



DETECCIÓN DE ESTRELLAS EXTRAGALÁCTICAS CON EMISIÓN EN H α

Juan Felipe Cabrera Garcia

Universidad de los Andes
Facultad de Ciencias, Departamento de Física
Bogotá, Colombia
2019

Detección de Estrellas Extragalácticas con Emisión en H α

Juan Felipe Cabrera García

Monografía presentada como requisito parcial para optar al título de:
Físico

Director:
Ph.D. Alejandro García Varela

Línea de Investigación:
Astronomía

Universidad de los Andes
Facultad de Ciencias, Departamento de Física
Bogotá, Colombia
2019

Para Gabriel & Olga

Agradecimientos

Este es un proyecto que me permitió conocer las frustraciones y alegrías que vienen con hacer astronomía observacional. Durante su realización he aprendido que tratar de comprender el universo observándolo desde la tierra es un gran reto lleno de obstáculos y dificultades, pero con paciencia y dedicación es posible.

Por esta oportunidad debo agradecer al profesor Alejandro García, quien hace un año en su curso de cúmulos abiertos me introdujo al mundo de la fotometría, y desde entonces me estuvo apoyando y contagiando de su entusiasmo para realizar este proyecto. Su constante guía e impulso fueron indispensables para este trabajo. Quiero mencionar también a los profesores Benjamín Oostra y Beatriz Sabogal, quienes en sus cursos CBU me dieron mis primeras bases en astronomía, que me permitieron llegar hasta aquí.

Por último debo agradecer a mis padres, mi hermana y a toda la familia en la que Dios me puso. El infinito apoyo y amor que he recibido de ellos constituyen todo lo que soy, los quiero mucho.

Resumen

El estudio de estrellas Be y otros tipos de estrellas con emisión en H α ha estado limitado principalmente a entornos en el interior de nuestra galaxia y en las Nubes de Magallanes. Imágenes en los filtros UBVRI y H α de otras galaxias cercanas tomadas por Massey et al. (2006), en los telescopios de 4 metros del Observatorio Nacional de Kitt Peak y el Observatorio Inter-American de Cerro Tololo, nos permiten implementar un método fotométrico basado en diagramas color-color, que ya fue exitoso en las Nubes de Magallanes para identificar estrellas con emisión en H α .

El objetivo de este proyecto fue detectar estrellas con emisión en H α en las galaxias Sextans A, Sextans B, WLM, NGC 6822 e IC 10 utilizando diagramas color-color con los índices de color R-H α y B-V. El resultado fueron 566 estrellas detectadas de las cuales se tiene el conocimiento de dos Variables Luminosas Azules (LBVs) que se han confirmado espectroscópicamente. También se obtuvieron diagramas magnitud-color de las galaxias donde se puede identificar que en su mayoría las estrellas detectadas se encuentran sobre o cerca de la parte azul de la secuencia principal, conviértalas en candidatas a estrellas Be, Herbig Ae/Be o Wolf Rayet. Por último se hizo un pequeño análisis sobre los posibles efectos que tiene la metalicidad sobre la ocurrencia del fenómeno de emisión en H α . De este, se concluye que nuestros resultados apoyan la hipótesis de que los entornos de baja metalicidad favorecen al fenómeno de emisión en H α .

Abstract

The study of Be stars and other types of H α emitting stars has been mainly limited to stars in our galaxy and in the Magellanic Clouds. Images on the UBVRI filters as well as in the H α filter taken for other nearby galaxies by Massey et al. (2006), using the 4 meter telescopes at Kitt Peak National Observatory and the Cerro Tololo Inter-American Observatory, allow us to implement a two color diagram based photometric method that has already been successful on identifying H α emitting stars in the Magellanic Clouds.

The objective of this project was to detect H α emitting stars in the Sextans A, Sextans B, WLM, NGC 6822 and IC 10 galaxies, using two color diagrams with the color indices R-Ha and B-V. The results were 566 stars detected of which there are two spectroscopically confirmed Luminous Blue Variables (LBVs) that we know of. We also obtain color-magnitude diagrams for all the galaxies where we identify that most of the stars detected are found over or near the blue part of the main sequence, making them either Be, Herbig Ae/Be or Wolf Rayet candidates. Finally we conduct a small analysis of the possible effect that metallicity has on the occurring of H α emission. From this, we conclude that our results support the hypothesis stating that low metallicity environments enhance H α emission.

Contenido

Agradecimientos	vii
Resumen	ix
Abstract	x
1. Introducción	3
1.1. Lineas espectrales	3
1.2. Estrellas con lineas de emisión	6
1.2.1. Estrellas de tipo temprano	6
1.2.2. Estrellas de tipo tardío	11
1.2.3. Estrellas de pre-secuencia principal	13
1.3. Detección de estrellas con lineas de emisión	14
1.4. Galaxias del grupo local	15
1.4.1. Sextans A	16
1.4.2. Sextans B	16
1.4.3. WLM	18
1.4.4. NGC 6822	18
1.4.5. IC 10	19
1.5. Objetivos	19
2. Fotometría	21
2.1. Conceptos de Fotometría	21
2.1.1. Magnitudes	22
2.1.2. Sistema fotométrico de Johnson	23
2.1.3. Fotometría de banda angosta	25
2.1.4. Procesos de extinción	25
2.2. Fotometría de ajuste de perfil (PSF)	27
2.3. Fotometría para la detección de estrellas con emisión en H α	30

3. Datos	33
3.1. Survey	33
3.2. Telescopios	34
3.2.1. Telescopio Mayall	34
3.2.2. Telescopio Blanco	35
3.3. Reducción de datos	37
3.4. Trabajos realizados	37
4. Resultados	39
4.1. Sextans A	39
4.2. Sextans B	45
4.3. WLM	49
4.4. NGC 6822	54
4.5. IC 10	59
4.6. Comparación de Resultados	63
4.7. Relación con Metalicidad	65
5. Conclusiones y Trabajo Futuro	67
A. Parámetros de la Fotometría	69
B. Catálogo de Estrellas con Emisión en Hα	70
Bibliografía	79

Capítulo 1

Introducción

Para nadie es un secreto que observar el cielo nocturno puede producir una especial variedad de sensaciones. Un negro absoluto que se cubre de luces de diversos colores, formas y brillos, que se extienden en todas las direcciones. La intriga es una de las sensaciones que pueden surgir, ¿qué son esas luces? y ¿porqué son como son? De aquí surge la astronomía observational. El cuantificar cada vez con mayor exactitud y precisión esos colores, formas y brillos, además de registrar la información para después analizar como pueda cambiar a través del tiempo.

1.1. Lineas espectrales

Innumerables esfuerzos y avances tecnológicos han permitido que al día de hoy tengamos una idea bastante clara sobre la naturaleza de los diferentes cuerpos celestes, aunque este comentario no se debe hacer sin antes mencionar que es mucho lo que se desconoce y que con cada hallazgo surgen mas incógnitas. Gran parte del conocimiento que se produjo antes del siglo XIX se le atribuye a las técnicas observationales de fotometría y astrometría, desde las cuales se podían deducir cantidades sobre el brillo, el movimiento y las distancias de los objetos celestes. Un aspecto que no se había logrado estudiar era la composición de la materia que constituía a estos objetos. No fue hasta 1814 que el alemán Joseph Von Fraunhofer descubrió que haciendo pasar la luz del sol a través de un prisma para obtener su espectro (como ya lo había hecho Newton), se podían apreciar varias lineas oscuras a lo largo de lo que se creía que era un espectro totalmente continuo. Midiendo las longitudes de onda de estas lineas, Fraunhofer creó un catálogo con 475 lineas. Posteriormente, al observar que la sal producía una linea spectral amarilla con exactamente la misma longitud de onda de una de las lineas más prominentes de su catálogo, concluyó que en el sol había presencia de Sodio. De esta manera nació una nueva ciencia, la espectroscopía, que permitía la identificación de los componentes químicos de un objeto, mediante la observación de su espectro.

Las fundaciones de la espectroscopía fueron realizadas por Robert Bunsen y Gustav Kirchhoff en 1860. Mediante la observación del espectro de varias substancias, introdujeron la idea de que cada elemento produce su propio patrón de líneas espectrales. Adicionalmente plantearon las siguientes tres leyes:

- Un gas denso u objeto sólido a temperaturas superiores a 0 K produce un espectro continuo sin líneas oscuras.
- Un gas caliente y difuso produce líneas espectrales brillantes (líneas de emisión).
- Un gas frío y difuso puesto en frente de una fuente de espectro continuo, produce líneas espectrales oscuras (líneas de absorción) sobre el espectro.

Las tres leyes se pueden evidenciar de manera muy clara en observaciones astronómicas. Objetos calientes y compactos como las estrellas presentan un espectro continuo, sin embargo debido a la presencia de gases en sus atmósferas se aplica la tercera ley, y el resultado es la observación de líneas de absorción como las que observó Fraunhofer. Por otro lado al observar nebulosas calientes, cumpliendo con la segunda ley, se observan las líneas de emisión. Es así como se establece el patrón de que las estrellas presentan líneas de absorción mientras que las nubes de gas, líneas de emisión. Quien descubrió este patrón fue el astrónomo británico William Huggins hacia 1860 tras realizar detalladas observaciones en estrellas y nebulosas planetarias¹. Similarmente durante la misma década, el sacerdote Angelo Secchi encontró una relación entre el color de las estrellas y sus líneas de absorción para producir un sistema de clasificación.

Cabe mencionar que para esta época no se tenía una explicación para el fenómeno de las líneas espectrales, para esto se tuvo que esperar hasta inicios del siglo XX cuando se desarrollaron los primeros modelos atómicos y la mecánica cuántica. El desarrollo de la distribución de energíapectral para la materia en equilibrio térmico (cuerpo negro) por parte de Max Planck, dio una acertada descripción al fenómeno de emisión continua como el que se menciona en la primera ley de Kirchhoff. Por otro lado, la explicación de las líneas de absorción y emisión tuvo dos períodos, antes y después del modelo atómico de Niels Bohr. Antes del modelo atómico de Bohr se habían desarrollado los modelos atómicos de Thomson y de Rutherford basados en resultados experimentales. Pese a que estos no daban explicación a las líneas, permitieron importantes avances en la física experimental, produciendo una abundante cantidad de datos sobre los espectros y las

¹Las cuales se creía antes que estaban conformadas por estrellas tenues y no por gas.

longitudes de onda de distintos elementos. Fue entonces que el profesor de escuela suizo Johann Balmer formuló una relación que predecía con alta precisión las longitudes de onda de todas las lineas espectrales del Hidrógeno, esta es:

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \left(\frac{1}{m^2} - \frac{1}{n^2} \right) \quad (1-1)$$

donde n y m debían ser números enteros, y R_H una constante que posteriormente recibiría el nombre de constante de Rydberg. A partir de esta ecuación se generaron las hoy conocidas series de longitudes de onda de las lineas del Hidrógeno: la serie de Balmer, fijando $m = 2$ que muestra lineas en el espectro visible, también la serie de Lyman ($m = 1$) para las lineas ultra violeta y la serie de Paschen ($m = 3$) para el infrarrojo cercano, entre otras. Es la serie de Balmer la que lleva mayor relevancia para efectos de este trabajo, específicamente la primera linea de esta serie conocida como $H\alpha$ ² que tiene una longitud de onda de 656,279(3) nm (Mitchell, 1947).

Claramente este era un resultado empírico y no daba una explicación concreta a la presencia de las lineas. Para dar con esta, se empleó el concepto de la cuantización de la energía, presentado en el modelo atómico de Niels Bohr. La suposición inicial de Bohr de que el momento angular de los electrones en el átomo estaba cuantizado ($L = n\hbar, n \in \mathbb{N}$), en conjunto con el modelamiento de la órbita circular de un electrón alrededor de un protón debido a la interacción de Coulomb, permitió describir la energía de un electrón como una función de un número principal n de esta manera:

$$E_n = -\frac{\mu e^4}{32\pi^2\epsilon_0^2\hbar^2} \frac{1}{n^2} = -13,6 \text{ eV} \frac{1}{n^2} \quad (1-2)$$

Con μ siendo la masa reducida. Lo mas sorprendente fue que si se tomaba la diferencia de dos energías con valores diferentes de n y se usaba la formula de Planck $E = hc/\lambda$, se lograban reproducir las observaciones experimentales y descritas por Balmer para las longitudes de onda del Hidrógeno, llegando a esta expresión:

$$\frac{1}{\lambda} = \frac{\mu e^4}{64\pi^3\epsilon_0^2\hbar^3 c} \left(\frac{1}{n_{low}^2} - \frac{1}{n_{high}^2} \right) \quad (1-3)$$

Lo cual determinaba el valor de la constante de Rydberg en términos de otras constantes de la naturaleza. Cabe recalcar que esta descripción de niveles energéticos es exclusiva para el Hidrógeno y pese a que se tiene el mismo concepto para los demás elementos, el cálculo de las energías lleva mayor complejidad. (Carroll and Ostlie, 2017)

²Las lineas de la serie de Balmer reciben nombres: $H\alpha, H\beta, H\gamma, \dots$ a medida que disminuye la longitud de onda.

1.2. Estrellas con líneas de emisión

Teniendo ahora una mejor comprensión sobre el fenómeno de las líneas espectrales, podemos volver a los años posteriores a 1860 cuando se hacían las primeras observaciones astronómicas con espectroscopía. El suceso que nos concierne ocurrió en 1866 cuando el mismo Angelo Secchi que ya mencionamos hizo una observación que contradecía el patrón que Huggins había descubierto, pues observó que las estrellas γ Cas y β Lyr presentaban líneas en emisión. γ Cas presentaba alta emisión en líneas de la serie de Balmer ($H\alpha \sim H\delta$), mientras que β Lyr tenía líneas de la serie de Balmer además de líneas de Helio. Posteriormente se determinaría que γ Cas sería la primera estrella Be descubierta, y β Lyr el primer ejemplo de sistemas binarios cercanos con líneas en emisión. El fundamento que explica la presencia de las líneas de emisión en una estrella es la presencia de envolturas de materia y estas ocurren por diversos mecanismos.

Los descubrimientos de más estrellas con líneas de emisión siguieron durante los años restantes del siglo XIX, y a lo largo del siglo XX. Estos descubrimientos, junto con detalladas investigaciones han permitido clasificar a las estrellas con líneas de emisión en tres grandes categorías: estrellas de tipo temprano, estrellas de tipo tardío, y estrellas de pre-secuencia principal. Dentro de cada categoría existen varios tipos de estrellas, los cuales en parte pueden ser identificados por su posición en un diagrama magnitud-color como el que se muestra en la figura 1-1.

1.2.1. Estrellas de tipo temprano

Estrellas de tipo temprano es el nombre por el cual se les conoce a las estrellas que se encuentran cerca de la parte superior de la secuencia principal. Estas por lo general corresponden a las clases espectrales O, B y A, lo que implica que son las estrellas calientes y azules. Estas se encuentran en la parte superior izquierda de la figura 1-1.

Wolf-Rayet (WR)

Estas deben su nombre a sus descubridores Charles Wolf y Georges Rayet, quienes en 1867 observaron tres de estos objetos desde el Observatorio de París. Las principales características de las WR son la presencia de líneas de emisión anchas³ en la parte más azul del óptico. Las líneas más abundantes son de iones de Carbono, Nitrógeno y Oxígeno, y dependiendo de cual sea más abundante se pueden subclasicar en los tipos WC, WN y WO. El modelo astrofísico estándar de estas estrellas se basa en la presencia

³Lo que se ha interpretado como una consecuencia del efecto doppler.

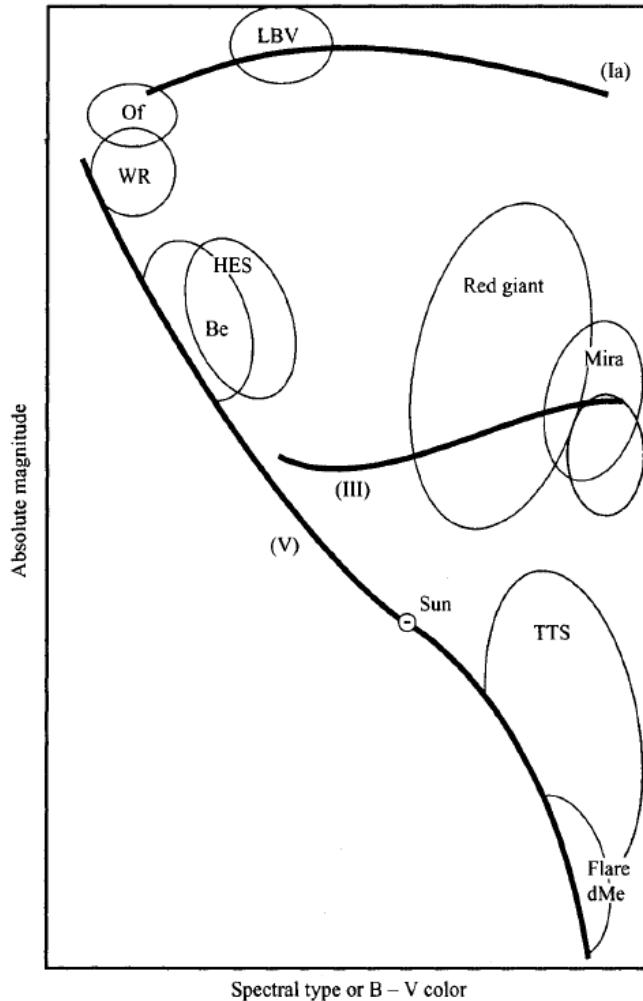


Figura 1-1.: Diagrama magnitud-color con distribución de estrellas con líneas de emisión (Kogure and Leung, 2007).

de fuertes vientos estelares que producen una envoltura esféricamente simétrica. Estas serían descendientes de estrellas clase O masivas que se encuentran en una etapa de pre-supernova (Crowther, 2007). La presencia de líneas de la serie de Balmer se limita a un subconjunto en las estrellas WN (van der Hucht, 2001).

Estrellas Be

Las estrellas Be son sin duda una de las categorías más relevantes de estrellas con líneas de emisión, esto debido a la gran abundancia de estos objetos; por esta razón, nos detendremos especialmente en ellas. Como ya se mencionó, su descubrimiento se remonta

al primer descubrimiento de estrellas con líneas de emisión por parte del padre Angelo Secchi. Una de las primeras definiciones, la cual se tomó por bastante tiempo, fue la de Collins et al. (1987). Esta indica que una estrella Be es “una estrella no super-gigante de tipo B cuyo espectro tiene, o en algún momento ha tenido, una o más líneas de Balmer en emisión”. Ciertamente esta es una definición muy amplia, e investigaciones más recientes han permitido que se hagan mejores distinciones entre varios tipos de estrellas que fácilmente cabrían en la definición de Collins. Por esta razón ha surgido el término de estrellas “Clásicas Be”, el cual se refiere a las estrellas que tienen características muy similares a γ Cas, de esta manera se excluyen casos como las Herbig Ae/Be que en el diagrama de **1-1** se observan cerca de las Be. Introduciendo algunos atributos astrofísicos, se puede construir una definición como la de Semaan et al. (2018), quienes dicen que las Be son “estrellas de secuencia principal o estrellas tipo B poco evolucionadas cuya principal característica es la alta velocidad de rotación y el entorno circunestelar que es anisotrópico en densidad, velocidad y forma, donde se forman líneas de emisión y excesos de flujo en el continuo infrarrojo”. Una discusión adicional es la de si es prudente limitar la definición a estrellas de tipo B, ya que la observación del fenómeno se ha dado en estrellas tipo O y A. Aunque esto sugiera que se debe ampliar la definición, incluir a estas clases nos llevaría a una frontera difusa sobre lo que es el fenómeno, y de hecho hay opiniones como la de Rivinius et al. (2013) que indican que limitar el estudio a las estrellas de tipo B no debería limitar nuestro entendimiento del fenómeno.

Las líneas en emisión presentan anchos significativos y típicamente tienen dos picos. Las líneas más comunes son de los iones H(I)⁴, He(I) y Fe(II), pero también pueden aparecer líneas de Si(II) y Mg(II). En cuanto al análisis en el dominio del tiempo, es sumamente importante mencionar que las líneas tienen considerables variaciones de amplitud, incluso desapareciendo en algunas ocasiones. Las escalas de tiempo de las variaciones abarcan desde décadas hasta pocos minutos (Porter and Rivinius, 2003). Los primeros intentos por explicar el misterio del fenómeno Be surgieron en 1931 por parte de Otto Struve (1931). La idea se resume en que las Be son estrellas con rotación inestables cuyo cuerpo se deforma alcanzando la forma de un lente y eyectan materia desde el ecuador, la cual forma un disco de decreción donde se forman las líneas de emisión.

El modelo de Struve no solo explica la presencia de las líneas de emisión sino también la frecuente presencia de dos picos en las líneas de emisión. Como se observa en la figura **1-2**, observar la estrella desde los polos resulta en la presencia de un único pico en las líneas de emisión (dirección A). Por su parte, cuando la línea de visión se acerca al

⁴Incluye a las líneas de la serie de Balmer que mencionaba Collins.

ecuador, el pico se empieza a separar en dos. La explicación de este fenómeno según Struve está dada por el efecto Doppler, entendiendo que la materia circunestelar en rotación (que produce las líneas) tiene distintas velocidades radiales, dependiendo de la dirección de observación. Así, vista la estrella desde el ecuador, una parte del material circunestelar se acerca mientras que otra se aleja, resultando en un pico de emisión con corrimiento al rojo, y otro con corrimiento al azul, i.e. dos líneas.

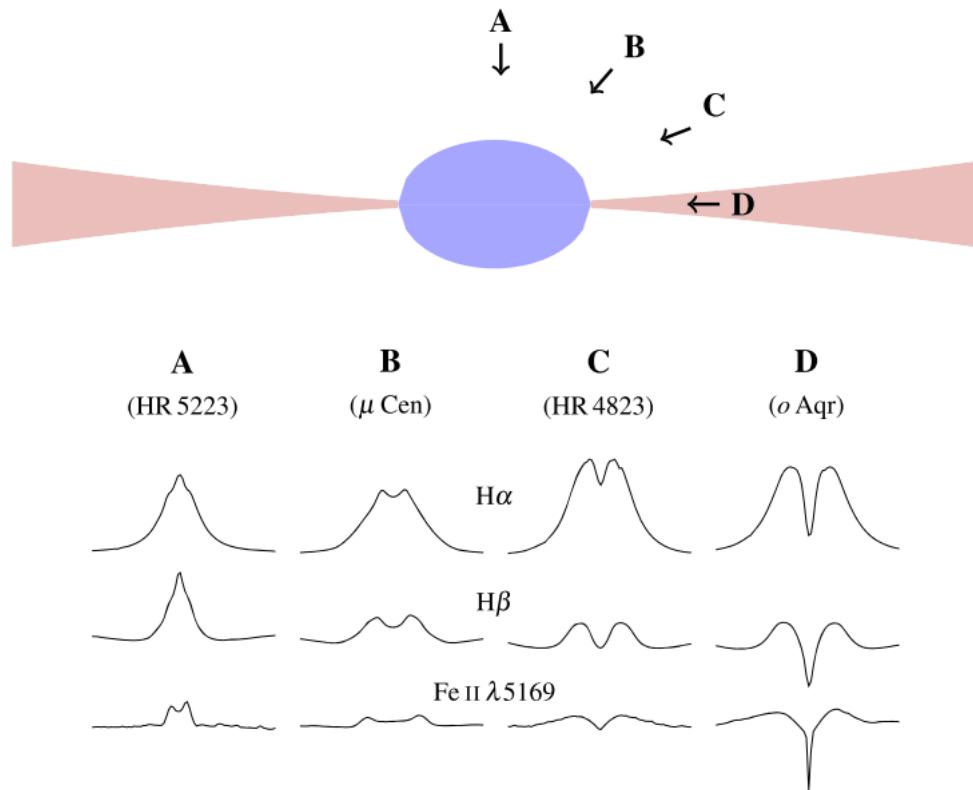


Figura 1-2.: Modelo de Struve, la inclinación del eje de rotación determina el perfil de las líneas de emisión (Rivinius et al., 2013).

Se debe mencionar que durante los años 70s y 80s surgieron otros modelos que se oponían al modelo de Struve, el cual perdió algo de credibilidad. El debate fue saldado 1994 gracias a las observaciones interferométricas de Quirrenbach et al. (1994), donde se confirmó que la morfología de la estrella Be ζ Tauri era ovalada acompañada de un disco, lo que concordaba con el modelo de Struve.

