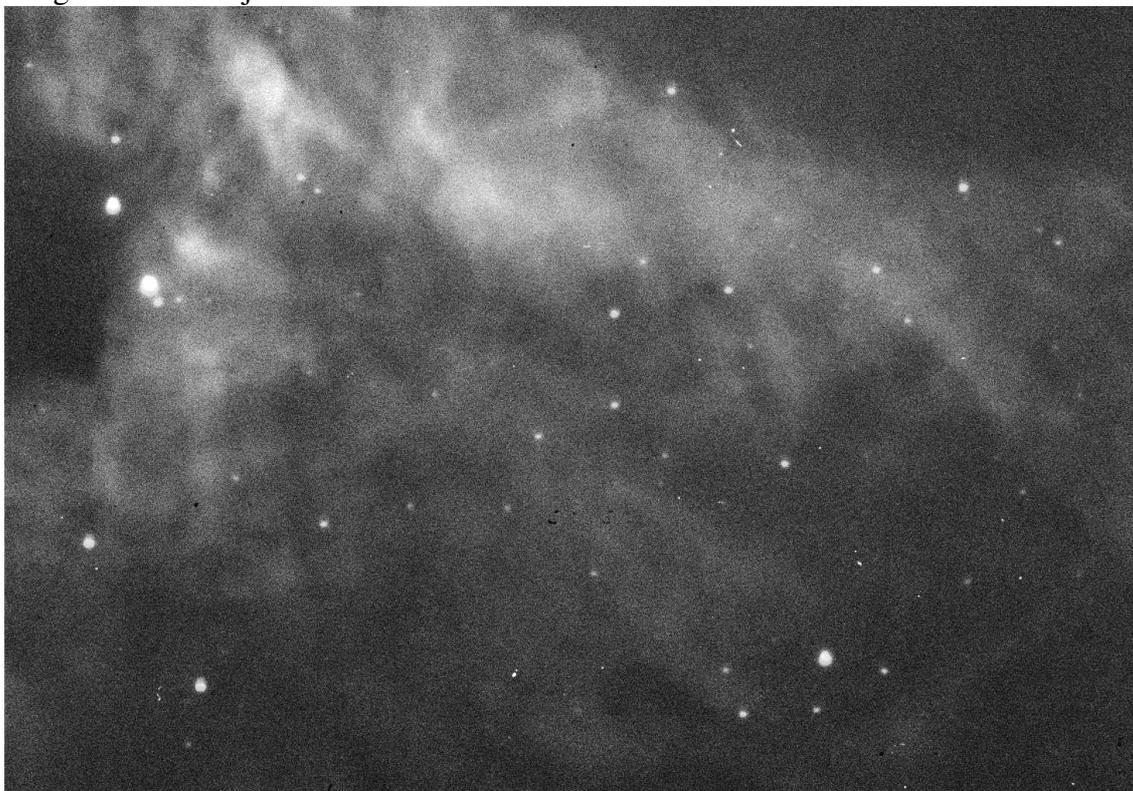


Figura 9.- Composición de los filtro H_{α} y R.

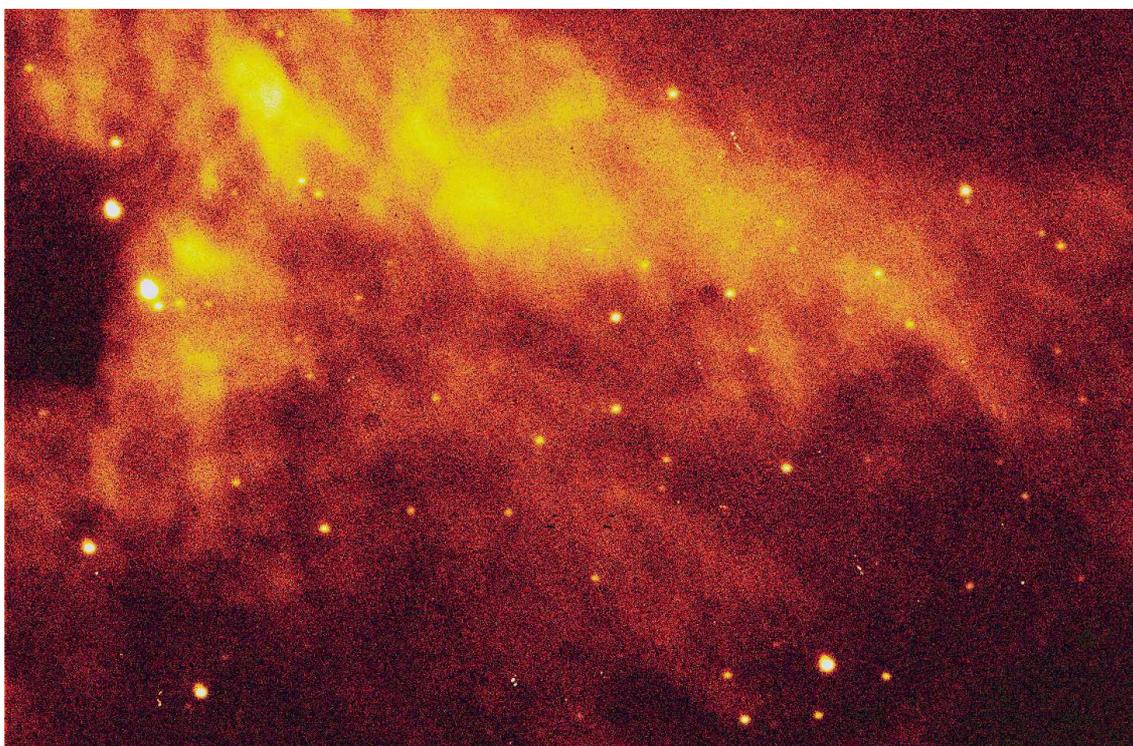


Figura 10.- Imagen a color creada por una composición de las tres imágenes anteriores.

3. Cálculo de la masa de la estrella ionizante

3.1. Introducción teórica

En la siguiente reseña teórica se describirán los procesos de ionización producidos en las estrellas, el escenario del tratamiento hidrodinámico de la expansión de las regiones HII ha sido simplificado y solo se supone un medio donde el gas alrededor de la región ionizada está compuesto únicamente por hidrógeno neutro despreciándose al gas molecular presente en la vecindad de la estrella recién formada. Hecha esta salvedad, partamos considerando que una estrella que comporta una alta temperatura fotosférica del orden de 4660 K en el caso de M17 procede a emitir número significativo de fotones con energías que superan los 13,6 eV, suficiente como para ionizar el hidrógeno. En consecuencia, si un astro estelar de esas características, se halla inmerso en una nube de hidrógeno neutro, una parte importante de esa nube será ionizada, conduciendo con ello a la formación de una región H II o, si se quiere, a una región de hidrógeno ionizado. El espectro que presenta una estrella, constituye un buen medio como para poder estimar la temperatura que comporta una estrella. Se asemeja a las circunstancias que presenta un *cuerpo negro* en cual la temperatura de una estrella sería la de la fotosfera. En consecuencia, el espectro –en este caso– se puede describir con la ley de Planck:

$$B_{\nu} (T_{eff}) = \frac{2 h \nu^3 c^{-2}}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} = \frac{1,4745 \times 10^{-50} \nu^3}{e^{4,79922 \times 10^{-11} \frac{\nu}{T}} - 1} \left[\frac{erg}{cm^2 \times s \times Hz \times sr} \right] \quad (1)$$

Donde h es la constante de Planck, c es la velocidad de la luz, ν es la frecuencia de la radiación emitida y T es la temperatura de la fotosfera. Además es conocida la relación $c = \nu \lambda$, con λ longitud de onda.

El flujo se puede relacionar con el espectro de la estrella, según la siguiente relación:

$$F = \Omega \times B \quad (2)$$

donde Ω es una función de la frecuencia de la radiación emitida

Consideremos ahora este tema de las regiones H II bajo otro prisma teórico matemático. Para ello, supongamos que tenemos una estrella embebida en una nube de H interestelar de densidad constante; supongamos también que se trata de una estrella de alta temperatura, suficiente para que en su atmósfera se produzca la ionización del hidrógeno y, por lo tanto, exista radiación en el continuo de Lyman; entonces, un fotón proveniente de la estrella, con $\lambda < 912\text{\AA}$, puede ionizar el H del medio interestelar. Estos fotones altamente energéticos son abundantes y, en consecuencia, prácticamente todo el H alrededor de la estrella estará ionizado.