Explicar las variaciones ha resultado más complejo y hasta el día de hoy sigue siendo materia de investigación. Se ha establecido que además de la rotación, otros

posibles contribuyentes de las variaciones espectroscópicas y fotométricas, especialmente en las menores escalas de tiempo, son las pulsaciones no radiales y pequeños campos magnéticos. Indagaciones más recientes del fenómeno Be han arrojado que pese a que las Be de por si representan un importante subgrupo de las estrella tipo B, en ambientes de metalicidad muy baja como estrellas de Población III, las Be son mayoría entre las estrellas tipo B. (Rivinius et al., 2013)

Variables luminosas azules (LBV)

Volviendo a la figura 1-1, sobre la secuencia de las supergigantes (Ia) se observan las estrellas Variables Luminosas Azules. Las estrellas con líneas de emisión se asignan a esta categoría cuando se encuentran entre los tipos estelares O tardío y A, además de tener una magnitud bolométrica menor a -9,5 lo que corresponde a luminosidades mayores a $10^6 L_{\odot}$. Otras de sus características principales son: la presencia de prominentes líneas de emisión de los iones H(I), He(I), y Fe(II); y fuertes variaciones tanto fotométricas como espectroscópicas, esto implica también variaciones en la temperatura.

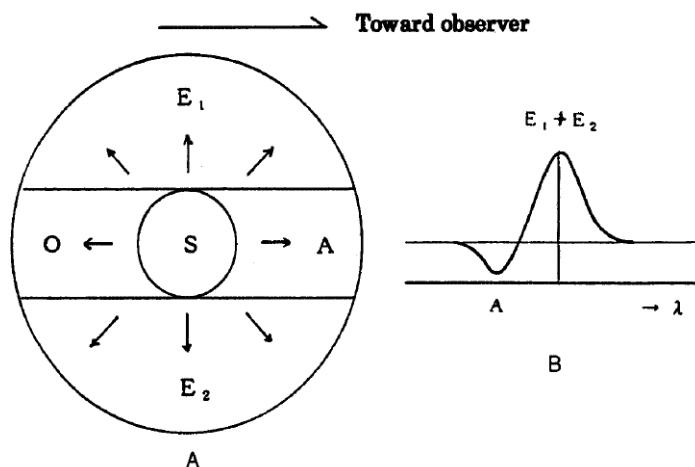


Figura 1-3.: A: Modelo de envoltura creciente. **B:** Perfil P Cygni (Kogure and Leung, 2007)

Dentro de las LBVs se destacan las estrellas de tipo P Cygni las cuales muestran prominentes líneas de emisión de varios iones metálicos además de las líneas de Balmer. La característica primordial de estas estrellas está en que durante ciertos períodos, sus líneas de emisión presentan un perfil que lleva su mismo nombre. Este consiste en la observación del pico de emisión acompañado por una absorción que tiene un corrimiento al azul. El modelo que explica este fenómeno fue propuesto originalmente

por Beals (1929), e involucra la formación de una gran envoltura de simetría esférica que se expande. Observando la figura 1-3 se entiende como la absorción tiene un corrimiento al azul debido a que al régión A se acerca al observador, mientras que las regiones E1 y E2 producen la prominente línea de emisión.

1.2.2. Estrellas de tipo tardío

De manera opuesta a las estrellas de tipo temprano, se denomina estrellas de tipo tardío a las que se encuentran a la derecha de un diagrama de Hertzprung-Russell i.e. observando la figura 1-1 las estrellas que se encuentran en la parte inferior de la secuencia principal y a la derecha en la secuencia de gigantes (III). Por supuesto, el principal atributo de estas estrellas es su baja temperatura y color más rojo.

Actividad cromosférica

La principal fuente de líneas de emisión en las estrellas de tipo tardío es la intensa actividad cromosférica que surge de muchos fenómenos como la evolución de campos magnéticos, los flujos de materia y la transferencia de radiación. La actividad cromosférica se caracteriza por la presencia de las líneas H y K de Ca(II). En su publicación Vaughan and Preston (1980) definen el índice S como un medidor de la actividad cromosférica:

$$S = \alpha_1 \frac{N_H + N_K}{N_V + N_R} \quad (1-4)$$

donde N_K y N_H son los conteos en las líneas H y K, N_V y N_R son los conteos de la emisión en el continuo al lado violeta y rojo de las líneas, y α_1 es una constante de normalización. Las observaciones de Vaughan y Preston arrojan que la actividad cromosférica incrementa en las estrellas rojas, y la línea H α puede aparecer cuando se tiene un color $B - V \geq 1,1$. Como se puede ver en la figura 1-4, Vaughan y Preston clasificaron sus datos en cuatro grupos graficando color contra $\log S$. Los grupos A, B y C se pueden considerar como estrellas con líneas de emisión, mientras que solo los tipos A y B pueden tener la línea H α . La diferencia entre las estrellas del grupo A y B es que en las estrellas de grupo A se presenta H α con mayor intensidad y estas estrellas básicamente corresponden a las de tipo dMe y tipo Flare. Por su parte en el grupo B se compone por gigantes rojas y en ellas disminuye la intensidad de H α la cual incluso puede estar ausente. Como se observa en la figura 1-1, mientras que las gigantes rojas son tan brillantes como las Be, las dMe y Flare son enanas rojas y debido a su baja luminosidad no es fácil observarlas fuera de nuestro vecindario estelar.

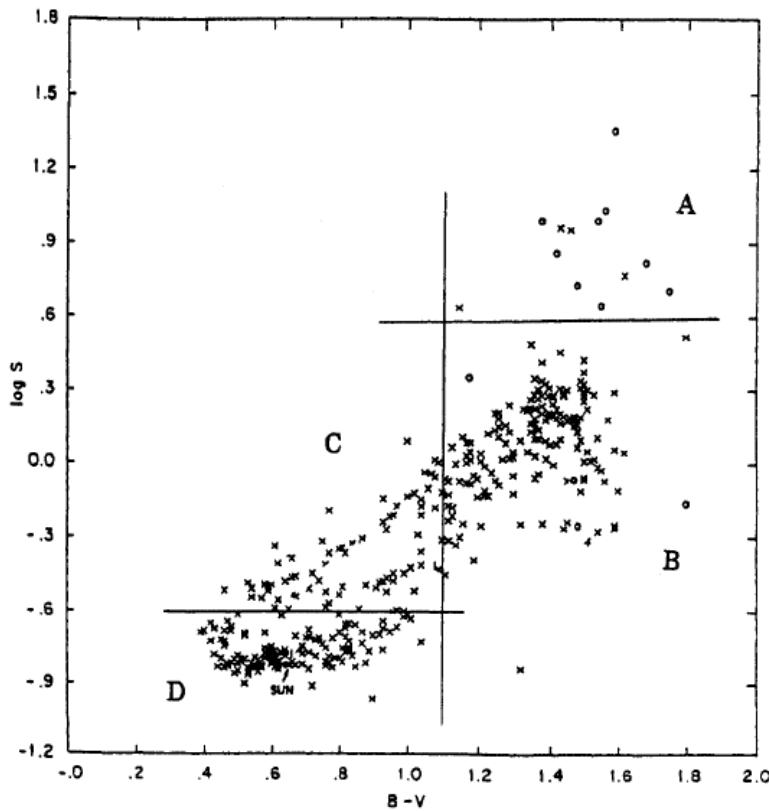


Figura 1-4.: Clasificación de estrellas de emisión de tipo tardío por actividad cromosférica, tomado de Kogure and Leung (2007) quienes lo construyeron con datos de Vaughan and Preston (1980).

Variables de largo periodo (LPV)

Dentro de las variables de largo periodo, destacamos a las variables Mira. Estas son estrellas que llevan el nombre del primer objeto de este tipo descubierto, la estrella *o* Ceti que fue bautizada “Mira”(que quiere decir maravilloso en latín) por Johannes Hevelius en 1662. Este nombre le fue dado debido a la sorprendente cualidad que posee de variar su brillo de manera drástica con un largo periodo. Según su definición, las variables Mira son gigantes rojas de la rama asintótica de gigantes (AGB), con un periodo de pulsación que puede ir desde 80 hasta 1000 días, la amplitud de la variación es mayor a 2.5 magnitudes y en casos extremos puede llegar hasta 8 magnitudes. Las pulsaciones en las variables Mira son detectadas por variaciones en la velocidad radial, y son el producto de considerables flujos de convección, lo cual se convierte en el principal medio para la transferencia de calor en estrellas tan frías. (Catelan and Smith, 2014)

La presencia de líneas de emisión, y en especial líneas de Balmer, es muy abundante en estas estrellas. La aceptación general que se tiene sobre la formación de estas líneas es que son producidas por ondas de choque en la atmósfera de la estrella. Uno de los modelos con mejor aceptación es el propuesto por Fox and Wood (1985) donde se plantea que la onda de choque que se propaga está compuesta por un precursor, un frente de choque y finalmente una capa de relajación. Es justamente en esta capa de relajación que queda detrás de la onda de choque donde se forman las líneas de Balmer.

1.2.3. Estrellas de pre-secuencia principal

Como se ha podido observar, la presencia de líneas espectrales en emisión siempre se produce porque las estrellas poseen algún tipo de envoltura es decir materia circunestelar. Los casos que se han mencionado exponen a las envolturas como el resultado de procesos de inestabilidad en las estrellas o rotaciones de alta velocidad, sin embargo hay más maneras de que una estrella logre mantener una envoltura. La formación de una estrella es un proceso que siempre involucra acreción de materia e induce rotaciones, por esta razón las estrellas que están en formación, es decir en un estado de pre-secuencia principal pueden exhibir líneas de emisión.

Herbig Ae/Be (HES)

Las estrellas Herbig Ae/Be fueron registradas por George Herbig en 1960. En su publicación original Herbig (1960) identificó 26 estrellas de este tipo y utilizó los siguientes criterios:

1. Deben ser tipo A o más temprano
2. Poseen líneas de emisión
3. Se encuentran embebidas en regiones nebulares oscuras
4. Tienen nebulosidad suficientemente iluminada en su vecindad

Conociendo que se trata de estrellas de pre-secuencia principal, el criterio 1 indica que estas se encuentran cerca de la parte superior de la secuencia principal como lo vemos en la figura 1-1 bajo la abreviación HES. La razón del tercer criterio es excluir estrellas que tengan envolturas producto de eyeciones de materia como las Wolf-Rayet. Por su parte, el rol de que tiene el cuarto criterio es reducir la confusión con las estrellas Be

ordinarias, ya que estas rara vez tienen nebulosas iluminadas a su alrededor.

Es importante detenerse en el hecho de que estas estrellas son las más fáciles de confundir con estrellas Be, esto se evidencia ya que en la figura 1-1 se intersectan sus regiones. Esto se debe, a que el modelo astrofísico de ambos tipos de estrella tiene un alto grado de similitud, siendo la diferencia que el disco que se forma alrededor de una HES es de acreción en vez de decreción. Resulta un tanto difícil distinguir entre ambos tipos si no se consideran los dos últimos criterios de Herbig. Vale la pena mencionar que el problema de la confusión es mayor cuando se trata de HES en sus ultimas etapas de formación ya que es ahí cuando se tiene un disco muy similar al de las Be. Cuando la HES es más joven, existe la posibilidad (como la presenta Rivinius et al., 2013) de que las lineas de emisión presenten un perfil P-Cygni como el que se observa en la figura 1-3 para las LBV, esto permitiría hacer la distinción espectroscópicamente.

T-Tauri

Las T-Tauri fueron notadas inicialmente por Joy (1942). Su concepto es básicamente el mismo que posteriormente Herbig dio para las HES⁵, siendo la gran diferencia que las T-Tauri son estrellas rojas y se encuentran encima de la región tardía de la secuencia principal. Terminan siendo las HES y las T-Tauri las dos principales etapas que viven las estrellas antes de ser estrellas de secuencia principal. Como en las HES, el disco de acreción forma las lineas de Balmer pero adicionalmente al ser estrellas con baja temperatura, se produce la actividad cromosférica mencionada en la sección 1.2.2, lo que resulta en la intensa presencia de lineas las H y K de Ca(II). Al igual que con las dMe y Flare, se debe mencionar que su baja luminosidad dificulta su detección a grandes distancias.

1.3. Detección de estrellas con lineas de emisión

Detectar estrellas con lineas de emisión es claramente lo que nos permite comprobar o mejorar los modelos astrofísicos que se tienen para estrellas como las que se han mencionado. Sobra decir que a priori, la manera más sensata de detectar una estrella con lineas de emisión es observando su espectro. De esa forma se pueden identificar esos picos que se ubican cerca de longitudes de onda previamente establecidas. El procedimiento de adquirir el espectro de una estrella siempre involucra aislar su luz de las demás fuentes, hoy en día esto se puede hacer fácilmente utilizando fibras ópticas que

⁵De hecho, antes de descubrir las HES Herbig realizó bastantes trabajos sobre T-Tauris.

conduzcan la luz de cada estrella a un espectrógrafo. Para lograr tomar espectros de varias estrellas simultáneamente se deben situar varias fibras en posiciones que asemejen las posiciones de las estrellas en el cielo, esto se puede hacer con placas que tienen los orificios correspondientes para cada fibra. Por supuesto que esta labor requiere de la fabricación de cada placa para cada observación, lo que se vuelve en una labor ardua, y es por eso que cada vez en mayor medida se utilizan posicionadores electromecánicos (robots) para colocar la fibras adecuadamente. De cualquier manera es necesario conocer muy precisamente las coordenadas de las estrellas a las cuales se les quiere observar su espectro previamente.

Aunque es fundamental, la espectroscopía es un método costoso debido a que se pierde bastante energía y además, requiere tiempo de observación considerable que en los observatorios profesionales se podría emplear en otras labores. Por esto los observatorios hacen profundas valoraciones de las propuestas de observación que involucran la toma de espectros, y es recomendable tener una alta confianza de que los espectros que se tomarán tendrán valor científico. En este orden de ideas es importante que previamente se realice una identificación de las estrellas con líneas de emisión sin recurrir directamente a la espectroscopía. Realizar fotometría de banda angosta es un método a destacar por su eficiencia y relativa facilidad para lograr este objetivo. Pese a que existen muchas variantes, la metodología presentada por Grebel et al. (1992) y Keller et al. (1999) que involucra el uso de diagramas color-color con un filtro de banda angosta para la línea de H α , es el método que se empleará en el presente trabajo. Se hace una descripción más detallada del método en la sección 2.3. La presencia de la línea H α es un buen indicativo de las estrellas con líneas de emisión, ya que siendo el elemento más abundante, muchas estrellas con líneas de emisión tienen líneas de Hidrógeno, y de las líneas de la serie de Balmer, esta es la que se observa con mayor intensidad.

1.4. Galaxias del grupo local

En el presente trabajo de grado se buscan estrellas con emisión en H α utilizando el método de Grebel et al. (1992) y Keller et al. (1999) sobre imágenes de galaxias del grupo local (ver Capítulo 3). El grupo local es el nombre que se utiliza para referirse al grupo de galaxias que incluye a la Vía Láctea y a su vecindad más próxima. El nombre se utilizó por primera vez en *The Realm of Nebulae* de Edwin Hubble en 1936, donde se describió a este grupo por estar conformado por tres galaxias principales: la Vía Láctea, M31 (galaxia de Andrómeda) y M33 (galaxia del Triángulo). Además de estas se mencionaron varias galaxias “acompañantes” de las galaxias principales, donde

se incluyen las Nubes de Magallanes cerca a la Vía Láctea, M32 y NGC 205 cerca de Andrómeda, y NGC 6822 junto a IC 1613 como acompañantes de M33. Adicionando algunas como NGC 6946 e IC 10 se completa una lista de 12 objetos miembros del grupo local (Hubble, 1982).

Otro de los grandes aportes que Hubble realizó en esa misma publicación fue el sistema de clasificación de galaxias conocido como la secuencia de Hubble. En él se clasifican las galaxias en tres grandes categorías: elípticas (E), espirales (S) e irregulares (Ir). Las espirales se dividen en espirales normales (S) y espirales con barra (Sb). Esta clasificación se basa primordialmente en la morfología de las galaxias, galaxias con brazos en forma de espiral como las tres principales del grupo local, se clasifican como espirales. Por otro lado las galaxias más pequeñas del grupo local se clasifican como elípticas o irregulares dependiendo de si hay suficiente simetría en su forma para considerarlas elípticas o no. Posterior a Hubble se hallaron más objetos en el grupo local, lo que elevó el número a 36 incluyendo algunas como NGC 3109, Sextans A, Sextans B⁶, WLM y las enanas de Pegasus y Phoenix. Con estos objetos en cuenta se tiene que el diámetro del grupo local es de aproximadamente 3 Mpc. A continuación se presentan las galaxias que pertenecen al grupo local, y son de interés para este trabajo.

1.4.1. Sextans A

Sextans A (fig.1-5) es una galaxia irregular enana (IBm) ubicada en la constelación de Sextans que pertenece al grupo local. Su distancia, según mediciones de Tully et al. (2013), es de $(1,37 \pm 0,04)$ Mpc y se caracteriza por su peculiar forma cuadrada. Fotometría realizada con el telescopio espacial por Dohm-Palmer et al. (1997), arroja que en los diagramas magnitud-color se identifican poblaciones claramente separadas que se alinean con las predicciones de modelos de evolución estelar para sistemas con baja metalicidad. Algunos valores de metalicidad reportados son $[Fe/H] = -1.03$ dex (Kaufer et al., 2004), y $[Fe/H] = -1.45$ dex (Bellazzini et al., 2014).

1.4.2. Sextans B

La galaxia Sextans B clasificada en el tipo IB(s)m (figura 1-6), se ubica en la galaxia de Sextans. Las mediciones de Tully et al. (2013), la sitúan a $(1,38 \pm 0,04)$ Mpc, esto implica que está muy cerca de su hermana Sextans A. Cuando Bellazzini et al. (2014)

⁶Las galaxias Sextans A y Sextans B se toman como miembros del grupo local aunque su pertenencia es materia de debate.



Figura 1-5.: Sextans A, imagen del National Observatory of Japan, tomada en el telescopio Subaru⁷.

midieron la metalicidad de Sextans A, también lo hicieron para Sextans B, obteniendo un valor incluso menor de $[Fe/H] = -1.6$ dex.



Figura 1-6.: Sextans B, tomada en el telescopio espacial Hubble⁸.

⁷Tomado de https://subarutelescope.org/Pressrelease/2004/02/23/SextansA_72.jpg

⁸Tomada de https://es.wikipedia.org/wiki/Archivo:Sextans_B_Hubble_WikiSky.jpg

1.4.3. WLM

La galaxia irregular (IB(s)m) de Wolf–Lundmark–Melotte (WLM) (fig.1-7) recibe su nombre por sus descubridores Max Wolf, Knut Lundmark y Jacques Melotte. Wolf la observó por primera vez en 1909 mientras que Lundmark y Melotte la identificaron como galaxia en 1926. WLM se encuentra en la constelación de Cetus y su distancia medida por Minniti and Zijlstra (1997) es de (964 ± 20) kpc. Posee una baja metalicidad de $[Fe/H] = -1.45$ dex (Minniti and Zijlstra, 1997), un valor más reciente es $[Fe/H] = -1.28$ dex (Leaman et al., 2012). Otro atributo a destacar es su cantidad de estrellas supergigantes de tipo temprano, de las cuales hay 5 que fueron confirmadas espectroscópicamente por Venn et al. (2003), más 33 que fueron confirmadas por Bresolin et al. (2006).



Figura 1-7.: WLM, imagen de ESO, tomada en el telescopio VLT⁹.

1.4.4. NGC 6822

También es conocida como la galaxia de Barnard (fig.1-8) en honor a su descubridor Edward E. Barnard quien la observó por primera vez con un telescopio refractor de 6 pulgadas en 1884. Es irregular (IB(s)m) y se encuentra en la constelación de Sagitario, donde el disco de la Vía Láctea presenta una alta densidad de estrellas que contaminan la linea de visión. Las mediciones de Rich et al. (2014) indican que se encuentra a (474 ± 90) kpc. La primera fotometría de la galaxia se realizó por Kayser (1966), quien llegó a la conclusión de que las cualidades de esta galaxia eran muy similares a las de otras ya

⁹Tomada de https://es.wikipedia.org/wiki/Archivo:The_WLM_galaxy_on_the_edge_of_the_Local_Group.jpg

estudiadas como las Nubes de Magallanes, pero se destacaba la presencia de muchas gigantes rojas, además de un alto porcentaje de estrellas variables. La metalicidad es $[Fe/H] = -1.29$ dex (Sibbons et al., 2012).



Figura 1-8.: NGC 6822, imagen de ESO, tomada en el telescopio MPG/ESO¹⁰.

1.4.5. IC 10

Esta última galaxia también es irregular (IBm) como las otras galaxias objeto del presente estudio (figura 1-9). Su distancia es de $(0,74 \pm 0,02)$ Mpc según Tully et al. (2013), y se encuentra en la constelación de Cassiopeia. Con una latitud galáctica de -3.3 grados, su posición está prácticamente sobre el disco de la Vía Láctea, esto repercute en un fuerte enrojecimiento. Uno de los fenómenos más llamativos de IC 10 es la abundancia de estrellas Wolf Rayet que posee, como lo exponen Massey and Holmes (2002).

1.5. Objetivos

Como ya fue mencionado, el objetivo general del presente trabajo es emplear el método de Grebel et al. (1992) y Keller et al. (1999) para detectar estrellas con emisión en la línea H α . El trabajo se enfoca en estrellas extragalácticas, más específicamente

¹⁰Tomada de https://es.wikipedia.org/wiki/Galaxia_de_Barnard#/media/Archivo:Barnard's_Galaxy.jpg



Figura 1-9.: IC 10, tomada por Massey et al. (2006) en el telescopio Mayall¹¹.

estrellas en galaxias del grupo local. Para esto se usan los datos publicados por Massey et al. (2006), que incluyen imágenes en los filtro V, B, R y H α de las galaxias Sextans A, Sextans B, WLM, IC 10 y NGC 6822, tomadas en los telescopios Mayall y Blanco de 4 metros. Las imágenes que se analizarán no requieren ser procesadas por lo que se hará la fotometría directamente utilizando el algoritmo de ajuste PSF DAOPHOT, escrito por Peter Stetson (1987), sobre el cual se profundiza en la sección 2.2.

Los objetivos específicos de este trabajo son los siguientes. Primero, realizar fotometría de ajuste PSF en los cuatro filtros, para las cinco galaxias. Segundo, siguiendo el método fotométrico de Grebel et al. (1992) y Keller et al. (1999), realizar diagramas color-color donde se puedan separar gráficamente las estrellas que presentan emisión y las que no. Tercero, realizar diagramas magnitud-color para tener una idea de que tipos de estrellas con emisión en H α se están detectando. Adicionalmente se deben tener consideraciones como la presencia de estrellas de la Vía Láctea que contaminen los resultados.

¹¹Tomada de https://es.wikipedia.org/wiki/Galaxia_IC_10#/media/Archivo:IC10_BVHa.jpg

Capítulo 2

Fotometría

Siendo la herramienta fundamental para el desarrollo de este proyecto, se dedicará este capítulo para ilustrar la fotometría de manera general y detallar los aspectos relevantes para este trabajo.

2.1. Conceptos de Fotometría

La fotometría es básicamente la rama de la astronomía observacional que se encarga de cuantificar la radiación electromagnética proveniente de los cuerpos celestes. Siendo la radiación un medio de transferencia de energía, resulta natural cuantificarla en términos de la energía que de alguna manera se pueda detectar atravesando alguna superficie arbitraria. Sin embargo para esto se deben tener algunas consideraciones. Indudablemente la energía detectada se escalará con el área (A) de la superficie que se emplee, y con el tiempo (t) que dure la medición. Adicionalmente, la energía depende de la dirección y posición desde donde esta se haya emitido, es decir de la dirección y tamaño del ángulo sólido (ω) por donde la radiación deja la superficie. Por último se debe recordar que la energía no es la misma para cada longitud de onda (frecuencia (ν)) que pueda tener la radiación. El resultado de estas consideraciones es que un diferencial de energía (para radiación con frecuencia en el rango $[\nu, \nu + d\nu]$) se puede expresar en términos de diferenciales de las variables mencionadas de la siguiente manera:

$$dE_\nu = I_\nu \cos \theta dA d\nu d\omega dt \quad (2-1)$$

La cantidad I_ν sería intrínseca de la fuente de radiación y representa la intensidad específica, por su parte θ es el ángulo entre la dirección del ángulo sólido y el vector normal a la superficie que consideramos. Todo este concepto se ilustra mejor en la figura 2-1.

La intensidad específica I_ν tiene unidades $\text{W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$ sterad $^{-1}$, sin embargo queremos tener una medición cuyas unidades sean más fáciles de interpretar. Para esto se

maneja la densidad de flujo específico o simplemente flujo específico (F_ν). Esta medida consiste en integrar la energía recibida por unidad de tiempo y área, i.e.

$$F_\nu = \frac{1}{dA \ dt \ d\nu} \int dE_\nu \quad (2-2)$$

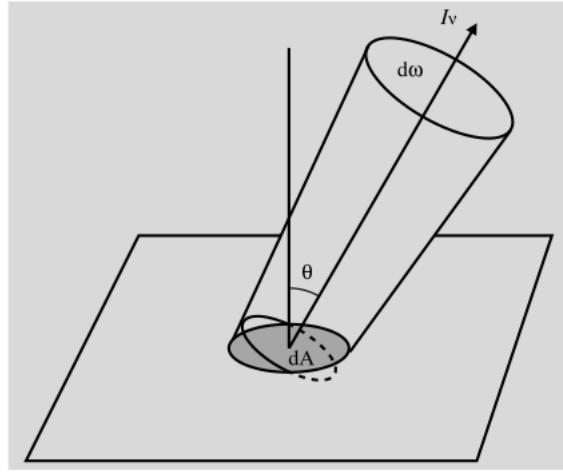


Figura 2-1.: Ilustración para la ecuación 2-1 Karttunen et al. (2016).

La expresión 2-2 se reemplaza por la 2-1, llegando a:

$$F_\nu = \int I_\nu \cos \theta d\omega \quad (2-3)$$

Por su puesto que se pueden obtener el flujo (F) e intensidad (I) total si se integra sobre ν de 0 a infinito en ambos lados de la ecuación llegando a la misma relación pero entre F y I . Queda siendo el flujo (definido para algún rango de frecuencias) la cantidad que en astronomía observacional nos define que tanto “brilla” un cuerpo celeste, en las unidades $\text{W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$ o W m^{-2} dependiendo de si se habla de flujo específico o total. La proporción inversa con el área de medición, implica que su relación con la distancia es $F \propto 1/r^2$.

2.1.1. Magnitudes

Siendo una ciencia tan antigua, la astronomía ha heredado una enorme cantidad de términos y conceptos que hoy en día se han tenido que acoplar a la forma moderna de

hacer ciencia. En consecuencia existen varios conceptos que podrían parecer ilógicos o contra intuitivos, este es el caso de las magnitudes. Hay que remontarse al segundo siglo antes de cristo para encontrar el momento en el que Hiparco de Nicea decidió clasificar las estrellas en términos de su brillo. Para esto creó 6 categorías, asignando las estrellas más brillantes a la categoría 1 y las estrellas que apenas se logran ver por el ojo humano a la categoría 6. La clasificación de Hiparco que se basaba en el ambiguo criterio de un observador sobrevivió 20 siglos. En 1856 Norman R. Pogson ideó la forma de eliminar esta ambigüedad definiendo las magnitudes, un valor para representar el brillo de una estrella utilizando la escala ya definida por Hiparco pero obtenido directamente del flujo medido. Para realizar esto se debe tener en cuenta que la percepción del ojo humano al brillo no tiene una respuesta lineal, sino logarítmica. Esto quiere decir que si se tienen tres objetos con flujos que siguen la proporción 1:10:100, la diferencia en brillo percibida por un humano es igual entre el primero y el segundo objeto que entre el segundo y el tercero. Por esta razón, se requiere una relación logarítmica entre flujo y magnitud. Para ajustarse a la escala de Hiparco se consideró que una estrella de la primera magnitud tiene un flujo 100 veces mayor que el de una estrella de sexta magnitud, lo que quiere decir que entre dos magnitudes contiguas hay un factor de $\sqrt[5]{100} = 2,512$ en el flujo. La definición de Pogson quedó de la siguiente manera:

$$m = -2,5 \log \frac{F}{F_0} \quad (2-4)$$

El último paso es definir un flujo de referencia (F_0) que correspondería a la magnitud 0. Tradicionalmente se ha tomado a la estrella Vega en la constelación de Lyra como la estrella para definir F_0 . La magnitud (m) que definimos aquí corresponde a la magnitud aparente, esto se refiere a que se mide el brillo de un objeto visto desde la tierra, y debido a que $F \propto 1/r^2$, ésta se relaciona con la distancia del objeto. Para poder comparar el brillo real de dos objetos se emplea la magnitud absoluta (M), que corresponde a la magnitud del objeto si ésta fuera medida a una distancia de 10 pc. Así surge el concepto de módulo de distancia como la diferencia entre la magnitud aparente y la magnitud absoluta, este valor depende de la distancia (medida en pc) y encontrarlo nos permite calcularla.

$$m - M = 5 \log \frac{r}{10} \quad (2-5)$$

2.1.2. Sistema fotométrico de Johnson

Como se mencionó al inicio de este capítulo, el flujo (F) se debe definir en términos de un cierto rango de frecuencias para la radiación electromagnética. Llevando este

concepto a la realidad, los instrumentos de medición que se utilizan pueden limitar las frecuencias a un rango determinado, sin embargo no tienen una respuesta uniforme para todas las longitudes de onda dentro del rango. Esto tiene la implicación de que se debe manejar un tipo de magnitud para cada tipo de medición que se haga, calibrando el valor de F_0 como corresponda. Las mediciones más precisas que se pueden hacer hoy en día para longitudes de onda ópticas son con detectores electrónicos conocidos como CCDs (Charged Coupled Devices). Para las mediciones con CCDs se utilizan filtros que seleccionan las longitudes de onda que se quieren observar y cada uno define su propia magnitud.

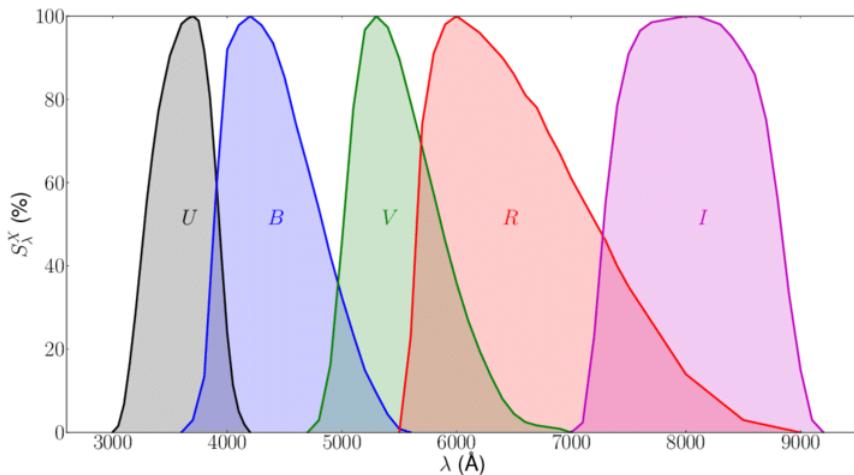


Figura 2-2.: Transmisión en los filtros UBVRI, tomada de Coelho et al. (2014)

Para permitir la efectiva comunicación científica, se requiere que los filtros utilizados sean estándar a nivel mundial. Así surgen los sistemas fotométricos, estos son conjuntos de filtros que están muy bien caracterizados y se utilizan en todos los observatorios alrededor del mundo. Dos de los sistema fotométricos más utilizados son el de Johnson y el de Strömgren, aunque la popularidad del sistema de Johnson supera ampliamente al de Strömgren. El sistema fotométrico de Johnson fue desarrollado por Harold L. Johnson y William W. Morgan en 1953. Inicialmente estaba conformado por 3 filtros U, B y V, los cuales están centrados en longitudes de onda del ultravioleta cercano, azul y verde/amarillo respectivamente. Posteriormente el sistema fue ampliado cuando se añadieron 2 filtros más, estos fueron R e I, para longitudes de onda rojas y del infrarrojo cercano. De esta manera quedó definido el sistema fotométrico que también se conoce como sistema UBVRI. La figura 2-2 muestra la transmisión porcentual de cada filtro como función de la longitud de onda, en la tabla 4-1 se registran los anchos

de banda y longitudes de onda efectivas.

Tabla 2-1.: Especificaciones de filtros UBVRI

Filtro	Ancho de Banda (nm)	Longitud de onda efectiva (nm)
U	66	367
B	94	436
V	88	545
R	138	638
I	149	797

A parte de definir con exactitud la manera en que se ha medido la magnitud de un objeto, el sistema fotométrico tiene otra aplicación de vital importancia. Esta aplicación es caracterizar el color de un objeto, esto se hace simplemente al tomar la diferencia entre las magnitudes halladas para el mismo objeto con dos filtros distintos. El índice de color B-V es de los más utilizados.

2.1.3. Fotometría de banda angosta

Adicional a los filtros comunes del sistema fotométrico de Johnson, los cuales son filtros de banda ancha, es posible emplear filtros con rango de longitudes de onda mucho menor para medir el flujo. Estos son filtros de banda angosta, su característica principal es que tienen un ancho de banda menor a 30 nm, y siempre están centrados en la longitud de onda de alguna linea espectral. La finalidad de estos filtros es conocer el flujo que presenta una linea espectral específica, es decir, funciona con líneas de emisión. Esto hace que estos filtros sean bastante útiles para la observación de nebulosas u otros objetos compuestos por gas a altas temperaturas lo que resulta en líneas de emisión.

El filtro de banda angosta más utilizado es el filtro de la linea H α , ya que se trata de la lineapectral de mayor intensidad que produce el elemento más abundante del universo. Otros filtros de banda angosta muy conocidos son los de las líneas H β , O III, y S II.

2.1.4. Procesos de extinción

Un aspecto muy relevante en fotometría que no hemos mencionados hasta ahora es la extinción. La magnitud aparente no solo se ve afectada por la distancia a los objetos

observados, ya que se debe considerar que el inmenso espacio que la luz recorre desde su emisión hasta que la detectamos no está totalmente vacío. Lo que se creería que es solo vacío está ocupado por uno de los objetos de mayor estudio en la astronomía moderna, el medio interestelar.

Extinción interestelar

El medio interestelar es responsable de la extinción interestelar, la cual ocurre porque el polvo en el medio bloquea parte de la luz que viaja a través de él. Esto puede ocurrir dispersándola o absorbiéndola para luego re-emitirla en otras direcciones y longitudes de onda. Como consecuencia de estos procesos, se añade un término llamado absorción (A) al módulo de distancia:

$$m - M = 5 \log \frac{r}{10} + A \quad (2-6)$$

Un efecto adicional que tiene esto es el exceso de color. La absorción puede ser diferente para la magnitud que se mide en cada filtro. Por esta razón cuando se calcula algún índice de color como el B-V, se obtiene un valor diferente al verdadero. Como es natural que la absorción afecte en mayor medida a las longitudes de onda más cortas, el resultado es un exceso de color rojo, lo que lleva al uso del término “enrojecimiento” para referirse a este fenómeno. De esta manera, el índice de color medido queda compuesto por un color intrínseco y un exceso de color (E), como ejemplo está el índice B-V, que quedaría así:

$$B - V = (B - V)_0 + E_{B-V} \quad (2-7)$$

Extinción atmosférica

El otro proceso de extinción es la extinción atmosférica. Al igual que con la extinción interestelar, la atmósfera terrestre disminuye el brillo detectado. Pese a que la distancia que debe recorrer la luz para atravesar la atmósfera es mucho menor a la que recorre en el medio interestelar, el primero es un medio mucho más denso que el segundo. El efecto se modela componiendo la magnitud medida por la magnitud real (m_0) y un término de extinción (kX):

$$m = m_0 + kX \quad (2-8)$$

El término X se denomina masa de aire, este caracteriza que tanta atmósfera debe recorrer la luz con respecto a la altura de la atmósfera en el sitio de la observación. La

definición de X es $X = \sec z$, donde z es la distancia cenital. De esta manera cuando una estrella se encuentra en el zenit, la masa de aire es 1, y al alejarse de él está aumentarán. El valor k se conoce como coeficiente de extinción y es totalmente dependiente del sitio de la observación, incluyendo factores como altitud, humedad, temperatura, hora y también la longitud de onda en la que se observa (Karttunen et al., 2016).

2.2. Fotometría de ajuste de perfil (PSF)

Los detectores CCD permiten la captura de una imagen al registrar la cantidad de luz que incide sobre cada celda de un arreglo de celdas las cuales se conocen como píxeles. La manera en la que se mide la magnitud de una estrella consiste en sumar las intensidades de cada píxel que haya recibido la luz de una misma estrella, y restar la intensidad que estimamos que tiene el cielo donde esta se encuentra. Teniendo en cuenta que las estrellas generalmente se ven como una mancha circular en el detector, lo más natural es considerar la suma de las intensidades de los píxeles al interior de un círculo (apertura) con el tamaño apropiado. Para estimar la intensidad del cielo en ese punto se considera la suma de intensidades dentro de un anillo de grosor determinado afuera de la apertura y centrado en la misma estrella. La intensidad (I) hallada permite calcular la magnitud de esta manera:

$$m = -2,5 \log I + C \quad (2-9)$$

Donde la constante C incluye varios parámetros y se usa para la calibración. Esta es la base de la fotometría de apertura, la forma más sencilla de hallar magnitudes.

El problema de la fotometría de apertura surge cuando se quiere aplicar en campos con alta densidad estelar. Cuando no es posible resolver la luz de cada fuente por separado, fenómeno conocido como blending, la fotometría de apertura produciría valores erróneos ya que al hacer la suma de intensidades, se estaría midiendo más de una estrella a la vez. Para resolver este problema se introduce un nueva técnica llamada fotometría de ajuste de perfil. Su objetivo es generar una función que se pueda ajustar a los perfiles de las fuentes estelares que se detectan en la CCD, así sin importar que se tengan que ajustar varias funciones superpuestas para el caso de blending, se pueden estimar las intensidades de cada fuente. El argumento que valida este método está en el hecho de que la función que se ajusta es la función de dispersión de punto (PSF), Howell (2006).

Una observación astronómica se puede entender como un sistema lineal donde las entradas son todas las fuentes luminosas que se observan, esto incluiría fuentes puntuales o extendidas. La luz de las fuentes debe atravesar la atmósfera y la óptica del telescopio para ser detectada, lo cual implica varias alteraciones las cuales producen la imagen final que sería la salida del sistema. La teoría de los sistemas lineales indica que conociendo la respuesta del sistema a un impulso (en este caso a una fuente puntual) es posible predecir la respuesta del sistema para cualquier entrada. La forma de obtener la respuesta es convolucionar la respuesta de la fuente puntual con el objeto de entrada para obtener la imagen, como se observa en la figura 2-3. La respuesta a una fuente puntual es lo que conocemos como la función PSF.

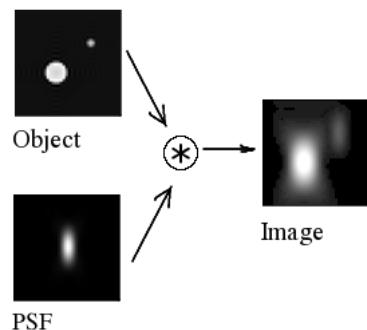


Figura 2-3.: Convolución entre PSF y una fuente luminosa para producir imagen detectada¹.

Evidentemente la PSF nunca sería igual para todos los casos, pero para una misma observación se podría esperar que se mantenga constante en una pequeña porción de cielo. La siguiente expresión muestra la construcción de la imagen (I) a partir de la convolución entre la PSF y el objeto (O):

$$I(x_0, y_0) = \int \int O(u, v) \text{ PSF}(x_0 - u, y_0 - v) du dv \quad (2-10)$$

Ya que las estrellas son fuentes puntuales, su respuesta en las imágenes son funciones PSF y esta función al ser ajustada a cada fuente codifica la información de cada objeto observado.

Uno de los algoritmos más populares para hacer fotometría PSF, y el que se utiliza en este trabajo, es el que desarrolló Peter Stetson (1987) que se encuentra implementando en el paquete DAOPHOT de IRAF. La construcción de la PSF con este algoritmo

¹Tomado de https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Convolution_Illustrated_eng.png

combina una técnica analítica y una empírica. Inicialmente se toma una serie de estrellas donde no se tenga blending y la razón de señal a ruido (SNR) sea alta, sobre estas se hace el ajuste por mínimos cuadrados de alguna función analítica conocida a la cual se le puede calcular la integral fácilmente. Posteriormente se construye una tabla con los residuos que surgen de esta función con el perfil real de las estrellas, esto permite perfeccionar aun mas la función. La PSF en cada píxel es el resultado de integrar la función analítica en el píxel y corregirla con la tabla de residuos. Un parámetro llamada *psfrad* se define previamente e indica el tamaño de la imagen con la PSF.

Con la PSF correctamente construida se inician una serie de iteraciones sobre cada una de las fuentes que se detectan en la imagen. La finalidad de estas iteraciones es ajustar cada fuente con una PSF, lo cual se hace mediante el cálculo de residuos en cada píxel considerando únicamente los píxeles al interior de un radio definido por el parámetro *fitrad*. Para manejar el problema del blending, lo que se hace es agrupar a las estrellas cuando la distancia entre sus centros es menor que la suma entre *psfrad* y *fitrad*, lo que se busca ajustar en ese caso es la superposición de PSFs. La relación que indica como avanzan las iteraciones es la siguiente:

$$\Delta_{i,j} \doteq sky + \sum_{k=1}^N \left[\Delta x_{0,k} \left(\frac{\partial P_k}{\partial x_{0,k}} \right)_{i,j} + \Delta y_{0,k} \left(\frac{\partial P_k}{\partial y_{0,k}} \right)_{i,j} + \Delta h_{0,k} \left(\frac{\partial P_k}{\partial h_{0,k}} \right)_{i,j} \right] \quad (2-11)$$

$\Delta_{i,j}$ = residuo en píxel (i, j)

P_k = PSF desplazada y escalada para la k – éSIMA estrella

$x_{0,k}$ = coordenada x de la estimación del centro de la k – éSIMA estrella

$y_{0,k}$ = coordenada y de la estimación del centro de la k – éSIMA estrella

$h_{0,k}$ = estimación del factor de escalamiento por brillo de la k – éSIMA estrella

N = número de estrellas en el grupo

(i, j) = conjunto de píxeles con distancia menor a *fitrad* del centro de cualquier estrella del grupo

Previamente a las iteraciones, se deben tener valores iniciales para las coordenadas y magnitudes de las estrellas, estos se obtienen con las tareas comunes de IRAF, *daofind* y *phot*. De ahí en adelante, el cálculo de los residuos en cada píxel permite despejar las correcciones $\Delta x_{0,k}$, $\Delta y_{0,k}$, y $\Delta h_{0,k}$, las iteraciones se continúan hasta que los residuos tengan un valor despreciable. Finalmente se obtienen unas coordenadas actualizadas en x y y , y el valor h , que permite evaluar la integral de la función PSF para estimar la magnitud (Stetson, 1987).

2.3. Fotometría para la detección de estrellas con emisión en H α

Como se mencionó en los objetivos, la principal finalidad de este proyecto es la implementación de un método fotométrico para la detección de estrellas con emisión en la linea H α . El método que se utilizará ya se ha implementado en varias ocasiones desde 1992, cuando Grebel et al. (1992) lo usó en el cúmulo NGC 330 de la Nube Menor de Magallanes (SMC). El uso inicial que tuvo el método fue la detección de estrellas candidatas a Be, la idea era y es separar a las Be de las demás estrellas de tipo B fotométricamente. Para lograr esto, Grebel et al. usaron tres filtros, H α , y los filtros **b** y **y** del sistema fotométrico de Strömgren, con estos construyeron un diagrama de dos colores con los índices (H α -y) y (b-y) (figura 2-4a). De esta manera se logró distinguir a las estrellas candidatas como las que se salían de la secuencia recta que cubre la diagonal principal del diagrama. El método tuvo éxito ya que se logró confirmar a todas las candidatas con datos de espectros tomados por Feast en 1972. Posteriormente, se aplicó el método para NGC 1818 (Grebel, 1997) donde se cambian los filtros de Strömgren por los de Johnson B, V y R (que son los mismos que usamos en este trabajo), el resultado es un alto número de candidatas detectadas (figura 2-4b). En este último caso se realizó la selección limitando al conjunto de estrellas con ambos índices de color, (R-H α) para encontrar estrellas con emisión de H α , y (B-V) para seleccionar estrellas azules.

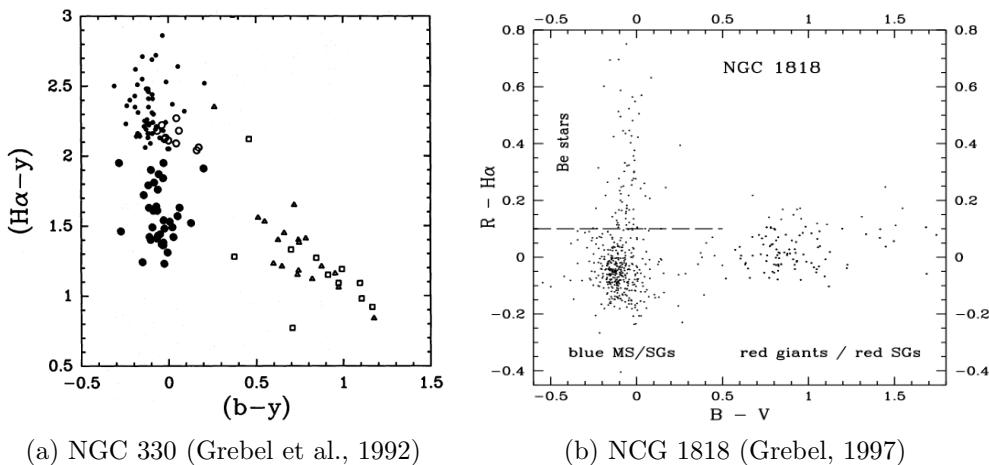


Figura 2-4.: Diagramas color-color elaborados en las publicaciones de E. K. Grebel.

El trabajo de Grebel fue extendido por Keller et al. (1999), quienes usando los filtros H α , B, V e I implementaron el método en los cúmulos abiertos NGC 330 y NGC 346 de la SMC, y en NGC 1818, NGC 1948, NGC 2004 y NGC 2100 de la LMC. El resultado fueron 224 estrellas candidatas a Be. Los diagramas magnitud-color y color-color construidos para NGC 330 y su entorno se muestran en la figura 2-5. Una observación hecha en el trabajo de Keller fue que las Be son más rojas que estrellas de la secuencia principal con la misma magnitud. También se trató de estudiar como algunos factores como la edad del cúmulo o su metalicidad podrían afectar la abundancia de estrellas Be. Para esto se calculó la fracción de Be con respecto a todas las estrellas de tipo B en cada muestra. Los resultados arrojaron fracciones que van desde 0.10 hasta 0.34, aunque en promedio las fracciones fueron muy cercanas a la que se observaba en la Vía Láctea (~ 0.17). No se encontró una conexión evidente entre fracción de Be y la edad o metalicidad.

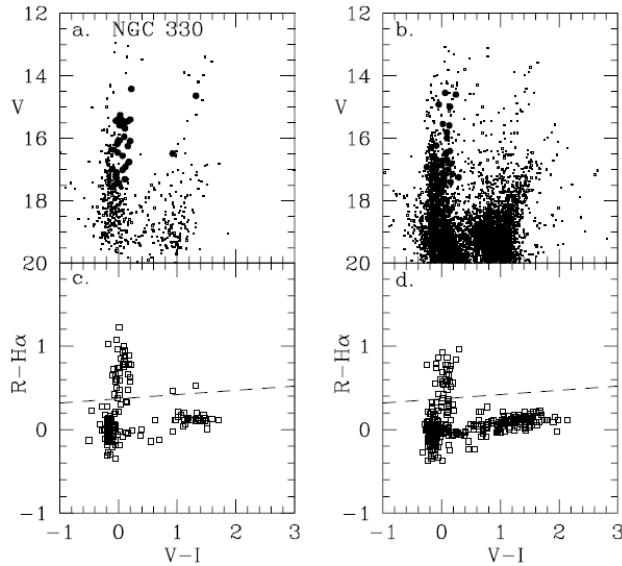


Figura 2-5.: Diagramas magnitud-color y color-color para NGC 330 por Keller et al. (1999). A la izquierda están las estrellas del cúmulo y a la derecha las del campo que lo rodea.

Una última publicación que vale la pena mencionar es la de Wisniewski and Bjorkman (2006), donde el ya mencionado método se utiliza con los filtros B, V, R y H α (mismos de Grebel (1997) y de este trabajo) en 8 cúmulos de la SMC, 5 LMC, y 3 de la Vía Láctea. El resultado fue nuevamente la detección de un gran número de candidatas a Be en los cúmulos estudiados, sin embargo este estudio permitió la recopilación de

información producida por las publicaciones anteriores para dar mejores conclusiones sobre el fenómeno Be y su relación con la edad y metalicidad de las poblaciones estelares. Los cúmulos más jóvenes, con edad menor a 10 Myr, arrojan razones cercanas a 0.17 analizando los tipos espectrales desde B0 hasta B5, esta presencia tan significativa de estrellas Be no se esperaba en cúmulos tan jóvenes. Por otro lado para los cúmulos con edad entre 10 y 25 Myr se tienen fracciones mayores, favoreciendo la hipótesis de que el fenómeno Be es más frecuente a mayor edad. Adicionalmente, sí se logra observar una relación entre las fracciones y la metalicidad, siendo los ambientes de baja metalicidad los que favorecen al fenómeno Be. Esto último se concluyó analizando las clases espectrales desde B0 hasta B3. La figura 2-6 muestra la relación encontrada.