Sea s_0 el radio de dicha región ionizada, llamada región H II. Todos los fotones producidos por la estrella más allá del límite de Lyman son absorbidos en esta región. La absorción de cada uno de estos fotones L_e produce la ionización de un átomo de H,

seguida de una recombinación. Consideraremos que éste es un proceso estacionario, o sea, que en la nebulosa no ocurren variaciones con el tiempo (en realidad se producen variaciones, pero son muy lentas). Por lo tanto, podemos igualar el número de fotones L_e con el número de recombinaciones que se producen en la región estudiada. Dado el hecho de que prácticamente todo el gas interestelar se encuentra en el nivel fundamental, basta con tomar en cuenta las ionizaciones desde dicho nivel; las recombinaciones, en cambio, se pueden producir a todos los niveles; pero en este caso no tomaremos en cuenta el nivel fundamental, ya que los fotones L_e emitidos producen una nueva ionización.

Sea B_ν^e la intensidad específica de la radiación estelar y N_L , el número de fotones L_e emitidos por cm^2 de la superficie estelar por segundo. Entonces el número total de fotones L_e será:

$$4\pi R^2 N_L$$

Siendo R el radio de la estrella.

El número de fotones N_L estará dado por el flujo emitido por la estrella, dividido por la energía $h\nu$ de cada fotón; se debe considerar el flujo emitido en frecuencias mayores que la frecuencia de ionización ν , correspondiente al límite de Lyman. Entonces:

$$L_e = 4\pi R^2 \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{\pi B_\nu^e}{h\nu} d\nu \quad (3)$$

Por otra parte, el número de recombinaciones será proporcional al número de iones, n_p y al número de electrones n_e . Si α_i , es la probabilidad de recombinación, o coeficiente de recombinación, a un nivel i , el número de recombinaciones por cm^3 y por segundo será:

$$\alpha_i n_p n_e$$

En una capa de radio r y espesor dr , el número de recombinaciones será:

$$\alpha_i n_p n_e 4\pi r^2 dr$$

Y en toda la esfera de radio s_0 :

$$\alpha_i n_p n_e 4\pi \int_R^{s_0} r^2 dr$$

Si despreciamos el radio de la estrella, R , en comparación de s_0 , tendremos que el número de recombinaciones a nivel i será:

$$\frac{4}{3} \pi s_0^3 n_e n_p \alpha_i$$

Con lo cual el número de fotones S por segundo es:

$$\boxed{S_{estrella} = \frac{4}{3} \pi s_0^3 n_e n_p \alpha_2} \quad (4)$$

De esta expresión y sabiendo la relación entre el flujo y el número de fotones por segundo, se obtiene:

$$\boxed{F(H_\alpha) = \alpha_{H_\alpha} n_e n_p h\nu_{H_\alpha} \frac{L'}{4\pi}} \quad (5)$$

Con L' el radio de la región.

Por último de la ecuación de número de fotones por segundo podemos determinar la luminosidad, sabiendo que es igual a energía de cada fotón ionizante por número de fotones.

$$\boxed{L = E_f S_{estrella}} \quad (6)$$

Relación masa – luminosidad:

Para las estrellas de la secuencia principal se cumple aproximadamente la siguiente relación:

$$\frac{L}{L_\odot} = \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^3 \quad (7)$$

Donde L_\odot y M_\odot son la luminosidad y la masa del sol, respectivamente.

3.2. Calibración

Para la estrella de calibración, en este caso ζ-Grus (zeta Grus), se obtuvo una suma de 488281 cuentas con una exposición de cinco segundos, lo que da un flujo para la estrella de:

$$Q = 97656,2 \left[\frac{\text{cuentas}}{s} \right]$$

De los datos de que se dispone, la magnitud de la estrella de calibración mas cercana es la correspondiente al filtro V, esta se utilizará debido a la incapacidad de obtener la magnitud en R (que es lo ideal para obtener el valor del factor α en el filtro H α), ya que no es posible interpolarla y no se encuentra disponible en los recursos escritos de los que se dispone. El valor corresponde a:

$$V(\lambda = \lambda_V) = 4,04$$

Con lo que se obtiene un flujo observado para la estrella de calibración de:

$$F_{obs}(\lambda = \lambda_V) = 1,50349 \times 10^{-18} \left[\frac{\text{erg}}{s \times \text{cm}^2 \times \text{Hz}} \right]$$