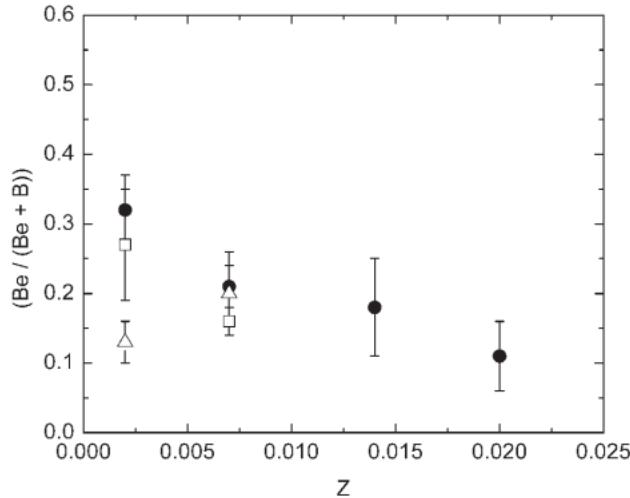


Figura 2-6.: Relación entre fracción de estrellas Be y metalicidad (Z). Elaborado por Wisniewski and Bjorkman (2006), incorporando datos de Keller et al. (1999) y Maeder et al. (1999). Los datos en forma de triángulo o cuadrado son de cúmulos con edades fuera del rango de 10~25 Myr.

Otra de las conclusiones hechas por Wisniewski and Bjorkman (2006) que es muy relevante para este proyecto es que el método fotométrico no rechaza algunos tipos de estrellas con emisión en $H\alpha$ como las Herbig Ae/Be y varios tipos de supergigantes azules. Por este motivo, las razones calculadas tienen cierta incertidumbre, y si se quisiera separar a estas estrellas de las Be se tendrían que usar técnicas como la polarimetría, fotometría en infrarrojo, o espectroscopia en óptico o IR.

Capítulo 3

Datos

Siguiendo con lo que se dijo en los objetivos, los datos que se utilizan en este trabajo fueron tomados por Phil Massey et al. a inicios de los 2000's en telescopios del National Optical Astronomy Observatory (NOAO). Estos datos son de libre acceso y fueron descargados del archivo histórico del NOAO¹.

3.1. Survey

El survey titulado *A Survey of the Resolved Stellar Content of Nearby Galaxies Currently Forming Stars*² incluye imágenes en los filtros UBVRI, H α , [SII], y [OIII] de ocho galaxias del grupo local. Las galaxias incluidas en el survey fueron: M31, M33, NGC 6822, IC 10, WLM, y las enanas de Pegasus y Phoenix. Adicionalmente se tomaron los mismos datos para las galaxias Sextans A y Sextans B cuya pertenencia al grupo local aun se debate. En este proyecto únicamente se trabaja con los datos de Sextans A, Sextans B, WLM, IC 10 y NGC 6822.

Las observaciones de WLM y NGC 6822 fueron dirigidas por Knut Olsen desde el telescopio Víctor Blanco de 4 metro en Cerro Tololo, Chile (CTIO). Por su parte, Massey dirigió las observaciones para las galaxias del hemisferio norte (i.e. Sextans A, Sextans B, e IC 10) desde el telescopio Mayall de 4 metros en Kitt Peak, Arizona (KPNO). La tabla 3-1 muestra las fechas de observación, estos datos se complementan con los que se presentan en el apéndice A, donde se encuentran los tiempos de exposición, entre otros.

¹NOAO Survey Data (Historic) disponible: <http://www.archive.noao.edu/nsa/>

²La información oficial del survey se encuentra en <http://www2.lowell.edu/users/massey/lgsurvey.html>

Tabla 3-1.: Fechas de las observaciones

Objeto	Observatorio	Filtros	Fecha
Sextans A	KPNO	V B R	2002 Feb 13
		H α	2001 Feb 27
Sextans B	KPNO	V B R	2002 Feb 13
		H α	2001 Feb 27
WLM	CTIO	V B R	2000 Sep 1
		H α	2000 Sep 2
NGC 6822	CTIO	V B R	2000 Sep 1
		H α	2000 Sep 2
IC 10	KPNO	V B R H α	2001 Sep 22

3.2. Telescopios

Los telescopios Mayall y Blanco son telescopios gemelos reflectores de 4 metros que son administrados por NOAO. Estos están situados estratégicamente para cubrir ambos hemisferios de la bóveda celeste.

3.2.1. Telescopio Mayall

El telescopio Mayall (figura 3-1) está ubicado en la que probablemente es la mejor locación para la observación astronómica de la parte continental de los Estados Unidos, el monte Kitt Peak en el sur del estado de Arizona. Allí es el más grande de 22 telescopios que conforman al Observatorio Nacional de Kitt Peak (KPNO). El telescopio que fue construido entre 1968 y 1970 recibe el nombre del astrónomo observational Nicholas Ulrich Mayall. El diámetro de su espejo primario es de 4 metros y pesa 15 toneladas. Su razón focal es de f/2.7, y utiliza 33 almohadillas neumáticas controladas por computador para sostenerse. La montura es ecuatorial con soporte de hendidura para la ascensión recta y soporte perpendicular para la declinación.

Tradicionalmente, el telescopio ha tenido 2 instrumentos principales. Uno es el espectrógrafo FTS (Fourier Transform Spectrograph), este instrumento tomó cerca de 10000 espectros hasta que se dejó de usar en 1995 y sus labores fueron traspasadas al espectrógrafo PHOENIX. El instrumento más relevante para nosotros es la cámara CCD mosaico (MOSAIC I) compuesta por 8 chips de 2048x4096 píxeles, lo que resulta la producción de imágenes de 8192x8192 píxeles. Con los píxeles de 15 μm se logra una

resolución de 0,26"/pixel.



Figura 3-1.: Telescopio Mayall de 4 metros, imagen de NOAO

Los filtros de esta CCD que son relevantes para este trabajo se detallan en la tabla 3-2. Otros detalles de la CCD que se utilizan en la fotometría se presentan en el apéndice A.

Tabla 3-2.: Filtros de KPNO en MOSAIC I

Filtro	Filtro en KPNO	Longitud de onda central (nm)	FWHM (nm)
V	V Harris k1003	538.676	94.866
B	B Harris k1002	438.100	99.388
R	R Harris k1004	651.354	151.130
H α	ha H-alpha k1009	656.474	8.062

3.2.2. Telescopio Blanco

Siguiendo a su hermano, el telescopio Blanco (figura 3-2) inició su construcción en 1974 para entrar en operaciones en 1976. Está situado en Observatorio Inter-American de Cerro Tololo (CTIO) en Chile. Allí, es junto a SOAR (4.1 m), uno de los telescopios más importantes. El nombre se lo debe al astrónomo puertorriqueño Víctor Manuel Blanco, quien fue director del observatorio, y al ser gemelos, comparte muchas de las características del telescopio Mayall. Algunas de las características compartidas son las del espejo y montura, además entre 1999 y 2012 se utilizó la misma cámara CCD

mosaico que se desarrollo para el Mayall (MOSAIC II), con la cual se tomaron los datos que usamos en este trabajo.



Figura 3-2.: Telescopio Blanco de 4 metros, imagen de NOAO

Los demás instrumentos que complementan a este telescopio son el espectrógrafo COSMOS y el espectrógrafo Infrarrojo ARCoIRIS. En 2012 se retiró la CCD MOSAIC II y fue reemplazada por la DEcam para ser utilizada en el proyecto DES (Dark Energy Survey). De todas formas la tabla 3-3 muestra los detalles de los filtros que se utilizaban con MOSAIC II cuando se tomaron los datos que acá usamos. Estos se complementan con los que están disponibles en el apéndice A.

Tabla 3-3.: Filtros de CTIO en MOSAIC II

Filtro	Filtro en CTIO	Longitud de onda central (nm)	FWHM (nm)
V	V Harris c6026	567.0	94.0
B	B Harris c6002	436.0	99.0
R	R Harris c6004	644.0	151.0
H α	ha H-alpha c6009	656.3	8.0

3.3. Reducción de datos

Los datos publicados por NOAO ya han pasado por el proceso de reducción, es por esto que este trabajo no aborda este aspecto y se pasa directamente a hacer la fotometría. No obstante vale la pena resaltar algunos aspectos que los autores publicaron³ sobre este proceso.

Los varios pasos del procedimiento se hicieron con el paquete para reducción de imágenes mosaico en IRAF, este es *mscred*. Las imágenes de calibración utilizadas fueron Biases y Flats, y estos fueron combinados con las tareas de *mscred/zerocombine* y *mscred/flatcombine* respectivamente. Se hace la anotación de que las imágenes de KPNO presentan una pupila (ghost pupil) que debe ser removida. Para esto, se usa la tarea *mscred/mscpupil*, la cual se emplea sobre los flats combinados y sobre las imágenes ciencia luego de su reducción. La reducción de las imágenes ciencia se hace con *mscred/ccdproc*. Antes de terminar, se utilizan las tareas de *mscgetcatalog* y *msccmatch* para asignar las coordenadas en sistema universal (WCS) y por ultimo se hace el proceso de stacking, ya que se tomaron varias imágenes para hacer dithering⁴. Esto se hace con la tarea creada por Massey *philmatch* para igualar las intensidades y luego con *mscred/mscstack*.

3.4. Trabajos realizados

Considerando que se tomaron imágenes en varios filtros de varias galaxias donde es posible extraer bastante información a partir de fotometría, se han hecho varias publicaciones sobre estos datos. Algunos de los trabajos más relevantes son los realizados por los autores del survey, en total Massey et al. hicieron 3 publicaciones tras la realización del survey.

Las primeras 2 publicaciones reportan la fotometría realizada en los filtros de Johnson para las 9 galaxias de la muestra. En la primera, Massey et al. (2006) se concentraron en los datos de M31 y M33, para los cuales se obtuvieron magnitudes calibradas en los filtros U, B, V, R e I, alcanzando errores menores al 10 % en estrellas de magnitud 23. Haciendo comparaciones con catálogos de estudios previos se encontró una buena

³La información de la reducción está publicada en

<http://www2.lowell.edu/users/massey/lgsurvey/spllog2.html>

⁴Esto se refiere a que se toman varias imágenes con pequeños desfases para cubrir las regiones de cielo que caen en los espacios entre los chips.

concordancia, además de una muestra más amplia. Otra anotación que se hizo al respecto de la fotometría es que en los diagramas magnitud-color se lograron distinguir las poblaciones de estrellas miembros de las galaxias y estrellas de foreground, esta ultima población estando dominada por estrellas enanas y gigantes en color amarillo o más tardío. Un seguimiento espectroscópico con el telescopio WIYN de 3.5 metros, permitió confirmar a 34 miembros de M31 que en la fotometría de Massey mostraban altas probabilidades de pertenecer a M31.

El segundo trabajo publicado por este equipo (Massey et al., 2007b) se concentró en los datos de las 7 galaxias restantes, donde se encuentran las 5 galaxias que se estudian en este trabajo. Por esta razón esta publicación resulta muy útil a la hora de confirmar la veracidad de nuestros resultados, ya que se pueden comparar. Debido a que en estos casos la contaminación por foreground es más significativa cuando se compara el tamaño de esta población con respecto a la población de las galaxias estudiadas, los diagramas magnitud-color se realizaron para cada galaxia y también para su entorno. De esta manera se logró caracterizar a las estrellas del foreground, encontrando que la contaminación corresponde en su mayoría a estrellas de color intermedio, y por ese motivo no es posible identificar la población de gigantes amarillas en muchas de estas galaxias sin hacer un mejor estudio de pertenencia espectroscópicamente. Algunas conclusiones fueron la identificación de una mayoría de gigantes azules en la población de todas las galaxias, además de la presencia de super gigantes rojas, se hizo la observación de que curiosamente la galaxia IC 10 presenta menor cantidad de super gigantes rojas que las demás.

El ultimo trabajo publicado (Massey et al., 2007a) difiere de sus antecesores ya que es el único en el que se utilizaron los filtros de banda angosta i.e. H α , [SII], y [OIII]. Su finalidad fue encontrar LBVs y otras estrellas con emisión en H α en la muestra disponible. El método que se empleó para esto es diferente al que aquí usamos, comenzando por el hecho de que Massey et al. se enfocaron principalmente en encontrar LBVs. El método de Massey consistió en seleccionar las estrellas que cumplieran con: H α \leqslant 20, H α -[SII] \leqslant -0.15, [OIII]-(V+B)/2 \geqslant -0.75, B-V \leqslant 1.2, y Q \leqslant 0.4 ⁵. Los resultados con este método fueron un catálogo de estrellas con emisión en H α en cada galaxia, de las cuales se confirmaron como LBVs algunas en M31, M33, IC 10 y NGC 6822 luego de un seguimiento espectroscópico con WIYN.

⁵Q = (U - B) - 0.72(B - V)

Capítulo 4

Resultados

Siguiendo los objetivos planteados, este capítulo muestra los resultados de la búsqueda de estrellas con emisión en $H\alpha$ en las cinco galaxias que ya se mencionaron. En principio se efectuó el mismo procedimiento en cada una de las cinco galaxias, pero en algunas se debieron tomar algunas consideraciones específicas.

4.1. Sextans A

La galaxia de Sextans A fue la primera que se analizó. Tomando las imágenes que combinan 8 chips (mediante stacking de 5 exposiciones) tomadas en el telescopio Mayall para los filtros V, B, R y $H\alpha$, se procedió a realizar la fotometría PSF. Para evitar un costo computacional innecesario, y obtener la fotometría de estrellas que en su mayoría fueran miembros de la galaxia, se recortaron las imágenes que originalmente eran de 8192x8192 píxeles a un tamaño de 2242x2142 píxeles (figura 4-1).

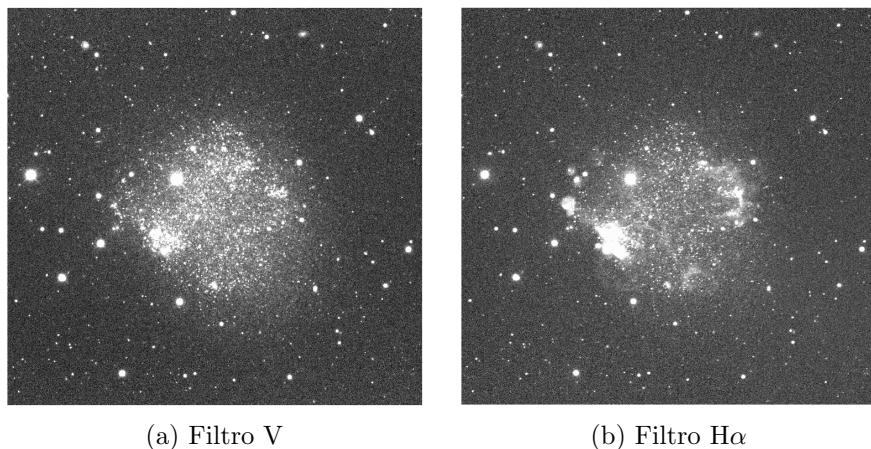


Figura 4-1.: Recortes en Sextans A. Limites: $\alpha_{J2000,0} = 10^h 10^m 40,2^s$ a $10^h 11^m 20,6^s$ y $\delta_{J2000,0} = -4^\circ 46' 23''$ a $-4^\circ 36' 45''$.

La fotometría PSF requirió varios pasos realizados en IRAF¹. Los pasos fueron: búsqueda de fuentes estelares (*Daophot/daofind*), fotometría de apertura (*Daophot/phot*), construcción de una función de dispersión de punto (PSF) (*Daophot/psf*), y finalmente fotometría por ajuste de PSF (*Daophot/allstar*). Estas tareas se realizaron manteniendo todos los parámetros por defecto, a excepción de los que se muestran en el apéndice A.

Para la construcción de la función PSF se utilizaron 30 estrellas distribuidas alrededor del marco, lo suficientemente aisladas. La funciones analíticas que mejor describieron la PSF en cada filtro fueron Penny1, Penny2, Penny2 y Moffat25² para V, B, R y H α respectivamente. A continuación se muestran las funciones obtenidas para V y H α .

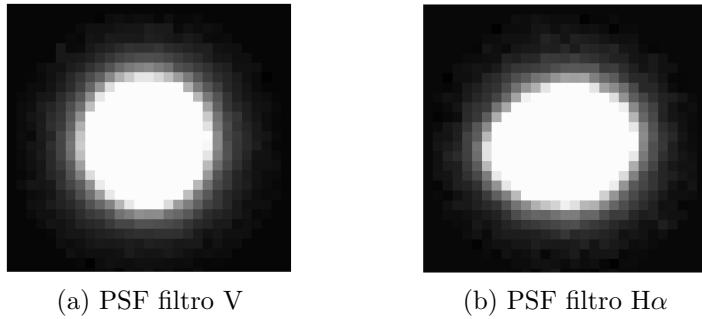


Figura 4-2.: PSFs en Sextans A.

En general las funciones PSF muestran una geometría circular simétrica como es de esperarse. Sin embargo, como se aprecia en la figura 4-2b, la PSF para el filtro H α la función no es simétrica y está un poco alargada. Pese a las alarmas que esto pueda levantar, cuando se observa con detalle la imagen, las estrellas todas tienen esta forma entonces la deformación debe tener origen en algún error sistemático. Una hipótesis es que halla un ligero problema de tracking dado el largo tiempo de exposición (300 s), de todas formas este inconveniente no afectó los resultados.

De esta manera se obtienen las magnitudes en filtros V, B, R, y H α , la figura 4-3 es la gráfica de errores para las magnitudes en V. Como es de esperarse, se muestra una tendencia de crecimiento para el error de la magnitud a medida que se mide en estrellas más tenues.

¹<http://iraf.noao.edu>

²La escogencia de la mejor función para cada caso la realiza el software de manera automática.

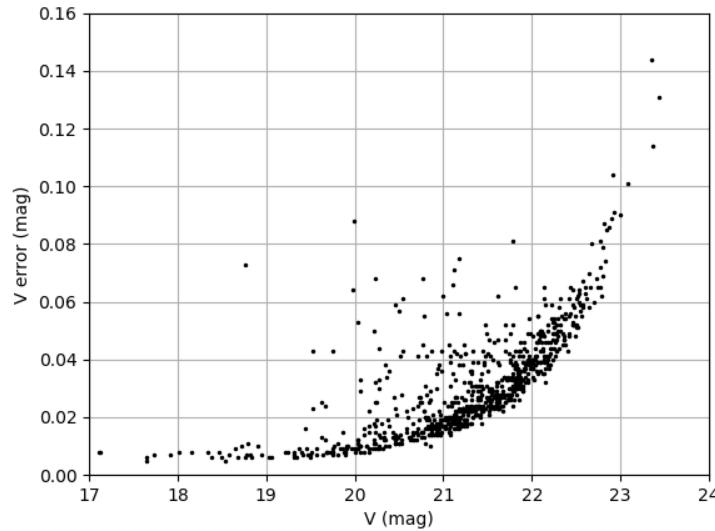


Figura 4-3.: Errores en magnitudes V de Sextans A.

Es claro que no todas las estrellas de la imagen corresponden a Sextans A, pues entre la tierra y la galaxia se encuentran algunas estrellas de la Vía Láctea (foreground) que no son objeto de este estudio. Para tener una mayor certeza sobre la pertenencia a Sextans A de las estrellas que se van a estudiar, se decide enfocarse en las zonas de la imagen más cercanas a la galaxia, es decir se delimita una frontera. Para hacer esto se decide dividir la imagen en 100 celdas, lo que nos permite separar a las estrellas entre las que se encuentran sobre la galaxia y fuera de ella. A la hora de hacer los diagramas magnitud-color, graficando estas dos poblaciones por separado, será posible tener un diagrama más parecido al que realmente corresponde a Sextans A y uno con información sobre como se comportan las estrellas del foreground, lo cual nos permitirá llegar a algunas conclusiones sobre la contaminación de los resultados. La figura 4-4 muestra la cuadricula 10×10 que se construyó y como se seleccionó la frontera de la galaxia.

El proceso de selección de estrellas con emisión en $H\alpha$ se hace únicamente con las estrellas que se encuentran al interior de la frontera. A partir de los archivos de fotometría generados con la tarea *allstar*, se utilizaron los programas *daomatch* y *daomaster* para hallar transformaciones de coordenadas con 4 grados de libertad. Aunque 4 grados de libertad permiten traslaciones, rotaciones y escalamientos, las imágenes se encontraban muy bien alineadas previamente, así que todas las transformaciones correspondieron a traslaciones muy pequeñas (menos de un píxel en cada dirección). Estas transformacio-

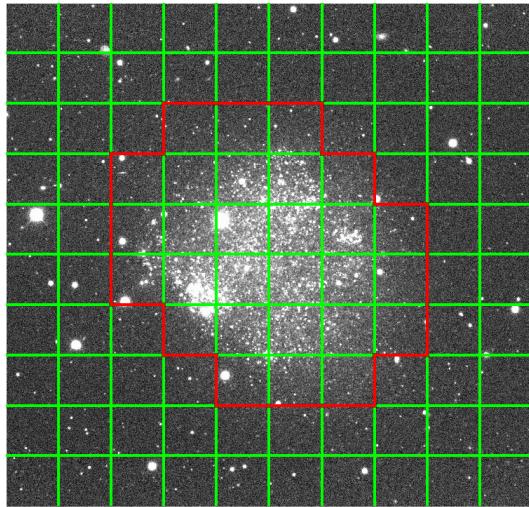


Figura 4-4.: Cuadriculas y frontera para Sextans A.

nes son las que permiten asociar a las estrellas en los diferentes filtros e identificarlas como la misma para graficar los respectivos diagramas magnitud-color y color-color. Una consecuencia de este proceso de matching es que nunca se logran encontrar correspondencias para todas las estrellas a las cuales se les hace fotometría, disminuyendo así el numero de estrellas que se pueden graficar. Esto es algo de esperarse ya que se tienen 4 filtros, y además uno de ellos es de banda angosta lo que implica que muchas estrellas no se pueden observar a través de él. Teniendo esto en cuenta, el matching arroja un total de 801 estrellas en los 4 filtros, de las cuales 668 están al interior de la frontera delimitada. El diagrama que se obtiene está en la figura 4-5.

La metodología empleada para trazar la linea que separa a las estrellas con emisión en H α de las demás es la siguiente. Dado que se toma el índice de color R-H α las estrellas con emisión en H α deben tener un alto valor para este índice. Como se puede ver en la figura 4-5 y en los siguientes diagramas color-color, la mayoría de estrellas con alto índice R-H α tienen un bajo índice B-V. Adicionalmente, las estrellas que no poseen un alto valor de R-H α , se aglomeran sobre lo que se podría decir que es una linea recta. Por esta razón es conveniente construir la linea divisoria a partir de una regresión lineal sobre los datos de estrellas que no tienen emisión i.e. tienen bajo valor de R-H α . Para evitar problemas por la alta dispersión de R-H α en las estrellas más azules, se elige un valor de B-V a partir del cual se toman los datos para la regresión. En este caso de Sextans A se toman datos a partir de B-V=0.2, y para establecer que tanto se debe subir la linea se hace una estimación de la desviación estándar. Esto se

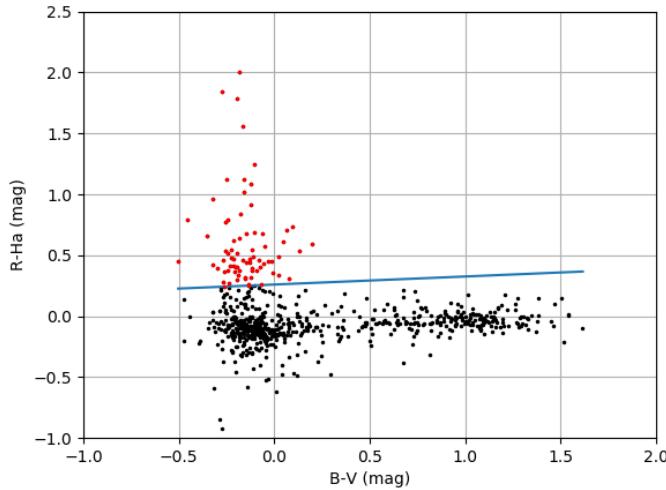


Figura 4-5.: Diagrama color-color de Sextans A con 668 estrellas. Se detectan **74** estrellas con emisión en $\text{H}\alpha$.

hace promediando las desviaciones estándar en $R-\text{H}\alpha$ de los 4 cuartiles que componen a los datos que se utilizaron en la regresión. Al final la linea se eleva por un valor de 4 veces la desviación estándar estimada³. De esta manera quedan seleccionadas 74 estrellas como emisoras de la linea $\text{H}\alpha$. El procedimiento que se acaba de describir es el mismo que se emplea en las demás galaxias.

Ahora para tratar de extraer más información sobre las estrellas seleccionadas, se grafican sobre el diagrama magnitud-color que se obtiene para las estrellas al interior de la frontera delimitada. Luego de realizar *daomatch* y *daomaster* únicamente sobre los filtros V y B, se obtienen 1383 estrellas de las cuales 1219 están dentro de la frontera.

El diagrama de la figura **4-6a** muestra que las estrellas se aglomeran hacia el azul y se observa una secuencia hacia el rojo. Sin hacer muchas suposiciones se puede decir que la aglomeración hacia el azul corresponde a la parte superior de la secuencia principal de la galaxia, mientras que la secuencia roja es la rama de gigantes rojas. Si esto tiene sentido, vemos que todas las estrellas con emisión se encuentran sobre la secuencia principal o un poco separadas hacia lo rojo, esto supondría que esta población corresponde a estrellas Be, HES o WR como lo establece el diagrama de la figura **1-1**. Por

³Esto es asegurarse de que asumiendo una distribución normal en las estrellas, el 99.99 % de estas se mantenga bajo la linea, seleccionando así solo los datos más dispersos.

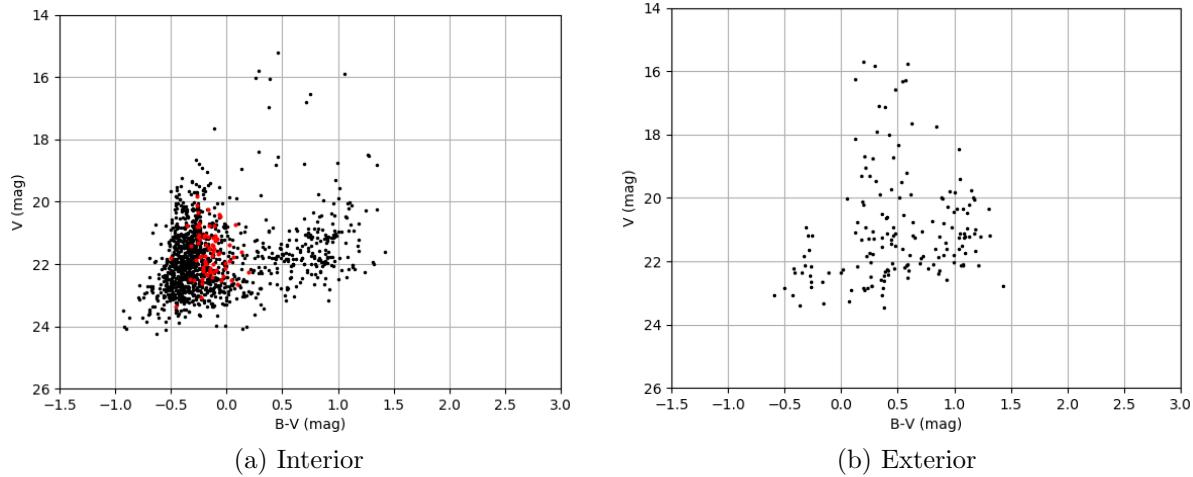


Figura 4-6.: Diagramas magnitud-color para Sextans A al interior y exterior de la frontera delimitada. En rojo están las estrellas con emisión en H α .

lo que se puede ver en la figura 4-6b, la contaminación del foreground es bastante baja y afecta más a la parte tardía de la galaxia. La baja contaminación por foreground es congruente con la alta latitud galáctica de Sextans A que es de 39.9 grados. La figura 4-7 muestra la posición de las estrella con emisión en H α .

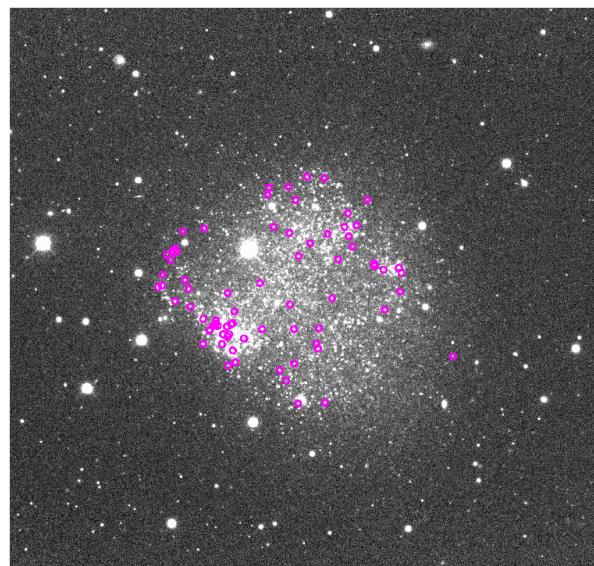


Figura 4-7.: Sextans A en filtro V. Las estrellas con emisión en H α están marcadas con círculos. Catálogo en tabla B-2 de apéndice B.

4.2. Sextans B

Sextans B, estando cerca de Sextans A, presenta unas condiciones muy similares, con la diferencia de que Sextans A tiene un tamaño aparente 1.6 veces mayor. En la figura 4-8 se aprecia el recuadro (en dos filtros) de 1165x1132 píxeles que se recortó de cada imagen de 8192x8192 píxeles.

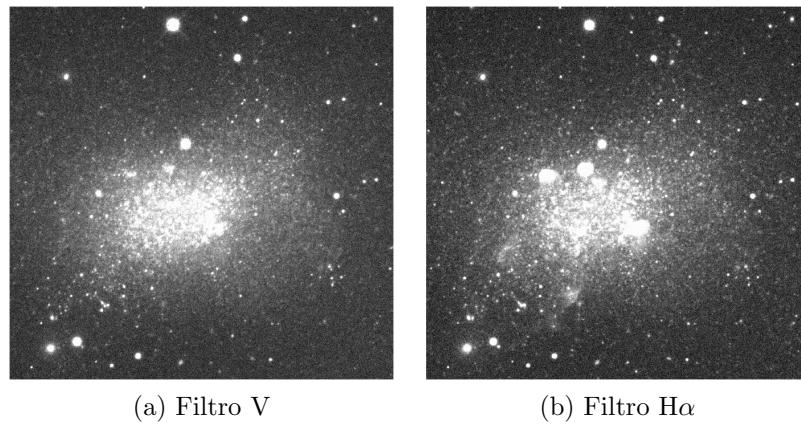


Figura 4-8.: Recortes en Sextans B. Limites: $\alpha_{J2000,0} = 9^{\text{h}}59^{\text{m}}48,5^{\text{s}}$ a $10^{\text{h}}00^{\text{m}}09,5^{\text{s}}$ y $\delta_{J2000,0} = 5^{\circ}17'36''$ a $5^{\circ}22'40''$.

Los parámetros usados para la fotometría se encuentran en el apéndice A. A diferencia de Sextans A y de todas las demás galaxias, al ser tan pequeña, en Sextans B únicamente se tomaron 20 estrellas para la construcción de la función PSF. Para los cuatro filtros, se obtuvo la función analítica Moffat25 como la que mejor se ajustó a las estrellas seleccionadas. La figura 4-9 muestra los resultados para los filtros B y R, los cuales no presentan ninguna anomalía.

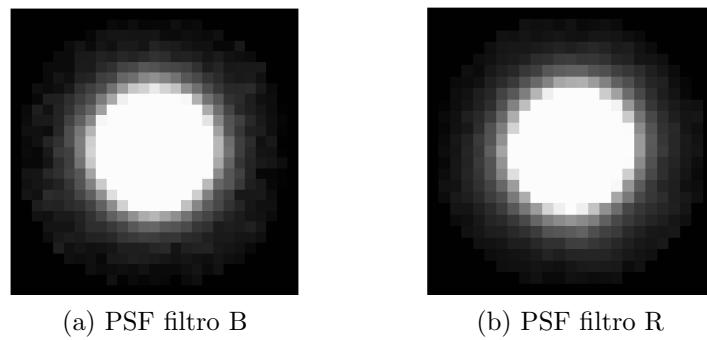


Figura 4-9.: PSFs en Sextans B.

De igual manera, los errores en la fotometría tienen un comportamiento normal, creciente para estrellas más tenues, como se ve en la figura 4-10 para el filtro B.

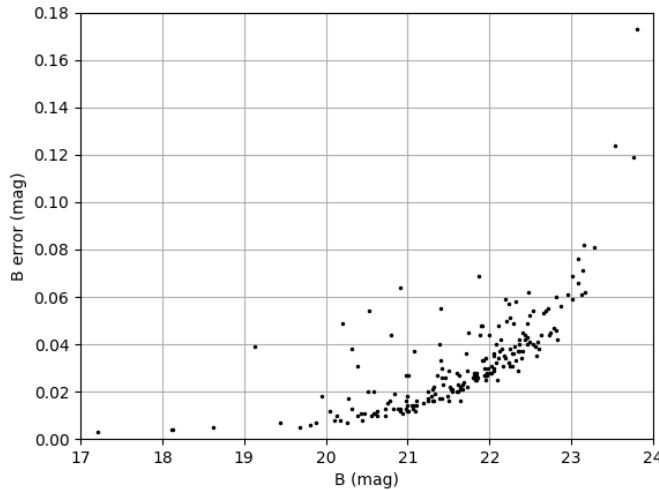


Figura 4-10.: Errores en magnitudes B de Sextans B.

Al igual que en Sextans A, la imagen se dividió en 100 celdas para dibujar la frontera de la galaxia, como se ve en la figura 4-11.

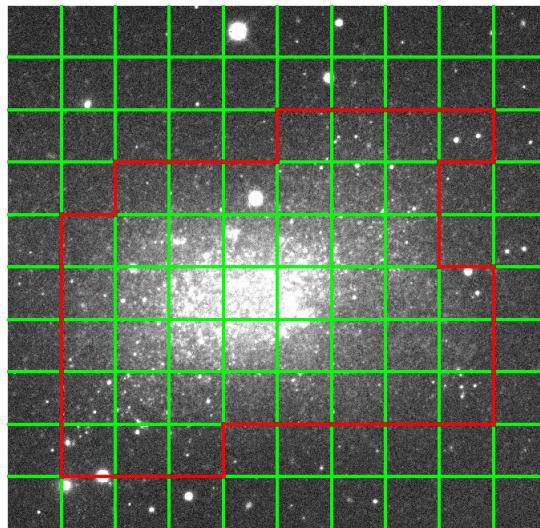


Figura 4-11.: Cuadriculas y frontera para Sextans B.

Con esta frontera, se realiza la fotometría. El matching entre los 4 filtros identifica 208 estrellas de las cuales 174 están al interior de la frontera. Siguiendo la misma

metodología de Sextans A, se hace el ajuste lineal con datos a partir de $B-V=0.2$. Al desplazar la linea 4 veces la desviación estándar hacia arriba, se obtienen 21 estrellas con emisión en $H\alpha$ como se observa en la figura 4-12.

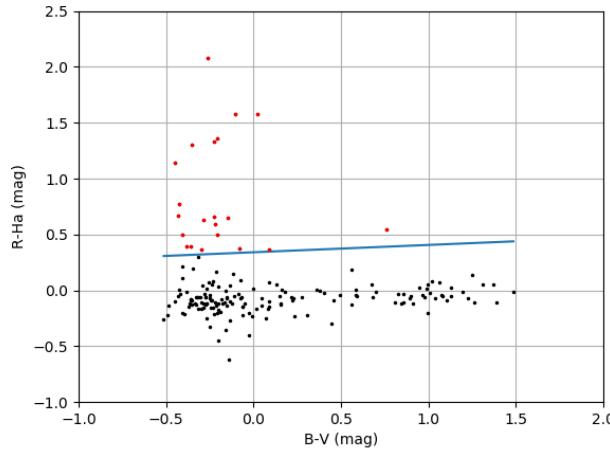


Figura 4-12.: Diagrama color-color de Sextans B con 174 estrellas. Se detectan **21** estrellas con emisión en $H\alpha$.

Las 21 estrellas son situadas en el diagrama magnitud-color que se obtiene del matching entre los filtros V y B. Este da un total 332 estrellas con 294 al interior de la frontera. La figura 4-13a muestra este resultado.

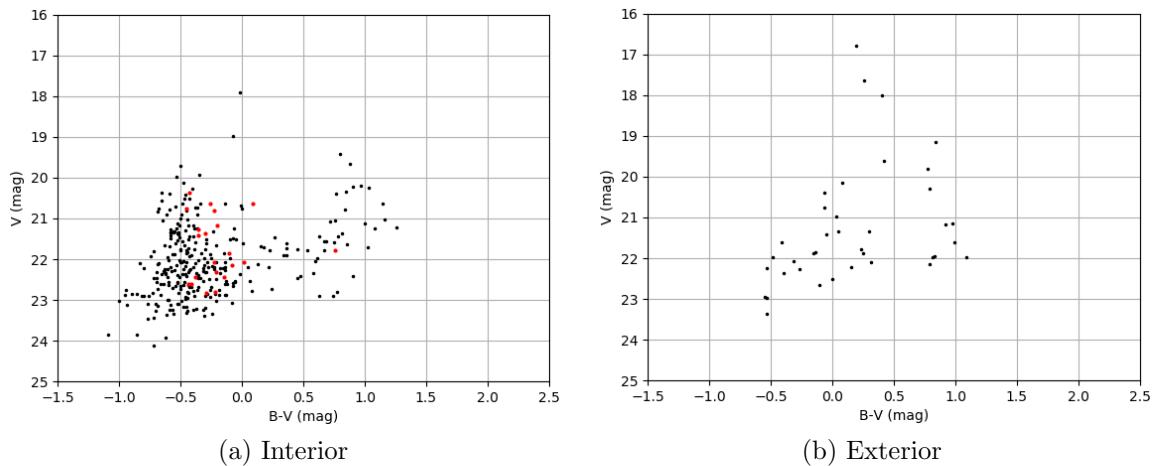


Figura 4-13.: Diagramas magnitud-color para Sextans B al interior y exterior de la frontera delimitada. En rojo están las estrellas con emisión en $H\alpha$.

De manera muy similar a Sextans A, el diagrama magnitud-color de Sextans B muestra lo que se interpreta como una secuencia principal y una rama de gigantes rojas. La contaminación, como se ve en la figura 4-13b, es muy poca. En su mayoría, las estrellas con emisión se encuentran sobre la secuencia principal o un poco hacia el rojo, lo que las convierte en candidatas a ser Be, HES o WR. Sobre la secuencia de gigantes se destaca una estrella con emisión aislada de las demás. Dada la baja contaminación del foreground, hay altas posibilidades de que esta estrella pertenezca a Sextans B, y en dado caso podría ser una variable Mira.

Ahora se muestra la imagen de Sextans B con la posición de las estrellas encontradas (figura ??).

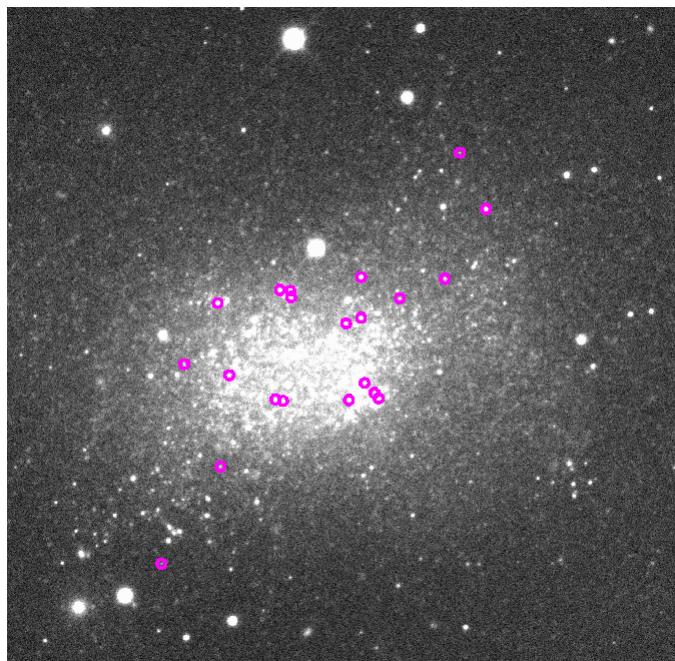


Figura 4-14.: Sextans B en filtro V. Las estrellas con emisión en $H\alpha$ están marcadas con círculos. Catálogo en tabla B-3 de apéndice B.

4.3. WLM

Como se mencionó en la introducción, la galaxia WLM ha sido foco de muchas investigaciones observacionales. Ahora se presentan los resultados de la detección de estrellas con emisión en H α en ella. La fotometría se realizó sobre imágenes de 1893x3603 píxeles recortadas de los datos originales.

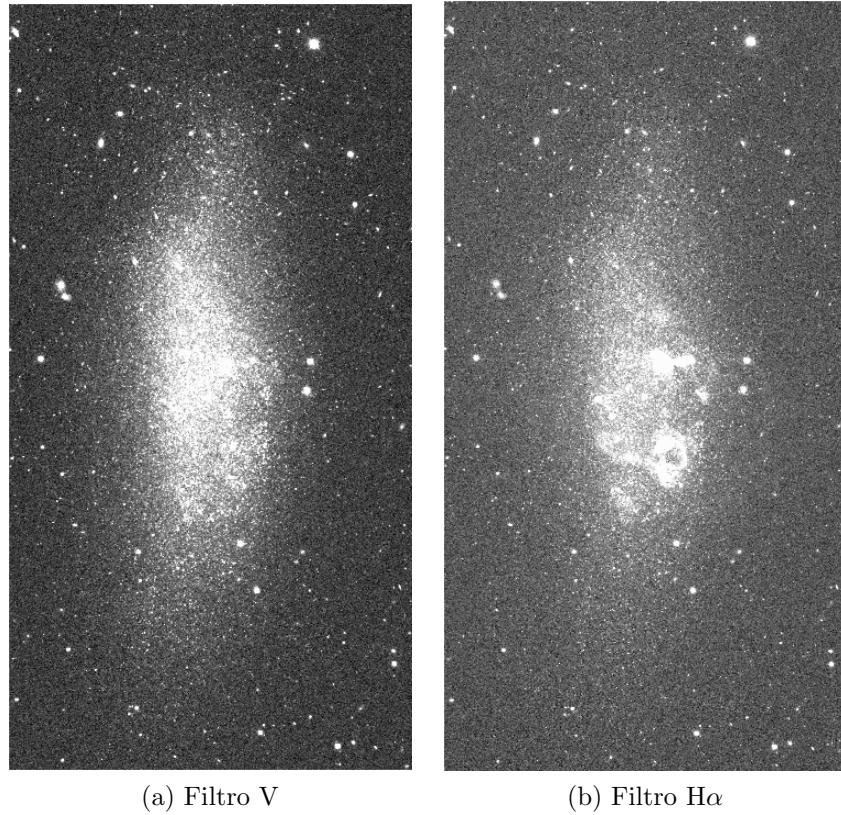


Figura 4-15.: Recortes en WLM. Límites: $\alpha_{J2000,0} = 00^{\text{h}}01^{\text{m}}40,4^{\text{s}}$ a $00^{\text{h}}02^{\text{m}}15,6^{\text{s}}$ y $\delta_{J2000,0} = -15^{\circ}35'32''$ a $-15^{\circ}19'19''$.

El tamaño de la galaxia requirió de un recorte más grande que los anteriores. Los parámetros de la fotometría están en el apéndice A. Al igual que en Sextans A se utilizaron 30 estrellas para la construcción de la PSF, y en los 4 filtros la forma de la función analítica fue moffat25. Dos ejemplos de las PSFs se muestran en la figura 4-16. En la figura 4-17 está la gráfica de errores para la fotometría en filtro R.

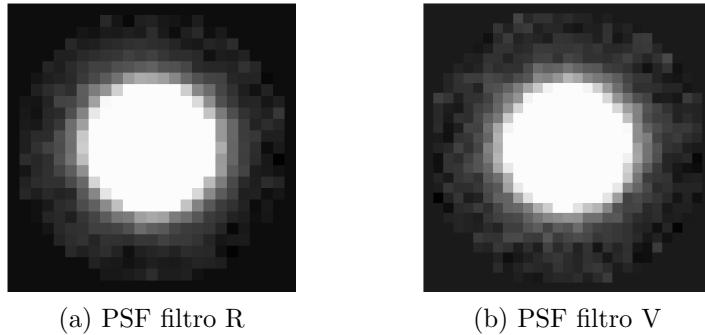


Figura 4-16.: PSFs en WLM.

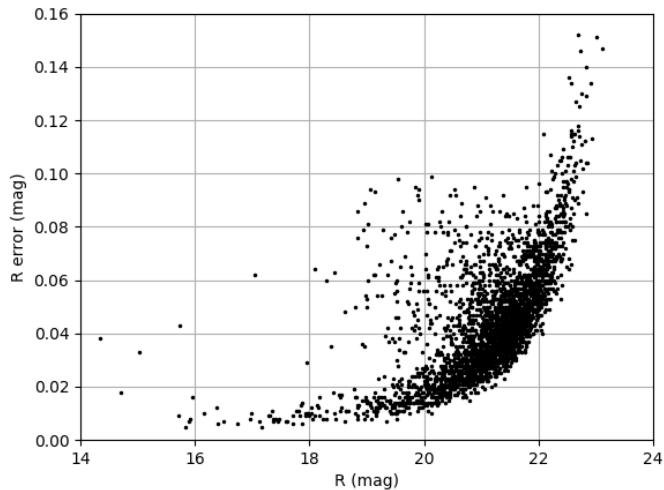


Figura 4-17.: Errores en magnitudes R de WLM.

La frontera de la galaxia, se dibuja sobre una grilla 10×10 de celdas (figura 4-18). Además del tamaño, esta galaxia presenta una diferencia respecto a las dos anteriores que puede tener efectos en los resultados. Esta es que pese a tener una latitud galáctica de -73.6 grados, lo cual es mayor que en las galaxias de Sextans, se aprecia una mayor contaminación. Es bastante probable que en este caso la contaminación no solo sea de foreground sino también de background, i.e. galaxias aun más lejanas que WLM. Dibujar la frontera esta vez resulta más difícil, ya que por su forma y por la contaminación, no se logra determinar con facilidad donde inicia y termina la galaxia. Por esta razón se decide tomar una postura conservadora de ampliar los margenes de la frontera, sin embargo esto implica que estrellas no pertenecientes a WLM puedan entrar a el catálogo

de estrellas con emisión.

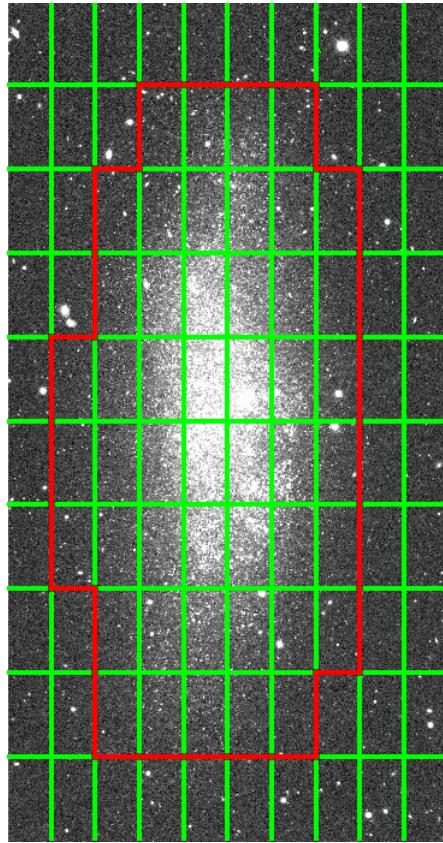


Figura 4-18.: Cuadriculas y frontera para WLM.

Realizando el matching de estrellas en los 4 filtros se encuentran 3035 estrellas con 2735 de estas al interior de la frontera delimitada. Esta vez se hace el ajuste lineal con las estrellas con índice B-V mayor a 0.25, y nuevamente se desplaza hacia arriba la linea por una distancia igual a 4 veces la desviación estándar estimada con la metodología presentada para el caso de Sextans A.

Con estas consideraciones, se obtienen 102 estrellas con emisión en $H\alpha$ como se puede apreciar en el diagrama color-color de la figura 4-19. Pese a que la mayoría de estrellas con alto valor de $R-H\alpha$ se encuentran en el costado más azul, igual que en los casos anteriores, esta vez hay más dispersión en B-V y se aprecian más estrellas con alto valor de $R-H\alpha$ que se sitúan un poco más hacia la derecha i.e. lo rojo.