En donde hemos utilizado la formula:

$$V = 2,5 \times \log \left[\frac{F_{\zeta-Grus}}{F_{vega}} \right] \quad (8)$$

Donde V es la magnitud de la estrella, y para el flujo de Vega en V hemos utilizado los valores de la siguiente tabla:

| Filtro | Flujo $\left[\frac{\text{erg}}{s \times \text{cm}^2 \times \text{Hz}} \right]$ | Longitud de onda $[\text{\AA}]$ | Frecuencia $[\text{Hz}]$ |
|--------|---|---------------------------------|--------------------------|
| U | $1,81 \times 10^{-20}$ | 3652 | $8,20899 \times 10^{14}$ |
| B | $4,26 \times 10^{-20}$ | 4468 | $6,70977 \times 10^{14}$ |
| V | $3,64 \times 10^{-20}$ | 5505 | $5,44582 \times 10^{14}$ |
| R | $3,08 \times 10^{-20}$ | 6581 | $4,55542 \times 10^{14}$ |
| I | $2,55 \times 10^{-20}$ | 8059 | $3,71997 \times 10^{14}$ |

Tabla 1: Flujos de Vega segun el filtro, valores de la longitud de onda para cada filtro y valores de las frecuencias correspondientes a cada filtro.¹

Convirtiendo el flujo a unidades de $\left[\frac{W}{m^2 \times \text{Hz}} \right]$ se obtiene un flujo de:

$$F_{obs}(\lambda = \lambda_V) = 1,50349 \times 10^{-21} \left[\frac{W}{m^2 \times \text{Hz}} \right]$$

¹ Referencia: <http://www.das.uchile.cl/~mhamuy/courses/AS750/clase0.html>

Por otro lado, para calcular $B_V(T_{eff})$ se han usado los valores correspondientes a ν (frecuencia) en el filtro V según la Tabla 1 y la temperatura efectiva de la estrella de calibración, que en este caso es una estrella del tipo G8 – K0III², que corresponde a 4660°K³. Con lo anterior y reemplazando en la formula (1), se obtiene un valor de:

$$B_V = 5,44582 \times 10^{14} (T_{eff} = 4660) = 8,76358 \times 10^{-9} \left[\frac{W}{m^2 \times Hz \times sr} \right]$$

Con este valor se despeja Ω de la ecuación (2) y se obtiene un valor de:

$$\Omega = 1,71561 \times 10^{-13} [sr]$$

Para $\lambda_{H\alpha}$ se ha encontrado un valor de $\lambda_{H\alpha} = 6563 [\text{Å}]$ lo que equivale en unidades de frecuencia a $\nu_{H\alpha} = 4,56792 \times 10^{14} [Hz]$.

Ahora hay que obtener $F_{obs}(\lambda = \lambda_{H\alpha})$, para ello se calcula $B_V = 4,56792 \times 10^{14} (T_{eff} = 4660)$ y se reemplaza en (2) junto con el valor de Ω . Se obtienen los siguientes valores:

$$B_V = 4,56792 \times 10^{14} (T_{eff} = 4660) = 1,28428 \times 10^{-8} \left[\frac{W}{m^2 \times Hz \times sr} \right]$$

$$F_{obs}(\lambda = \lambda_{H\alpha}) = 2,20333 \times 10^{-21} \left[\frac{W}{m^2 \times Hz} \right]$$

Con esto se puede encontrar el factor de calibración α de la siguiente fórmula:

$$F = Q \times \alpha \quad (9)$$

Obteniéndose un valor de:

$$\alpha = 2,25621 \times 10^{-26} \left[\frac{W}{cuentas \times m^2 \times Hz^2} \right]$$

² Referencia: http://www.seds.org/Maps/Const/Data/grus_tab.html

³ G.T. Van Belle et Al, 1999, RADII And Effective Temperatures For G, K, and M Giants And Supergiants, 526, 527

3.3. Flujo de M17

En la siguiente tabla se muestran las distintas estrellas que fueron encontradas en la imagen de M17 en el filtro $H\alpha$:

| | Cuentas estrella (rectángulo menor) | Píxeles rectángulo menor | Cuentas rectángulo mayor | Píxeles rectángulo externo | Cuentas hipotéticas en zona de la estrella | Variación de cuentas en zona de la estrella |
|----|-------------------------------------|--------------------------|--------------------------|----------------------------|--|---|
| 1 | 14235 | 20 | 106448 | 600 | 3179,75862 | -11055,2414 |
| 2 | 5740 | 9 | 79368 | 437 | 1548,25234 | -4191,74766 |
| 3 | 3620 | 12 | 88038 | 552 | 1875,95556 | -1744,04444 |
| 4 | 24948 | 110 | 157452 | 930 | 17774,9268 | -7173,07317 |
| 5 | 1502 | 6 | 79055 | 506 | 930,636 | -571,364 |
| 6 | 1548 | 6 | 78515 | 506 | 923,604 | -624,396 |
| 7 | 1657 | 4 | 81393 | 484 | 664,466667 | -992,533333 |
| 8 | 1182 | 4 | 69012 | 484 | 565,25 | -616,75 |
| 9 | 1207 | 4 | 75935 | 484 | 622,733333 | -584,266667 |
| 10 | 1488 | 6 | 64710 | 396 | 972,646154 | -515,353846 |
| 11 | 1450 | 4 | 77232 | 484 | 631,516667 | -818,483333 |
| 12 | 1039 | 4 | 78527 | 484 | 645,733333 | -393,266667 |
| 13 | 1112 | 4 | 81923 | 484 | 673,425 | -438,575 |
| 14 | 2772 | 9 | 105171 | 529 | 1772,29038 | -999,709615 |
| 15 | 957 | 4 | 74908 | 484 | 616,258333 | -340,741667 |
| 16 | 37311 | 195 | 187269 | 1155 | 30460,2188 | -6850,78125 |
| 17 | 2447 | 8 | 96159 | 528 | 1441,72308 | -1005,27692 |
| 18 | 1459 | 4 | 92087 | 484 | 755,233333 | -703,766667 |
| 19 | 2042 | 9 | 88705 | 529 | 1499,93654 | -542,063462 |
| 20 | 1122 | 4 | 81803 | 484 | 672,341667 | -449,658333 |
| 21 | 1006 | 4 | 89158 | 484 | 734,6 | -271,4 |
| 22 | 1141 | 4 | 95644 | 484 | 787,525 | -353,475 |
| 23 | 972 | 4 | 88975 | 484 | 733,358333 | -238,641667 |
| 24 | 36225 | 192 | 170124 | 992 | 32135,76 | -4089,24 |
| 25 | 44067 | 255 | 203919 | 1295 | 39194,4808 | -4872,51923 |
| 26 | 41212 | 240 | 107240 | 1280 | 38314,1538 | -2897,84615 |
| 27 | 71706 | 255 | 250277 | 1295 | 43784,2356 | -27921,7644 |
| 28 | 136206 | 361 | 366052 | 1521 | 71529,6603 | -64676,3397 |

Tabla 2: Flujos de estrellas identificadas en la imagen de M17 en el filtro H alfa

En la primera columna se tienen las cuentas de cada estrella identificada en la imagen de M17 para el filtro correspondiente; en la segunda columna se tienen la cantidad píxeles del rectángulo (o cuadrado) que encierra la estrella; la tercera columna corresponde al flujo de un rectángulo que encierra a la estrella pero que es 10 píxeles mayor por cada lado; la cuarta columna presenta el número de píxeles presentes en el rectángulo correspondiente; la quinta columna presenta el flujo que debiera haber en la zona donde esta la estrella en promedio, es decir, son las cuentas promedio por píxel

que hay en la caja externa a la estrella por los píxeles cuadrados que ocupa la estrella, también se puede representar por la formula:

$$\left(\begin{matrix} \text{Píxeles rectángulo} \\ \text{menor} \end{matrix} \right) \times \left[\left(\begin{matrix} \text{Cuentas rectángulo} \\ \text{mayor} \end{matrix} \right) - \left(\begin{matrix} \text{Cuentas rectángulo} \\ \text{menor} \end{matrix} \right) \right] \div \left[\left(\begin{matrix} \text{Píxeles rectángulo} \\ \text{mayor} \end{matrix} \right) - \left(\begin{matrix} \text{Píxeles rectángulo} \\ \text{menor} \end{matrix} \right) \right]$$

La última columna es simplemente la variación que debería haber en el número de cuentas total de la imagen, esta última fila da, sumando todos los valores, una variación total de -145932,32, si se considera que la imagen tiene un número total de 260161519 cuentas, restando los valores obtenemos que el numero de cuentas de M17 tiene un valor de 260015587. Por lo tanto, considerando que el tiempo de exposición de la imagen fue de 120 segundos, el flujo para M17 es:

$$Q_{M17} = 2166796,56 \left[\frac{\text{cuentas}}{\text{s}} \right]$$

Lo que da en unidades internacionales, usando el factor de calibración α y reemplazando en (9), un valor de:

$$F_{M17}(\lambda = \lambda_{H\alpha}) = 4,88875 \times 10^{-20} \left[\frac{\text{W}}{\text{m}^2 \times \text{Hz}} \right]$$