Haciendo el proceso de matching esta vez para los filtros V y B, se identifican 4368 estrellas de las cuales 294 están dentro de la frontera. La figura 4-20 muestra los dia-

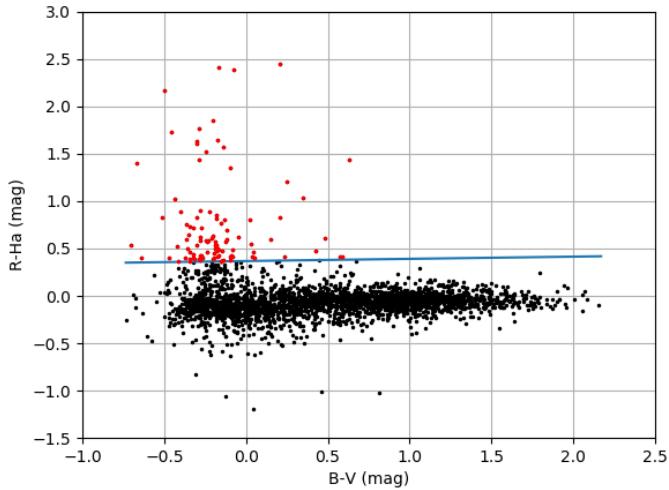


Figura 4-19.: Diagrama color-color de WLM con 2735 estrellas. Se detectan **102** estrellas con emisión en H α .

gramas magnitud-color para WLM y la región fuera de su frontera.

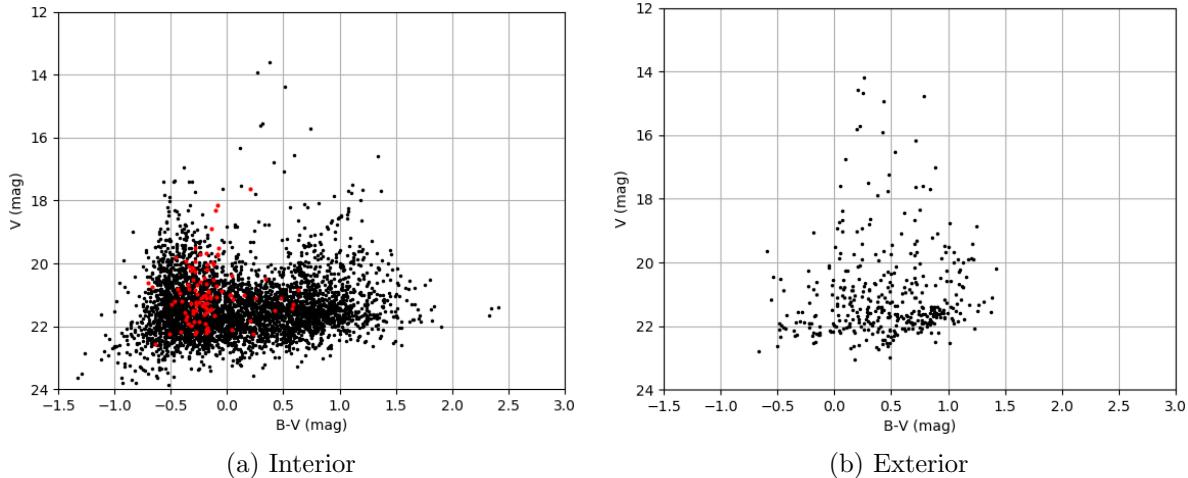


Figura 4-20.: Diagramas magnitud-color para WLM al interior y exterior de la frontera delimitada. En rojo están las estrellas con emisión en H α .

A primera vista, el patrón que se puede observar de los diagramas magnitud-color es muy similar al que se observó en las galaxias de Sextans, estando la gran diferencia

en el numero de estrellas. A la alta densidad de estrellas en la secuencia principal y la secuencia de gigantes se les añade una nueva población en el medio del diagrama, la cual incluye algunas estrellas muy brillantes de magnitud 14. Observando el diagrama para la parte externa a la galaxia, se evidencia que gran parte de esta nueva población se puede deber a la contaminación. Las estrellas con emisión nuevamente en su mayoría podrían ser Be, HES o WR, pero quedan algunas que son más rojas y que lamentablemente no podemos identificar si son o no miembros de WLM. Si lo fueran podrían tratarse LBV's en el caso de las más luminosas. La imagen **4-21** muestra las posiciones de las estrellas emisoras.

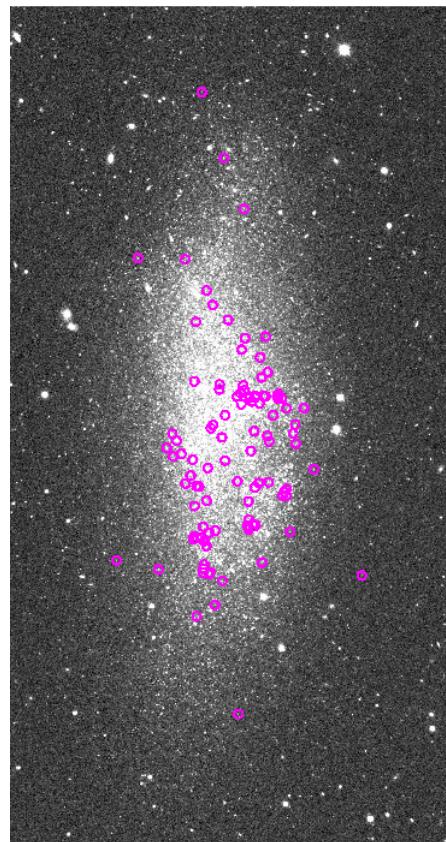


Figura 4-21.: WLM en filtro V. Las estrellas con emisión en $H\alpha$ están marcadas con círculos. Catálogo en tabla **B-4** de apéndice B.

4.4. NGC 6822

NGC 6822 se presenta como una galaxia mucho más grande que las que ya hemos analizado. Por esta razón, el recorte que se hace es significativamente mayor. Tomando las imágenes originales de 8192x8192 píxeles se hacen los recortes de 4012x4152 píxeles que se muestran en la figura 4-22. Como se puede apreciar, la galaxia presenta regiones compactas de gas que se iluminan intensamente a través del filtro H α .

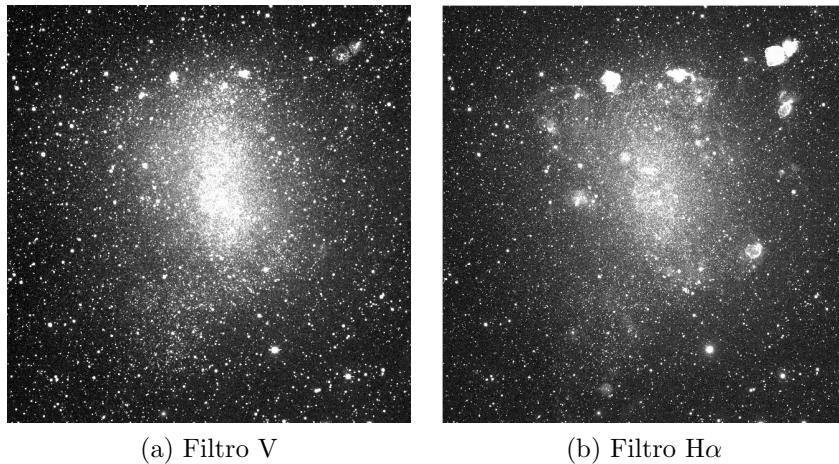


Figura 4-22.: Recortes en NGC 6822. Límites: $\alpha_{J2000,0} = 19^{\text{h}}44^{\text{m}}21,3^{\text{s}}$ a $19^{\text{h}}45^{\text{m}}35,9^{\text{s}}$ y $\delta_{J2000,0} = -14^{\circ}58'46''$ a $-14^{\circ}40'05''$.

Luego de los pasos preliminares con los parámetros reportados en el apéndice A, la construcción de la PSF se hace con 30 estrellas, en este caso en los filtros V y H α . Se encuentra la función Moffat25 como la que mejor se ajusta. Por su parte, para los filtros B y R la función Penny1 resulta ser la mejor alternativa.

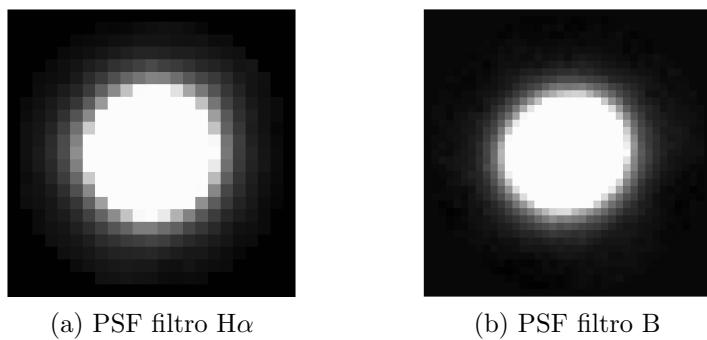


Figura 4-23.: PSFs en NGC 6822.

De manera llamativa, las imágenes de esta galaxia presentan comportamientos que varían más de lo normal entre filtro y filtro. Como se puede ver en los parámetros del apéndice A, los valores de FWHM van desde 3.58 en H α hasta 6.17 en B. Esto repercute en el tamaño de las PSF generadas que como se aprecia en la figura 4-23, la de H α es más pequeña que la de B. Con estas PSFs se realiza la fotometría y los errores tienen un comportamiento normal que crece al incrementarse la magnitud (figura 4-24).

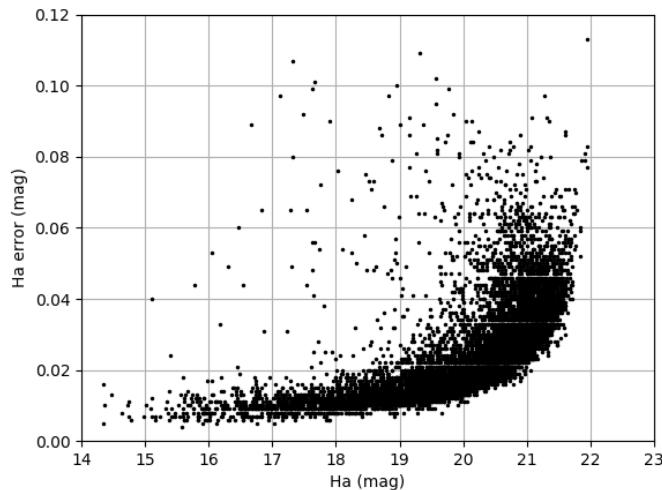


Figura 4-24.: Errores en magnitudes H α de NGC 6822.

Como se puede ver en las figuras 4-22 y 4-25, la contaminación en esta galaxia es crítica. Esto no es sorpresa, pues teniendo una latitud galáctica de -18.4 grados esta se encuentra casi sobre el plano de la Vía Láctea. A esto se le suma que NGC 6822 se encuentra en dirección de Sagitario, esto quiere decir que estamos observando una región muy cercana al bulbo galáctico, la zona con mayor densidad de estrellas en nuestra galaxia. Esta contaminación que evidentemente se propagará a las estrellas que se detecten también dificulta bastante la determinación de la frontera de NGC 6822. En la figura 4-25 se ve como quedó la frontera elegida. De forma similar a WLM, se decide ampliar los margenes de la frontera pero esta vez aun más que en WLM. En la decisión prevalece evitar que se dejen estrellas de la galaxia por fuera a evitar la contaminación. El principal inconveniente de esta decisión está en el hecho de que quedan muy pocos recuadros por fuera de la frontera para muestrear el entorno de la galaxia. Como trabajo futuro queda el utilizar un recorte aun mayor al que se tiene para mejorar el muestreo del foreground.

Con esta frontera y considerando los 4 filtros, se consigue hacer la identificación de

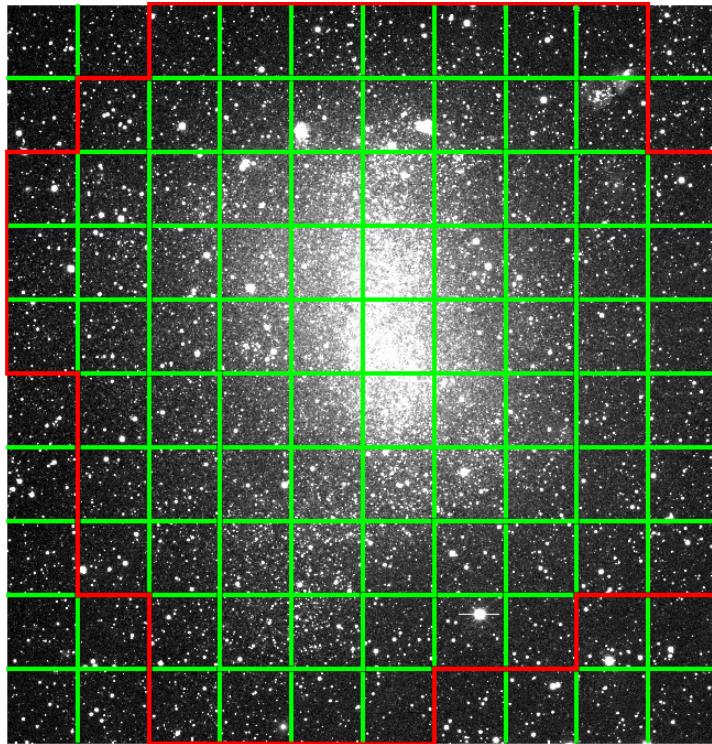


Figura 4-25.: Cuadriculas y frontera para NGC 6822.

7914 estrellas con 7079 en su interior. El valor a partir del cual se hace el ajuste lineal es $B-V=0$, menor que en las galaxias anteriores como respuesta a que la columna de estrellas azules con alto valor de $R-H\alpha$ esta vez es más azul. El resultado después de desplazar la linea por 4 veces la desviación estándar hacia arriba, es de 279 estrellas con emisión en $H\alpha$. El resultado, como se ve en el diagrama color-color de la figura 4-26 es bastante similar al de WLM, donde no solo son azules las estrellas seleccionadas, sino que también hay algunas más rojas. Adicionalmente, para este caso de NGC 6822 se destaca que hay un gran número de estrellas con un valor muy alto de $R-H\alpha$ hasta de 3 en ese índice.

Siguiendo con el procedimiento ya establecido, se hace el matching entre los filtros V y B. Los resultados son el enorme número de 10517 estrellas identificadas, de las cuales 9565 se encuentran al interior de la frontera. Los diagramas magnitud-color se encuentran en la figura 4-27. Para las estrellas al interior de la frontera, se tiene una estructura diferente a las que ya se han observado, pues al parecer hay 3 secuencias visibles. La posición de las estrellas con emisión, más el diagrama del entorno despejan las dudas. Claramente la secuencia central debe corresponder a contaminación de la

Vía Láctea, mientras que la secuencia más temprana donde se encuentra el grueso de las estrellas emisoras tendrá que ser la secuencia principal de NGC 6822, y la tercera (de izquierda a derecha), su rama de gigantes rojas.

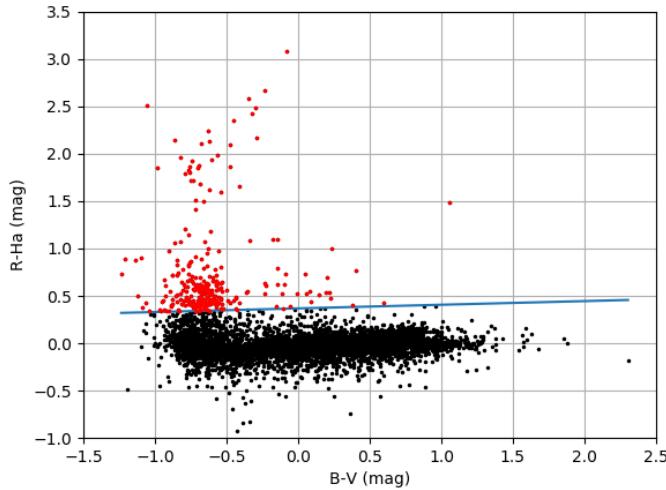


Figura 4-26.: Diagrama color-color de NGC 6822 con 7079 estrellas. Se detectan **279** estrellas con emisión en $\text{H}\alpha$.

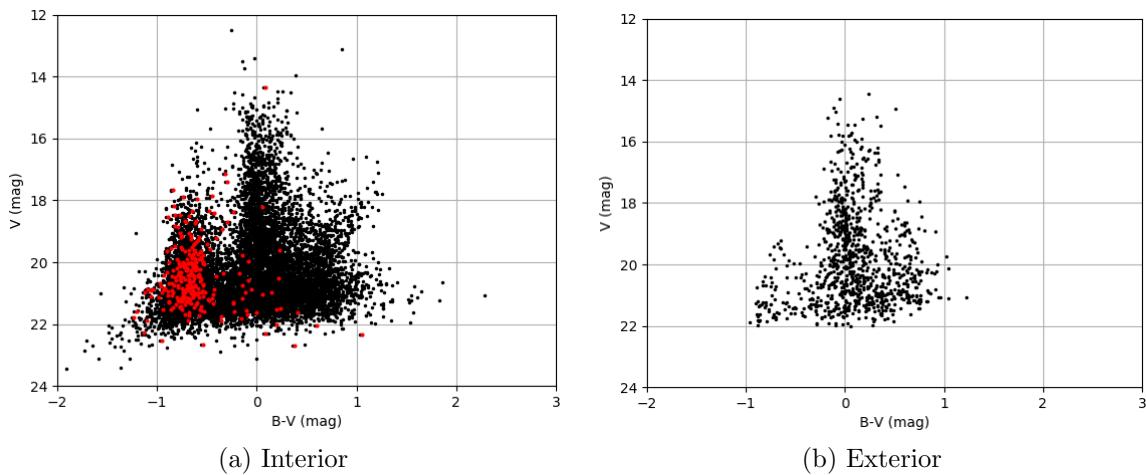


Figura 4-27.: Diagramas magnitud-color para NGC 6822 al interior y exterior de la frontera delimitada. En rojo están las estrellas con emisión en $\text{H}\alpha$. Se destaca la detección de estrellas tenues con emisión en la parte inferior del diagrama (a).

Similar que en WLM, aparte de las posibles Be, HES o WR en la secuencia principal, hay estrellas emisoras en la región central que corresponde a la contaminación. No se puede descartar que alguna pertenezcan a la galaxia ni tampoco que las más brillantes sean LMVs o las más rojas sean Miras. Para finalizar, la figura 4-28 muestra las posiciones de las estrellas seleccionadas en la galaxia, y se puede resaltar la fuerte presencia de estas en las regiones que en la figura 4-22 fueron destacadas por su alto contenido de gas.

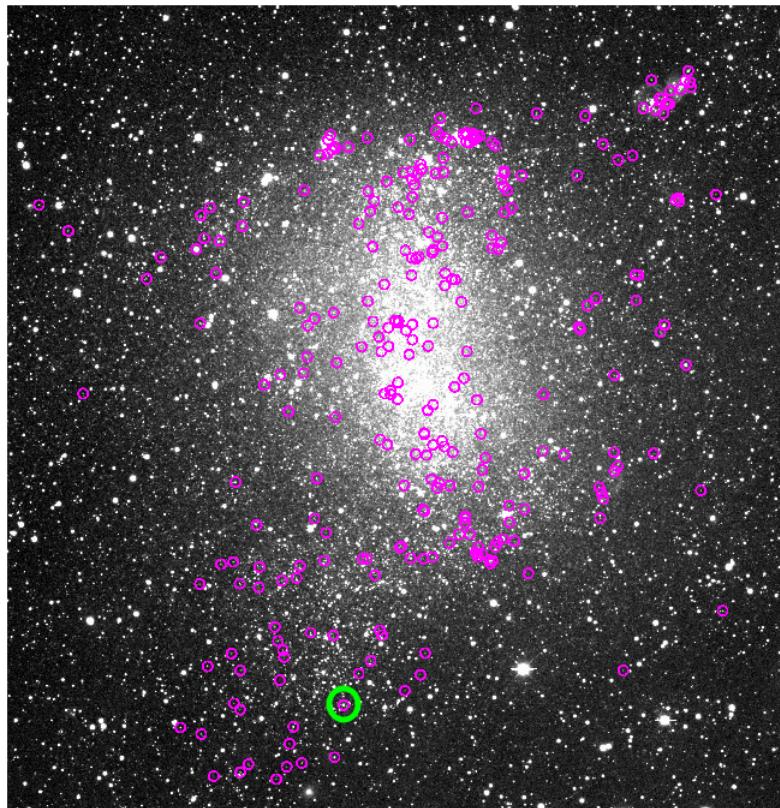


Figura 4-28.: NGC 6822 en filtro V. Las estrellas con emisión en $H\alpha$ están marcadas con círculos. En verde está una LBV espectroscópicamente confirmada por Massey et al. (2007a). Catálogo en tabla B-5 de apéndice B.

4.5. IC 10

La última galaxia que se estudia dentro del marco de este trabajo es IC 10. El recorte realizado es de 1567x1992 píxeles como se puede ver en la figura 4-29.

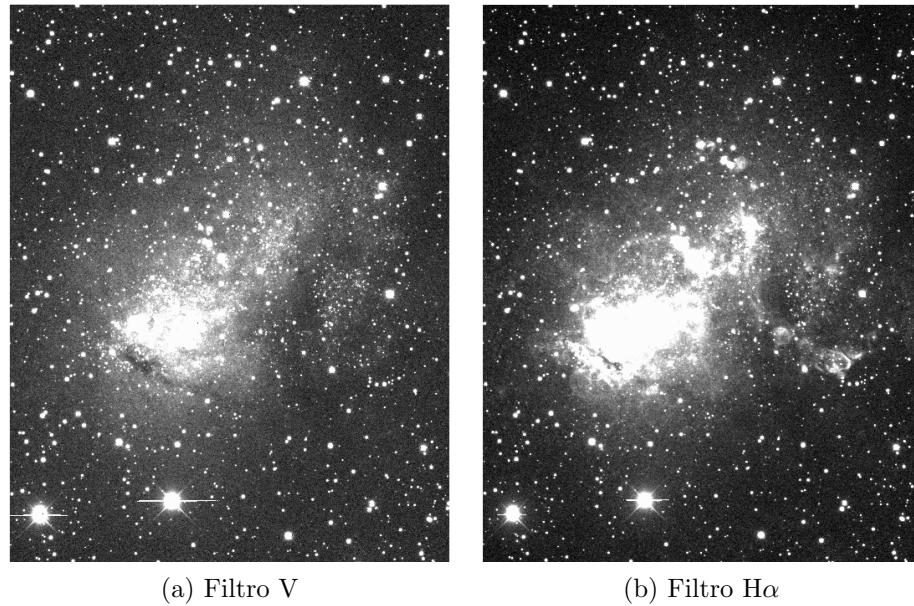


Figura 4-29.: Recortes en IC 10. Límites: $\alpha_{J2000,0} = 00^{\text{h}}19^{\text{m}}48,8^{\text{s}}$ a $00^{\text{h}}20^{\text{m}}43,9^{\text{s}}$ y $\delta_{J2000,0} = 59^{\circ}13'45''$ a $59^{\circ}22'42''$.

Siguiendo el mismo procedimiento que se realizó con las galaxias anteriores, con los parámetros del apéndice A, se escogen 30 estrellas para las PSFs (figura 4-30). Las funciones analíticas mejor ajustadas son Penny1 para B y H α , y Penny2 para V y R.

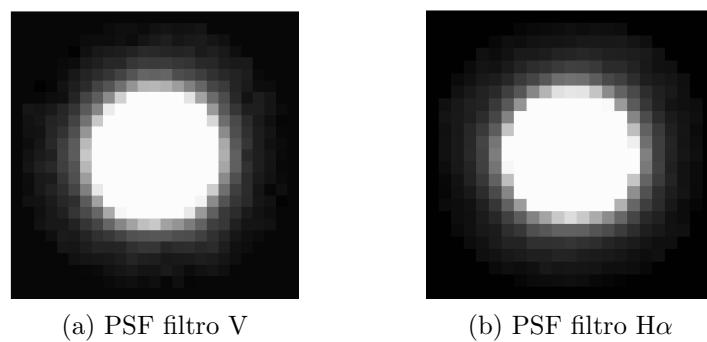


Figura 4-30.: PSFs en IC 10.

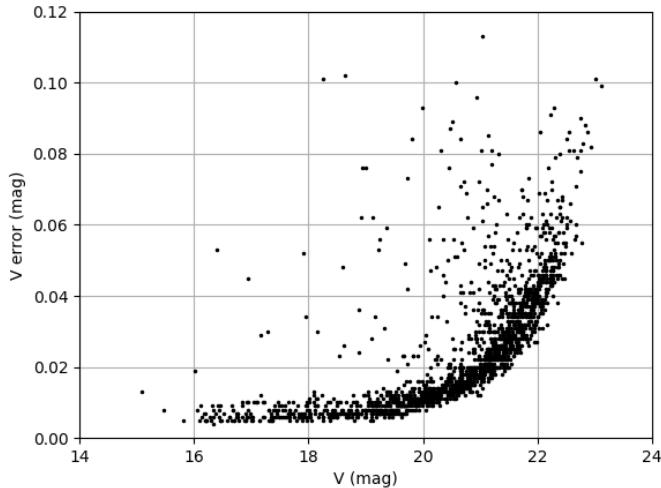


Figura 4-31.: Errores en magnitudes V de IC 10.