3.4. Masa de la estrella ionizante de M17

Primero se debe calcular la densidad numérica de protones por la densidad numérica de electrones para eso despejamos $n_e \times n_p$ de la ecuación (5), considerando los siguientes valores para las constantes:

$$\alpha_{H\alpha} = 3 \times 10^{-19} \left[\frac{m^3}{s} \right]$$
$$h = 6,6260693 \times 10^{14} [J \times s]$$
$$L' = 2,36525 \times 10^{22} [m]$$

Donde se ha considerado para L' que M17 cubre un ángulo sólido aproximado de 500 píxeles y que está a una distancia aproximada de 5000 años luz⁴. Con estos valores, más el flujo de M17 en $H\alpha$ calculado anteriormente y la frecuencia del filtro, se obtiene un valor para la densidad numérica de:

$$n_e \times n_p = 0,000286045 \left[\frac{1}{m^6} \right]$$

Este valor se reemplaza en la ecuación (4), junto con los valores para las constantes: $s_0 = L'$ y $\alpha_{H\alpha} = \alpha_2$; para obtener el número de recombinaciones por segundo, se obtiene el siguiente resultado:

$$S = 4,756 \times 10^{45} \left[\frac{1}{s} \right]$$

Este valor se multiplica por la energía necesaria para excitar un electrón del primer nivel al segundo en un átomo de Hidrógeno, esto equivale a 13,6[eV] o $2,17896 \times 10^{-18} [J]$; con esto se obtiene la luminosidad de la estrella ionizante, cuyo valor es:

$$L = 1,03640 \times 10^{28} [W]$$

Si se considera que la luminosidad del sol es $L_{\odot} = 3,827 \times 10^{26} [W]$ y su masa $M_{\odot} = 1,988435 \times 10^{30} [Kg]$, se obtiene de la ecuación (7), que la masa de la estrella ionizante es:

$$M = 5,97128 \times 10^{30} [Kg]$$

Lo que equivale a 3 masas solares aproximadamente.

⁴Referencia: <http://www.seds.org/messier/m/m017.html>

4. Conclusión

Como se dijo en la primera parte del trabajo, específicamente a lo que se conoce de M17, la región HII lo mas probable es que tenga en su interior estrellas jóvenes que ionicen el hidrógeno interestelar. Se desprende de la masa de la estrella ionizante y del tipo espectral con que esta catalogada M17 (tipo A) que lo más probable es que la estrella ionizante pertenezca a la secuencia principal, esto analizando tablas comparativas entre el tipo espectral de una estrella y su masa. Si a esto se le suma a que lo mas probable es que la región posea en su interior estrellas jóvenes, es posible considerar una masa del orden de magnitud de lo que se obtuvo en el presente trabajo.

Ahora, se debe recordar que la imagen de M17 utilizada para este trabajo, no comprendía la totalidad de la nebulosa, por ende se podría pensar en que lo que falta podría influir en demasía en el valor de la masa de la estrella ionizante. Dilucidemos esto considerando que lo que falta no es mas del triple de lo que la imagen que poseemos nos muestra en cuentas (esto se estima comparando lo que muestra la imagen utilizada con imágenes de la región completa), por lo que si consideramos una región con el triple de cuentas de lo que posee la región analizada, y obviamente un ángulo sólido mayor, la masa pasa de 3 a 9 masas solares aproximadamente, considerando un ángulo sólido de 1500 píxeles (el triple de lo utilizado en el desarrollo de los cálculos de la masa). Las aproximaciones anteriores son estimaciones mayores a lo que se vería en una imagen de la región completa, ya que la imagen utilizada comprende la sección mas brillante de M17, por lo que se podría pensar que la cantidad de fotones, y por ende cuentas, que perciba el CCD va a ser menor que lo que tiene esta región; y además el ángulo sólido utilizado en el trabajo ya es una sobreestimación.

Por lo anterior se puede acotar la masa de la estrella ionizante entre 3 a 9 masas solares. Este rango puede parecer en un principio muy amplio, sin embargo, hay que considerar que esto es una mínima cantidad en comparación con la masa del gas que se estima en 800 masas solares. También hay que considerar otros errores en los datos para los cálculos además del antes nombrado, como por ejemplo: no saber la relación entre un píxel del CCD y el ángulo sólido cubierto por este, aproximaciones en algunas constantes, no poseer una imagen de la estrella de calibración obtenida en la misma fecha, entre otros.

En fin, como se dijo en la introducción este trabajo es solo una primera aproximación a la masa de la estrella ionizante. Se puede decir que no se cumplió a cabalidad con el objetivo del trabajo, sin embargo, se logró conseguir una primera aproximación al valor que podría ser considerado real.