Sin ninguna anomalía se realizó la fotometría en cada filtro con las PSFs que se mostraron, y se obtuvieron errores con el comportamiento esperado como los que se aprecian en la figura 4-31 para el filtro V.

Al igual que en NGC 6822, la contaminación por el foreground es un factor relevante para esta galaxia. Su latitud galáctica de -3.3 grados la sitúa prácticamente sobre el disco de la Vía Láctea, pero el caso no es tan crítico como en NGC 6822 ya que por estar en dirección de Cassiopeia, no está cerca del bulbo. De todas formas si fue necesario extender los margenes de la frontera como se puede ver en la figura 4-32.

El diagrama color-color como se presenta en la figura 4-33, muestra mayor dispersión en B-V para las estrellas con alto valor de R-H α . La regresión lineal se hace para estrellas más rojas que B-V = 0.2, y subiendo la linea 4 veces la desviación estándar se marcan 90 estrellas con emisión en H α . Esto surge de un matching de los 4 filtros que identifica a 1709 estrellas con 1243 al interior de la frontera delimitada.

Para los diagramas magnitud-color se identifican 2190 estrellas entre los filtros V y B, de las cuales 1708 corresponden al interior de la frontera. Observando la figura 4-34, la estructura esta dominada por una larga secuencia en el medio que se logra identificar como la contaminación por foreground. Esto quiere decir que como para las anteriores galaxias, las estrellas con emisión están sobre la secuencia principal de la galaxia y son candidatas al tipo Be, HES o WR. Esto nuevamente manteniendo la posibilidad de que

en las más rojas hayan Miras y en las de mayor luminosidad LBVs.

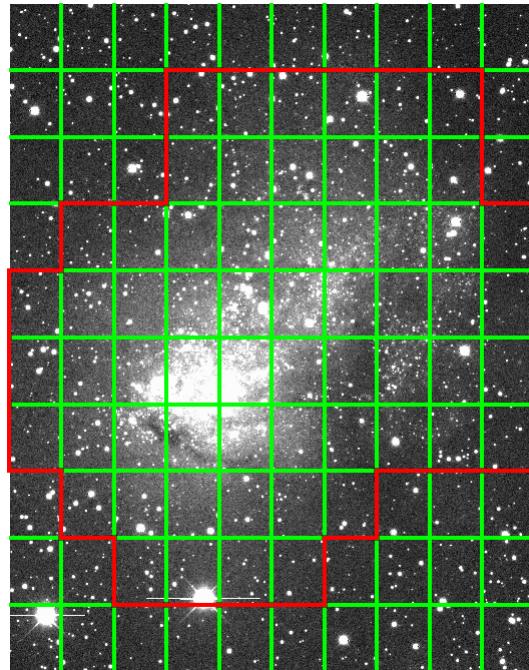


Figura 4-32.: Cuadriculas y frontera para IC 10

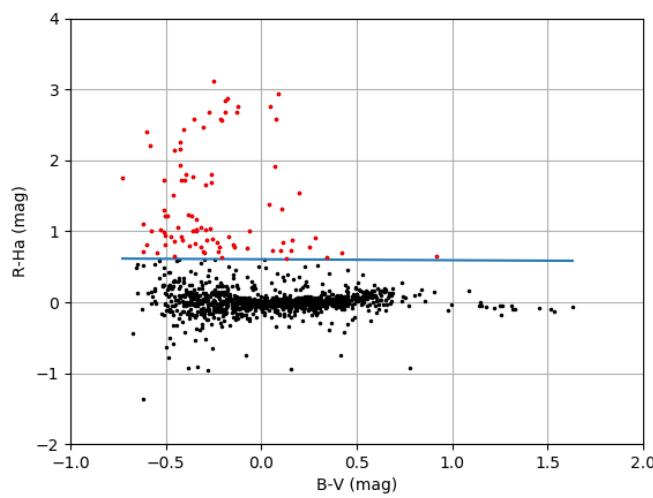


Figura 4-33.: Diagrama color-color de IC 10 con 1243 estrellas. Se detectan **90** estrellas con emisión en $\text{H}\alpha$.

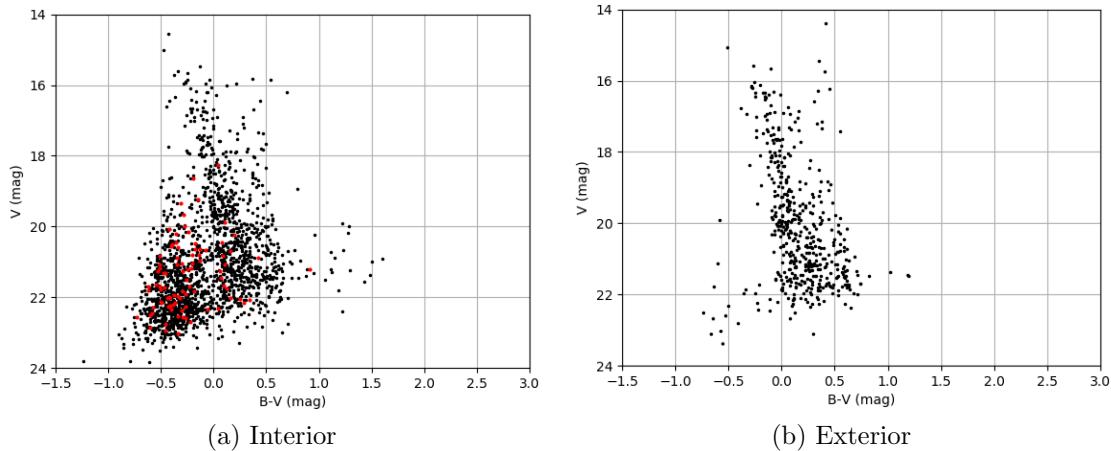


Figura 4-34.: Diagramas magnitud-color para IC 10 al interior y exterior de la frontera delimitada. En rojo están las estrellas con emisión en $\text{H}\alpha$. Un fenómeno que vale la pena mencionar es la ausencia de una rama de gigantes en esta galaxia.

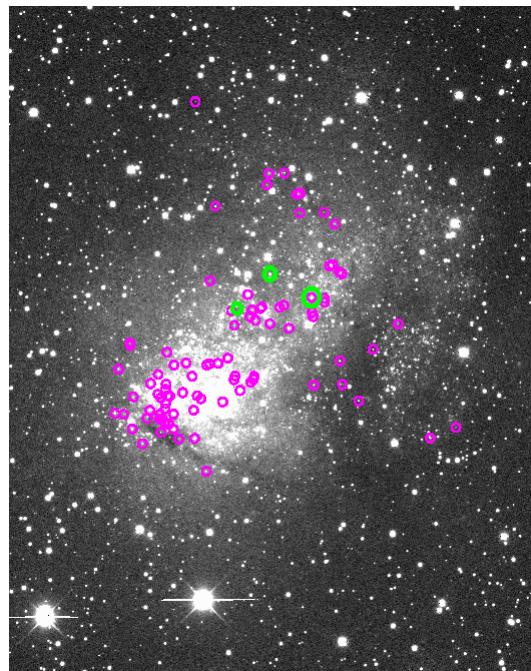


Figura 4-35.: IC 10 en filtro V. Las estrellas con emisión en $\text{H}\alpha$ están marcadas con círculos. En verde están 3 LBVs espectroscópicamente confirmadas por Massey et al. (2007a). Catálogo en tabla B-6 de apéndice B.

4.6. Comparación de Resultados

Los resultados expuestos en este capítulo presentan bastante similitud con algunos que se han dado en trabajos previos. Debido a que las aplicaciones del método que fueron publicadas (a las cuales se les hace referencia en la sección 2.3) se enfocan principalmente en las Nubes de Magallanes, no es posible hacer comparaciones con estas. El único caso del que se tiene conocimiento en que se haya usado el método en alguna de las galaxias que aquí se estudian es de Sabogal B. E. y Garcia-Varela A.⁴ quienes usaron las mismas imágenes de Massey et al. (2006) y encontraron 72 estrellas candidatas a Be en Sextans A (figura 4-36).

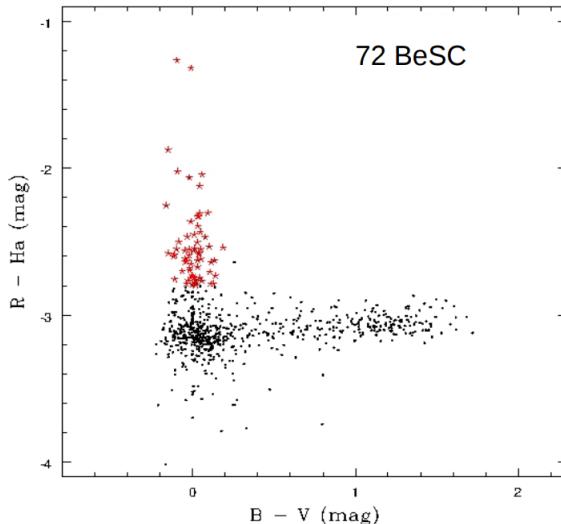


Figura 4-36.: Diagrama color-color para Sextans A por Sabogal B. E. y Garcia-Varela A., detectan 72 candidatas a Be.

Claramente podemos destacar la similitud con nuestros resultados ya que como se observa en la figura 4-5, se tiene un número similar de estrellas detectadas, que es una cantidad casi igual a la detectada por Sabogal y Garcia-Varela. Se debe aclarar que aunque Sabogal y Garcia-Varela buscaban estrellas Be (por lo que limitaron la búsqueda a estrellas azules), las estrella con emisión en H α que detectamos nosotros son todas azules y en consecuencia como se ya se mencionó podrían ser Be u otros tipos que se confunden con estas.

⁴Poster presentado en 2015 en la asamblea general de la Unión Astronómica Internacional, titulado *Be stars in the low metallicity environment of the Sextans A galaxy*.

En cuanto a las demás galaxias, no se tiene información de búsquedas de estrellas Be o con emisión en H α utilizando este mismo método. Un aspecto que se puede comparar es la fotometría en filtros B y V, ya que en su segunda publicación Massey et al. (2007b) presentan diagramas magnitud-color de todas las galaxias aquí presentadas. Observando dichos diagramas, hay una alta semejanza morfológica con los nuestros, habiendo discrepancia en las escalas debido a la calibración de las magnitudes al sistema fotométrico estándar.

El trabajo realizado por Massey et al. (2007a)⁵ para la detección de LBVs nos permite verificar si nuestro método ha sido efectivo en la detección de este tipo de estrellas. En sus resultados Massey et al. detectan 335 estrellas con emisión en H α con posibilidad de ser LBVs en las galaxias que nosotros estudiamos. Nuestro catálogo presenta las siguientes coincidencias:

Tabla 4-1.: Cantidad de estrellas con emisión en H α detectadas por Massey et al. (2007a), en este trabajo y las coincidencias.

Galaxia	Massey et al. (2007a)	Este trabajo	Coincidencias
Sextans A	14	74	4
Sextans B	2	21	1
WLM	16	102	8
NGC 6822	207	279	66
IC 10	96	90	25

Como se puede observar, con la excepción de IC 10 hemos detectado más estrellas con emisión en H α que Massey et al. (2007a), aunque la explicación a esto debe relacionarse con que Massey et al. impusieron más restricciones e información de más filtros para elegir sus estrellas. La baja cantidad de coincidencias surge por la clara diferencia entre los métodos, el índice R-H α nunca fue considerado por Massey et al. mientras que para nosotros fue el pilar de la investigación.

De su lista de estrellas, Massey et al. (2007a) lograron confirmar espectroscópicamente 3 LBVs en IC 10 y 1 en NGC 6822. Como se aprecia en las figuras 4-28 y 4-35, la LBV de NGC 6822 fue detectada por nuestro método, pero en IC 10 solo se detectó una de las 3 LBVs espectroscópicas. La mejor explicación que podemos dar a esto es

⁵Descrito en la sección 2.3

que se puede mejorar la linea divisora de IC 10 que se presenta en la figura 4-33, la alta dispersión en R-H α de estrellas de color intermedio causo que la linea subiera más de lo que debía. Como consecuencia se rechazaron varias estrellas incluyendo las 2 LBVs que confirmaron Massey et al. también esto explica porque detectamos menos emisoras que Massey et al. en esta galaxia.

4.7. Relación con Metalicidad

Para finalizar con este trabajo, aprovechando que se tienen varias estrellas emisoras de la linea H α detectadas en varias galaxias de las que se conoce su metalicidad, y que en su mayoría son estrellas azules sobre o cerca de la secuencias principal. Se tratará de estimar si podría haber una relación entre el fenómeno Be y la metalicidad, como la que hallaron Wisniewski and Bjorkman (2006). Para esto se debe asumir que las Be son mayoría en nuestra muestra de estrellas azules con emisión en H α .

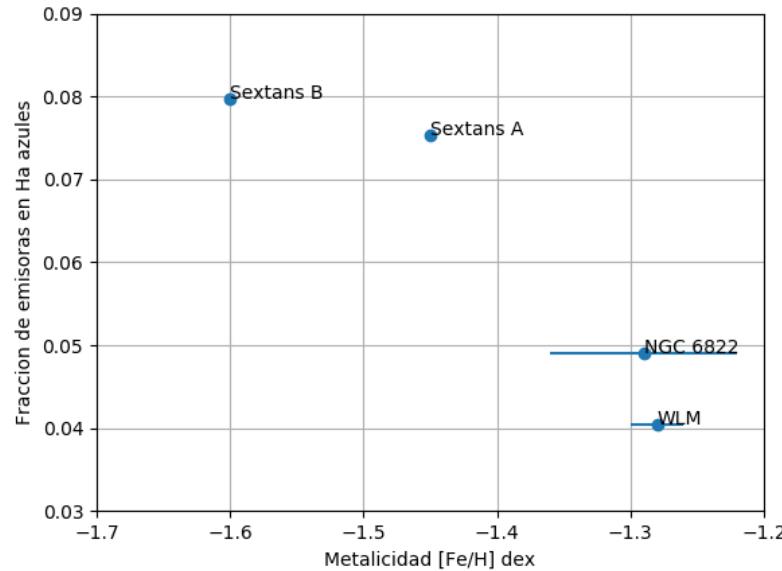


Figura 4-37.: Fracción de estrellas con emisión en H α azules en función de la metalicidad. La metalicidad de IC 10 no se encontró reportada en la literatura por lo que esta galaxia no fue incluida.

Para esto se consideran únicamente las estrellas azules, y para escogerlas se toman todas las estrellas que no se usaron para los ajustes lineales hechos en los diagramas

color-color. Se calculan las fracciones de las estrellas que encontramos y se grafican contra los valores de metalicidad reportados (figura 4-37). Observando la gráfica se identifica que nuestros resultados apoyan la hipótesis de que los ambientes de menor metalicidad favorecen la presencia de estrellas con líneas de emisión en H α . Se debe hacer la aclaración que pese a que lo más probable es que la mayoría de estrellas azules con emisión sean Be, la contaminación de otros tipos de estrellas con emisión en H α puede ser relevante. Además, el cálculo de la fracción se puede ver afectado al incluir estrellas que no correspondan a las galaxias estudiadas, este problema, como ya se mencionó, es especialmente crítico en NGC 6822 e IC 10, debido a la alta densidad de foreground presente en los campos.

Capítulo 5

Conclusiones y Trabajo Futuro

Los siguientes son algunos puntos a destacar del trabajo realizado.

- Se realizó fotometría PSF sobre las galaxias Sextans A, Sextans B, WLM, NGC 6822 e IC 10, obteniendo diagramas color-magnitud con filtros V y B muy similares morfológicamente a los presentados en la literatura por Massey et al. (2007b).
- Se construyeron diagramas color-color con los índices (R-H α) y (B-V) para las 5 galaxias. Se aplicó una pequeña variación del método fotométrico de Grebel et al. (1992) y Keller et al. (1999) en las 5 galaxias. El resultado fueron 566 estrellas con emisión en H α detectadas en todas las galaxias. Observando la localización de estas estrellas en los diagramas color-magnitud se identifica que en su mayoría las estrellas son azules y se sitúan sobre o a la derecha de la secuencia principal. Esto las convierte en candidatas a Be, Herbig Ae/Be o WR. Unas cuantas situadas en la parte superior del diagrama son candidatas LBV y otras hacia la secuencia de gigantes rojas, son candidatas a variables Mira.
- Comparación de estos resultados con los de Massey et al. (2007a) arrojaron un total de 104 estrellas coincidentes con las que hallamos, incluyendo 2 LBVs confirmadas espectroscópicamente.
- Un análisis del efecto de la metalicidad de las galaxias sobre la población de estrellas azules con emisión en H α indica que los entornos de baja metalicidad favorecen su presencia. Esto concuerda con la hipótesis planteada por Wisniewski and Bjorkman (2006), que se aplica para el fenómeno Be, el cual creemos que es el principal causante de la emisión de la línea H α en nuestras estrellas azules.

Para finalizar, se presentan algunas consideraciones para la continuación de esta línea de investigación.

- Uno de los problemas más predominantes en la selección de las estrellas, fue poder identificar su pertenencia a las galaxias correspondientes. Esto fue un problema

mayor en las galaxias NGC 6822 e IC 10 ya que presentaban un alto grado de contaminación por el foreground. La estrategia utilizada para sortear esto fue la identificación del foreground al construir diagramas color-magnitud de la vecindad de cada galaxia, sin embargo en algunos casos podría ser necesario incluir una región más extensa para mejorar el muestreo del foreground. Otra enfoque sería el uso de modelos teóricos de densidad estelar para entender el comportamiento del foreground en la dirección que se observa. Por último, otra forma de resolver el problema es hacer confirmación espectroscópica de la pertenencia de las estrellas, pero esto sería una labor más extenuante. Vale la pena aclarar que la astrometría no es una opción viable ya que las distancias de estos objetos no permiten hacer mediciones de paralaje o movimiento propio.

- En cuanto el desempeño del método como tal, también hay trabajo por hacer. Realizar un seguimiento espectroscópico a las estrellas catalogadas permite evaluar el rendimiento e identificar con más precisión el tipo de estrellas que se están detectando. Con esta información se podrían hacer los ajustes necesarios para mejorar el método.
- Por último, aunque nuestros resultados apoyan la hipótesis de que la baja metalicidad es un parámetro que favorece al fenómeno Be, la inclusión de más información de más galaxias y cúmulos, asegurando su pertenencia, facilitaría una mejor validación de esta hipótesis. Aspectos como el que ya se tocó de estrellas no pertenecientes a los entornos estudiados, o la remoción de estrellas no Be mediante otras técnicas como las mencionadas al final de la sección 2.3 pueden contribuir a establecer mejor esta hipótesis.

Apéndice A

Parámetros de la Fotometría

Tabla A-1: Parámetros de la fotometría en IRAF^a

Galaxia	Filtro	FWHM	sky	σ	datamax ^b	readnoise	epadu	exposure	xainmass	threshold ^c	aprad	psfrad	fitrad
Sex A	V	4.61	4.22	48000	6.4125	2.75	60	1.369	3.0	13	14	4.6	
Sex A	B	4.64	2.63	48000	6.4125	2.75	60	1.324	3.2	13	14	4.7	
Sex A	R	4.25	5.70	48000	6.4125	2.75	50	1.425	3.6	13	14	4.6	
Sex A	H α	4.74	3.87	48000	5.9625	2.75	300	1.309	3.2	13	14	4.7	
Sex B	V	4.48	3.28	39000	6.4125	2.75	60	1.430	4.0	13	14	4.4	
Sex B	B	4.33	2.79	39000	6.4125	2.75	60	1.178	4.0	12	13	4.3	
Sex B	R	3.96	5.83	39000	6.4125	2.75	50	1.352	5.5	11	12	3.9	
Sex B	H α	4.66	3.40	39000	5.9625	2.75	300	1.259	4.5	13	14	4.6	
WLM	V	4.51	5.99	48000	8.55	2.49	90	1.062	4.0	13	14	4.5	
WLM	B	4.65	3.66	48000	8.55	2.49	90	1.043	4.0	13	14	4.6	
WLM	R	3.65	8.42	48000	8.55	2.49	70	1.089	4.0	11	12	3.6	
WLM	H α	3.71	3.22	48000	8.55	2.49	300	1.092	4.0	11	12	3.7	
NGC 6822	V	5.84	15.22	48000	8.55	2.49	120	1.090	5.0	17	18	5.8	
NGC 6822	B	6.17	6.72	48000	8.55	2.49	120	1.060	3.4	18	19	6.7	
NGC 6822	R	5.00	13.07	48000	8.55	2.49	100	1.132	9.0	15	15	5.0	
NGC 6822	H α	3.58	5.79	48000	8.55	2.49	300	1.052	7.0	10	11	3.5	
IC 10	V	3.61	4.80	39000	5.325	2.75	60	1.131	4.0	11	12	3.6	
IC 10	B	3.79	2.44	39000	5.325	2.75	60	1.125	4.0	11	12	3.8	
IC 10	R	3.87	8.07	39000	5.325	2.75	50	1.126	4.5	11	12	3.8	
IC 10	H α	3.42	4.58	39000	5.325	2.75	300	1.267	4.5	10	11	3.4	

^aLos parámetros que se mantuvieron constantes en todos los casos son: calgori=centroid, cbox=5 y salgori=mode. Para la fotometría de apertura dammulus=annulus=10

^bPara datamin se mantuvo INDEF en todos los casos

^cPara daofind

Apéndice B

Catálogo de Estrellas con Emisión en H α

Las listas de estrellas que aquí se presentan, contienen las coordenadas de ascensión recta y declinación de las estrellas para el equinoccio J2000.0. Las estrellas de cada galaxia se ordenan por ascensión recta de menor a mayor.

Tabla B-1.: Resumen de estrellas encontradas.

Galaxia	# de estrellas
Sextans A	74
Sextans B	21
WLM	102
NGC 6822	279
IC 10	90
Total	566

Tabla B-2.: Estrellas con emisión en H α en Sextans A (74 estrellas).

$\alpha_{J2000,0}$	$\delta_{J2000,0}$	V	B-V	R-H α	$\alpha_{J2000,0}$	$\delta_{J2000,0}$	V	B-V	R-H α
10:10:50.07	-4:42:44.3	21.99	-0.12	0.55	10:11:05.41	-4:42:10.9	21.32	-0.26	0.53
10:10:53.64	-4:41:18.2	20.78	-0.16	1.13	10:11:05.55	-4:42:21.8	20.48	-0.06	0.43
10:10:53.72	-4:41:37.5	22.65	0.09	0.73	10:11:05.61	-4:42:53.9	21.62	-0.12	1.08
10:10:53.81	-4:41:12.9	20.80	-0.27	0.46	10:11:05.64	-4:42:24.0	21.13	-0.20	0.40
10:10:54.79	-4:41:56.3	21.97	-0.19	0.41	10:11:06.33	-4:42:12.7	21.10	-0.11	1.25
10:10:54.88	-4:41:14.9	21.39	0.02	0.34	10:11:06.46	-4:42:07.3	20.39	-0.07	0.26
10:10:55.50	-4:41:11.0	22.52	0.05	0.61	10:11:06.48	-4:42:10.4	20.72	0.08	0.31
10:10:55.52	-4:41:08.7	21.76	-0.20	1.79	10:11:06.50	-4:42:12.4	20.80	-0.25	0.79
10:10:56.02	-4:40:03.1	22.11	-0.21	0.47	10:11:06.66	-4:42:12.9	21.13	-0.25	0.78
10:10:56.73	-4:40:29.3	21.61	0.13	0.54	10:11:06.92	-4:42:17.7	22.31	-0.19	2.00
10:10:57.01	-4:40:51.2	22.38	-0.03	0.45	10:11:07.27	-4:40:32.4	21.42	-0.12	0.32
10:10:57.27	-4:40:40.6	22.14	-0.15	0.32	10:11:07.34	-4:42:05.8	20.24	-0.17	1.56
10:10:57.34	-4:40:16.6	21.38	-0.18	0.64	10:11:07.34	-4:42:31.6	20.71	-0.25	1.13
10:10:57.57	-4:40:31.0	21.18	-0.08	0.46	10:11:08.21	-4:41:53.5	22.24	-0.21	0.62
10:10:58.02	-4:41:04.4	22.50	-0.33	0.43	10:11:08.33	-4:41:34.6	21.92	-0.19	0.52
10:10:58.42	-4:41:44.6	21.75	-0.23	0.48	10:11:08.58	-4:41:25.7	21.13	-0.17	0.46
10:10:58.75	-4:40:38.2	23.08	-0.23	0.41	10:11:08.74	-4:40:35.5	22.51	-0.05	0.57
10:10:58.92	-4:43:32.0	21.51	-0.16	0.31	10:11:09.17	-4:40:57.0	22.25	-0.12	0.91
10:10:58.97	-4:39:40.5	21.75	-0.13	0.47	10:11:09.27	-4:41:47.6	20.77	-0.11	0.49
10:10:59.35	-4:42:15.3	22.43	-0.13	0.25	10:11:09.27	-4:40:53.3	21.87	-0.28	1.84
10:10:59.41	-4:42:36.4	21.47	-0.16	1.02	10:11:09.39	-4:40:55.4	21.06	-0.25	0.38
10:10:59.51	-4:42:31.2	22.52	-0.30	0.39	10:11:09.57	-4:41:04.9	22.12	-0.01	0.45
10:10:59.95	-4:40:47.7	22.26	-0.13	0.26	10:11:09.83	-4:40:59.4	22.47	-0.22	0.55
10:11:00.17	-4:39:39.3	21.39	-0.13	0.44	10:11:10.14	-4:41:20.1	22.36	-0.18	0.84
10:11:00.74	-4:41:01.0	21.76	0.06	0.71	10:11:10.18	-4:41:31.4	21.19	-0.24	0.52
10:11:00.78	-4:43:32.8	21.91	0.02	0.49	10:11:10.45	-4:41:32.9	20.76	-0.35	0.66
10:11:00.94	-4:40:03.2	21.05	-0.19	0.34					
10:11:01.04	-4:42:51.8	21.99	-0.19	0.38					
10:11:01.05	-4:42:16.0	21.97	-0.01	0.36					
10:11:01.33	-4:41:51.0	21.51	-0.12	0.40					
10:11:01.37	-4:40:37.2	21.17	-0.12	0.37					
10:11:01.43	-4:39:49.6	22.21	-0.09	0.37					
10:11:01.59	-4:43:09.1	22.62	-0.22	0.42					
10:11:02.05	-4:42:58.7	21.26	-0.11	0.68					
10:11:02.47	-4:40:30.9	22.27	-0.15	0.68					
10:11:02.78	-4:39:50.4	22.16	-0.21	0.37					
10:11:02.88	-4:39:57.8	21.69	-0.08	0.41					
10:11:03.27	-4:42:16.4	21.66	-0.06	0.68					
10:11:03.41	-4:41:28.8	22.25	0.20	0.59					
10:11:04.51	-4:42:25.9	21.10	-0.20	0.30					
10:11:05.10	-4:42:50.6	21.41	-0.32	0.96					
10:11:05.18	-4:41:58.1	23.36	-0.46	0.79					
10:11:05.29	-4:42:38.3	20.36	-0.26	0.36					
10:11:05.30	-4:42:10.1	20.10	-0.27	0.28					

Nota: las unidades de α son horas : minutos : segundos, y de δ son grados : minutos de arco : segundos de arco.

Tabla B-3.: Estrellas con emisión en H α
en Sextans B (21 estrellas).

$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$	V	B-V	R-H α
9:59:54.57	5:21:06.7	20.64	0.09	0.37
9:59:55.38	5:21:32.8	22.31	-0.21	0.50
9:59:55.85	5:20:34.1	22.16	-0.08	0.38
9:59:57.25	5:20:25.0	22.60	-0.43	0.67
9:59:57.91	5:19:38.5	20.76	-0.45	1.15
9:59:58.05	5:19:41.0	21.27	-0.35	1.31
9:59:58.35	5:19:45.6	20.64	-0.26	2.08
9:59:58.46	5:20:34.9	21.37	-0.30	0.37
9:59:58.46	5:20:16.0	22.06	-0.23	0.66
9:59:58.85	5:19:37.7	22.62	-0.41	0.50
9:59:58.93	5:20:13.4	21.78	0.76	0.54
10:00:00.65	5:20:25.7	21.18	-0.21	1.36
10:00:00.67	5:20:28.6	20.81	-0.23	1.33
10:00:00.90	5:19:37.3	21.84	-0.11	1.58
10:00:00.99	5:20:28.9	22.06	0.02	1.58
10:00:01.13	5:19:37.9	21.41	-0.36	0.39
10:00:02.57	5:19:49.3	22.43	-0.38	0.40
10:00:02.84	5:19:06.7	22.44	-0.15	0.65
10:00:02.93	5:20:22.9	20.38	-0.43	0.78
10:00:03.98	5:19:54.5	22.82	-0.29	0.64
10:00:04.70	5:18:21.5	22.81	-0.22	0.60

Nota: las unidades de α son horas : minutos : segundos, y de δ son grados : minutos de arco : segundos de arco.

Tabla B-4.: Estrellas con emisión en H α en WLM (102 estrellas).

$\alpha_{J2000,0}$	$\delta_{J2000,0}$	V	B-V	R-H α	$\alpha_{J2000,0}$	$\delta_{J2000,0}$	V	B-V	R-H α
0:01:47.50	-15:30:19.6	21.04	-0.15	0.48	0:01:56.90	-15:26:44.8	21.15	0.05	0.40
0:01:51.33	-15:28:16.6	20.03	-0.12	0.59	0:01:56.92	-15:23:14.6	21.49	-0.28	0.42
0:01:52.14	-15:27:05.7	21.50	0.42	0.47	0:01:56.99	-15:26:39.2	21.65	-0.11	0.70
0:01:52.78	-15:27:46.8	21.20	-0.47	0.40	0:01:57.12	-15:25:57.8	22.23	-0.51	0.83
0:01:52.83	-15:27:24.5	21.03	-0.21	0.61	0:01:57.15	-15:27:00.8	20.50	0.34	1.03
0:01:53.01	-15:27:34.6	20.71	-0.10	0.41	0:01:57.20	-15:26:48.2	20.26	-0.28	1.77
0:01:53.23	-15:29:28.9	20.65	-0.18	0.51	0:01:57.37	-15:33:00.2	21.42	0.57	0.42
0:01:53.54	-15:28:39.2	21.07	-0.10	0.38	0:01:57.45	-15:28:30.3	21.11	-0.23	0.59
0:01:53.55	-15:28:47.1	21.98	-0.32	0.40	0:01:57.50	-15:26:52.2	21.31	0.58	0.42
0:01:53.55	-15:27:05.8	22.25	-0.28	0.63	0:01:58.21	-15:25:23.2	22.10	0.04	0.47
0:01:53.70	-15:28:42.9	20.14	-0.32	0.40	0:01:58.45	-15:27:13.7	21.57	-0.37	0.40
0:01:53.85	-15:28:46.7	21.91	-0.35	0.65	0:01:58.47	-15:28:06.3	21.01	0.03	0.55
0:01:53.93	-15:26:54.6	21.10	0.25	1.20	0:01:58.53	-15:22:15.4	19.72	-0.24	0.57
0:01:54.16	-15:26:49.3	20.83	0.63	1.44	0:01:58.66	-15:30:25.7	21.09	-0.15	0.37
0:01:54.21	-15:26:54.4	19.52	-0.28	0.38	0:01:58.71	-15:27:39.5	20.58	-0.23	0.46
0:01:54.27	-15:26:51.2	20.18	-0.18	0.41	0:01:59.27	-15:30:54.0	21.34	-0.28	0.59
0:01:54.61	-15:27:13.9	22.18	-0.28	0.43	0:01:59.39	-15:27:25.0	19.52	-0.07	2.39
0:01:54.93	-15:27:44.0	21.57	-0.18	0.54	0:01:59.44	-15:25:05.9	21.86	-0.29	0.38
0:01:54.96	-15:28:31.4	21.31	-0.50	2.17	0:01:59.58	-15:27:28.9	20.18	-0.30	1.61
0:01:55.04	-15:26:23.8	21.25	-0.32	0.44	0:01:59.62	-15:30:16.0	20.53	-0.30	1.64
0:01:55.06	-15:27:37.6	21.01	0.15	0.60	0:01:59.73	-15:30:18.2	20.68	-0.35	0.39
0:01:55.21	-15:26:51.6	21.82	0.20	0.83	0:01:59.74	-15:29:30.1	19.96	-0.13	0.81
0:01:55.21	-15:25:42.3	22.20	-0.18	0.51	0:01:59.84	-15:28:15.0	21.50	-0.15	0.37
0:01:55.37	-15:26:51.3	21.28	-0.18	0.85	0:01:59.92	-15:28:52.7	22.58	-0.64	0.40
0:01:55.50	-15:30:04.5	21.11	-0.18	0.50	0:01:59.94	-15:29:45.5	20.99	0.02	0.80
0:01:55.52	-15:26:30.0	21.01	-0.19	0.54	0:02:00.14	-15:24:49.2	21.10	0.48	0.61
0:01:55.64	-15:26:06.5	20.86	-0.05	0.63	0:02:00.14	-15:29:39.9	21.20	-0.40	0.89
0:01:55.69	-15:27:00.0	21.47	-0.15	0.76	0:02:00.16	-15:30:06.8	21.33	-0.22	0.89
0:01:55.74	-15:28:32.3	21.61	-0.20	0.63	0:02:00.19	-15:30:11.6	20.95	-0.42	0.52
0:01:56.00	-15:29:21.5	20.10	-0.34	0.36	0:02:00.22	-15:29:22.8	20.52	-0.12	0.57
0:01:56.04	-15:26:53.2	20.73	-0.67	1.40	0:02:00.32	-15:30:16.3	21.78	-0.36	0.60
0:01:56.06	-15:26:51.1	20.88	-0.17	2.41	0:02:00.42	-15:20:59.1	22.25	0.24	0.41
0:01:56.07	-15:28:37.4	19.80	-0.45	1.73	0:02:00.53	-15:29:35.6	19.92	-0.36	0.75
0:01:56.12	-15:27:32.4	21.28	-0.20	0.39	0:02:00.71	-15:28:36.3	20.85	-0.28	0.40
0:01:56.22	-15:29:19.9	17.62	0.21	2.45	0:02:00.73	-15:29:35.3	20.70	-0.35	0.73
0:01:56.32	-15:26:57.9	20.04	-0.17	1.65	0:02:00.73	-15:31:07.0	21.51	-0.30	0.53
0:01:56.39	-15:27:55.2	19.74	-0.08	0.49	0:02:00.78	-15:28:35.9	21.68	-0.36	0.49
0:01:56.47	-15:26:53.8	18.14	-0.08	0.42	0:02:00.89	-15:25:25.5	20.89	-0.17	0.43
0:01:56.50	-15:26:52.1	18.91	-0.14	1.57	0:02:00.92	-15:28:59.0	19.69	-0.19	0.50
0:01:56.53	-15:29:24.0	20.19	-0.19	0.57	0:02:00.94	-15:26:34.5	20.38	0.04	0.41
0:01:56.55	-15:29:26.3	20.46	-0.20	1.85	0:02:00.97	-15:29:34.5	20.60	-0.70	0.54
0:01:56.57	-15:29:15.0	22.11	-0.18	0.81	0:02:01.03	-15:29:37.6	20.80	-0.44	1.02
0:01:56.58	-15:28:53.6	20.96	-0.26	0.40	0:02:01.20	-15:28:05.4	19.92	-0.29	1.44
0:01:56.66	-15:29:21.5	21.24	-0.24	1.52	0:02:01.61	-15:28:23.6	21.58	-0.30	0.83
0:01:56.86	-15:25:44.4	22.13	-0.17	0.49	0:02:01.61	-15:28:32.9	21.86	-0.25	0.59

$\alpha_{\text{J}2000,0}$	$\delta_{\text{J}2000,0}$	V	B-V	R-H α
0:02:01.63	-15:24:13.2	21.35	-0.20	0.45
0:02:01.95	-15:27:58.5	20.70	-0.27	0.71
0:02:02.33	-15:27:43.3	18.31	-0.10	1.35
0:02:02.60	-15:28:01.6	21.90	-0.20	0.40
0:02:02.65	-15:27:35.4	20.81	-0.34	0.46
0:02:03.12	-15:27:51.6	21.23	-0.28	0.90
0:02:03.75	-15:30:12.6	20.21	-0.32	0.72
0:02:05.42	-15:24:11.5	19.71	-0.09	0.43
0:02:07.13	-15:30:02.1	21.44	-0.18	0.47

Nota: las unidades de α son horas : minutos : segundos, y de δ son grados : minutos de arco : segundos de arco.

Tabla B-5.: Estrellas con emisión en H α en NGC 6822 (279 estrellas).

$\alpha_{\text{J}2000,0}$	$\delta_{\text{J}2000,0}$	V	B-V	R-H α	$\alpha_{\text{J}2000,0}$	$\delta_{\text{J}2000,0}$	V	B-V	R-H α
19:44:27.39	-14:54:07.8	20.01	-0.61	0.52	19:44:45.25	-14:42:35.3	20.27	-0.62	0.41
19:44:28.05	-14:44:28.5	20.99	-0.72	0.39	19:44:46.04	-14:53:15.8	21.51	-0.57	0.62
19:44:29.50	-14:51:20.3	20.50	-0.57	0.46	19:44:46.42	-14:50:57.2	20.33	-0.66	0.65
19:44:30.46	-14:41:58.9	20.88	-0.71	0.58	19:44:46.43	-14:51:46.5	19.80	-0.66	0.46
19:44:30.53	-14:41:52.3	20.96	-0.64	0.59	19:44:46.69	-14:44:02.1	19.74	-0.59	0.43
19:44:30.71	-14:41:36.4	17.85	-0.45	2.35	19:44:47.37	-14:52:31.1	21.20	-0.67	0.56
19:44:30.91	-14:48:25.6	17.40	-0.30	2.49	19:44:47.66	-14:44:47.2	20.96	-0.52	0.37
19:44:31.00	-14:41:49.8	18.69	-0.71	0.61	19:44:47.85	-14:52:04.8	20.63	-0.57	0.56
19:44:31.42	-14:42:01.6	19.98	-0.74	0.41	19:44:47.90	-14:51:41.4	20.75	-0.80	0.45
19:44:31.55	-14:44:37.7	20.35	-0.18	1.09	19:44:48.09	-14:44:23.1	20.97	-0.11	0.53
19:44:31.68	-14:44:33.7	21.12	-0.74	1.92	19:44:48.32	-14:44:53.3	21.54	-0.75	0.67
19:44:31.93	-14:44:35.6	21.16	-0.76	0.85	19:44:48.35	-14:43:59.1	20.33	-0.78	0.46
19:44:32.42	-14:42:04.0	19.42	-0.63	2.25	19:44:48.38	-14:43:56.2	19.62	-0.68	0.47
19:44:32.51	-14:42:22.5	20.37	-0.34	1.09	19:44:48.40	-14:44:17.5	19.18	-0.76	0.41
19:44:32.72	-14:42:22.1	20.38	-0.66	1.49	19:44:48.45	-14:52:28.1	17.15	-0.32	2.43
19:44:32.89	-14:42:22.2	20.63	-0.76	1.80	19:44:48.66	-14:45:34.9	19.75	-0.64	0.57
19:44:32.98	-14:47:30.1	18.38	-0.23	2.66	19:44:48.67	-14:44:07.4	21.25	-0.48	0.43
19:44:33.10	-14:42:35.1	20.50	-0.82	1.08	19:44:48.98	-14:52:31.8	20.04	-0.68	2.11
19:44:33.22	-14:42:15.5	20.17	-0.73	1.72	19:44:48.98	-14:45:44.4	20.41	-0.69	0.55
19:44:33.37	-14:47:39.7	20.79	-0.69	0.36	19:44:49.19	-14:43:20.1	20.00	-0.66	0.79
19:44:33.50	-14:42:14.6	20.75	-0.70	1.85	19:44:49.23	-14:52:38.7	21.56	-0.56	0.64
19:44:33.81	-14:42:30.6	19.89	-0.80	0.42	19:44:49.47	-14:52:58.2	19.86	-0.62	1.63
19:44:34.02	-14:50:28.9	21.33	-0.44	0.48	19:44:49.52	-14:45:43.6	18.52	-0.68	0.44
19:44:34.24	-14:41:49.0	20.23	-0.59	0.46	19:44:49.53	-14:43:16.1	20.87	-0.06	0.39
19:44:35.02	-14:42:28.3	19.62	-0.63	1.01	19:44:49.54	-14:45:25.1	21.10	-0.73	0.57
19:44:35.48	-14:46:20.5	20.96	-0.54	0.59	19:44:49.68	-14:53:02.1	20.39	-0.58	0.78
19:44:35.70	-14:46:55.5	21.44	-0.76	0.83	19:44:49.76	-14:52:57.9	18.93	-0.56	1.99
19:44:35.78	-14:46:20.0	20.15	-0.64	0.43	19:44:50.17	-14:50:35.2	20.53	-0.63	0.56
19:44:36.06	-14:43:34.2	21.69	-0.10	0.62	19:44:50.46	-14:50:51.8	20.94	-0.54	0.37
19:44:36.92	-14:55:30.9	21.10	-0.54	0.37	19:44:50.50	-14:52:48.8	20.61	-0.67	0.61
19:44:37.41	-14:43:40.2	21.09	-0.74	0.41	19:44:50.60	-14:50:01.4	22.34	1.06	1.49
19:44:37.47	-14:50:47.0	21.14	-0.64	0.82	19:44:50.68	-14:43:06.8	21.51	0.24	0.99
19:44:37.78	-14:50:53.8	19.64	-0.72	0.92	19:44:50.82	-14:51:15.0	20.07	-0.53	0.55
19:44:37.80	-14:48:40.2	20.92	-0.68	0.35	19:44:50.84	-14:52:39.4	20.85	-0.65	1.08
19:44:37.84	-14:50:27.3	21.61	0.41	0.77	19:44:50.88	-14:52:53.4	18.33	-0.48	2.09
19:44:38.85	-14:51:31.8	20.96	-0.56	0.49	19:44:50.91	-14:52:49.4	19.16	-0.75	1.72
19:44:38.88	-14:43:18.2	20.15	-0.72	0.41	19:44:50.93	-14:43:06.6	20.75	-0.14	0.62
19:44:39.01	-14:51:23.9	20.57	-0.72	0.34	19:44:50.98	-14:49:14.2	21.16	-0.15	0.79
19:44:39.14	-14:51:59.0	20.58	-0.81	0.57	19:44:51.07	-14:42:28.6	21.03	-0.62	0.35
19:44:39.22	-14:51:15.8	20.52	0.22	0.54	19:44:51.10	-14:52:46.8	18.68	-0.72	1.51
19:44:39.56	-14:46:53.0	21.27	-0.78	0.48	19:44:51.18	-14:43:09.4	20.78	-0.63	0.95
19:44:40.39	-14:47:03.0	21.33	-0.24	0.52	19:44:51.26	-14:43:12.9	19.67	-0.57	0.72
19:44:40.59	-14:42:39.0	20.24	-0.57	0.38	19:44:51.30	-14:43:06.9	20.42	-0.79	1.21
19:44:41.06	-14:47:35.8	20.25	-0.71	0.60	19:44:51.34	-14:43:04.1	18.85	-0.79	1.79
19:44:41.22	-14:47:33.2	20.77	-0.62	0.54					

$\alpha_{J2000,0}$	$\delta_{J2000,0}$	V	B-V	R-H α	$\alpha_{J2000,0}$	$\delta_{J2000,0}$	V	B-V	R-H α
19:44:51.65	-14:52:21.3	21.13	-0.80	0.63	19:44:55.94	-14:55:06.8	21.02	-0.74	0.57
19:44:51.69	-14:43:16.4	19.64	-0.90	0.98	19:44:56.01	-14:51:49.2	20.93	-0.74	0.71
19:44:51.86	-14:44:53.1	21.09	-0.89	0.41	19:44:56.01	-14:50:00.6	21.45	-0.63	0.48
19:44:51.93	-14:48:07.0	21.71	-0.58	0.66	19:44:56.01	-14:50:02.3	21.81	-0.15	0.39
19:44:51.96	-14:43:05.5	18.19	-0.83	0.52	19:44:56.13	-14:52:55.4	21.59	-0.53	0.64
19:44:51.99	-14:43:15.0	17.90	-0.74	0.44	19:44:56.14	-14:51:47.1	21.53	-0.86	1.06
19:44:52.02	-14:43:02.6	18.47	-0.82	0.47	19:44:56.27	-14:43:52.9	20.87	-0.68	0.61
19:44:52.07	-14:51:56.2	18.20	0.05	0.52	19:44:56.36	-14:43:46.5	20.07	-0.78	0.45
19:44:52.10	-14:52:05.4	20.73	-0.83	0.34	19:44:56.40	-14:55:37.2	21.26	-0.71	0.70
19:44:52.16	-14:51:58.3	18.67	-0.61	1.94	19:44:56.55	-14:45:54.9	21.06	-0.44	0.49
19:44:52.22	-14:48:44.1	21.62	-0.68	0.63	19:44:56.70	-14:44:00.2	21.88	-1.10	0.90
19:44:52.29	-14:43:04.5	19.55	-0.87	2.15	19:44:56.80	-14:45:57.6	22.30	0.08	0.55
19:44:52.47	-14:46:57.7	20.33	-0.76	0.41	19:44:56.85	-14:50:29.8	20.73	-0.61	0.43
19:44:52.66	-14:52:21.4	21.00	-0.59	0.42	19:44:57.00	-14:44:14.8	20.26	-0.84	0.75
19:44:53.05	-14:46:27.0	20.89	-1.04	0.34	19:44:57.16	-14:47:50.6	18.93	-0.35	2.58
19:44:53.12	-14:48:56.3	19.66	-0.56	0.64	19:44:57.17	-14:47:29.3	21.16	-0.69	0.70
19:44:53.30	-14:50:27.1	21.32	-0.66	0.58	19:44:57.18	-14:43:56.6	19.24	-0.66	0.59
19:44:53.36	-14:46:26.2	20.91	-1.07	0.43	19:44:57.18	-14:44:32.0	21.43	-0.77	0.73
19:44:53.42	-14:43:15.6	19.48	-0.82	1.96	19:44:57.22	-14:45:56.9	20.93	-0.89	0.39
19:44:53.59	-14:51:13.5	22.70	0.38	0.41	19:44:57.23	-14:44:07.2	20.05	-0.54	0.46
19:44:53.60	-14:52:33.7	20.91	-0.69	0.39	19:44:57.25	-14:46:20.8	20.85	-0.92	0.50
19:44:54.00	-14:43:10.6	19.07	-0.77	0.59	19:44:57.33	-14:52:54.9	19.27	-0.59	0.43
19:44:54.03	-14:46:17.8	19.91	-0.70	0.59	19:44:57.41	-14:43:12.2	22.05	0.60	0.43
19:44:54.05	-14:46:35.4	20.74	-0.54	0.48	19:44:57.48	-14:48:11.3	22.66	-0.54	1.59
19:44:54.13	-14:50:19.4	20.89	-0.93	0.35	19:44:57.50	-14:44:55.8	20.94	-0.54	0.63
19:44:54.18	-14:43:57.2	21.05	-0.60	0.56	19:44:57.76	-14:47:37.7	21.13	-0.98	1.85
19:44:54.23	-14:43:37.4	21.06	-0.85	0.83	19:44:57.84	-14:45:46.3	21.29	-0.88	0.46
19:44:54.28	-14:45:40.1	21.05	-0.63	0.62	19:44:57.88	-14:55:59.0	21.13	-0.58	0.42
19:44:54.33	-14:45:00.7	20.04	-0.54	0.41	19:44:57.95	-14:51:13.1	20.77	-0.96	0.35
19:44:54.33	-14:50:11.5	20.99	-1.12	0.50	19:44:58.05	-14:43:57.9	19.75	-0.68	0.43
19:44:54.50	-14:42:42.5	20.11	-0.77	1.83	19:44:58.24	-14:52:37.9	20.50	-0.74	0.65
19:44:54.53	-14:43:06.6	20.67	-0.85	0.50	19:44:58.38	-14:52:39.9	21.36	-0.81	0.64
19:44:54.62	-14:51:09.7	21.30	-0.23	0.63	19:44:58.50	-14:47:24.4	21.88	-0.36	0.54
19:44:54.77	-14:45:27.9	20.02	-0.73	0.37	19:44:58.53	-14:44:46.2	20.40	-0.77	1.14
19:44:54.77	-14:51:16.7	21.79	-1.24	0.73	19:44:58.53	-14:47:27.0	21.16	-0.45	0.45
19:44:54.93	-14:42:59.1	21.35	-0.72	0.57	19:44:58.56	-14:48:50.2	20.88	-1.09	0.38
19:44:54.94	-14:43:59.1	20.68	-0.97	0.36	19:44:58.60	-14:49:13.4	20.10	-0.64	0.47
19:44:55.17	-14:49:21.0	22.03	0.20	0.54	19:44:58.82	-14:47:23.9	21.68	-0.72	1.41
19:44:55.18	-14:45:45.5	20.21	-0.70	0.48	19:44:59.23	-14:49:01.5	20.31	-0.90	0.35
19:44:55.18	-14:47:27.4	20.97	-0.85	0.51	19:44:59.25	-14:49:06.9	21.26	-0.88	0.71
19:44:55.19	-14:50:17.2	20.87	-0.92	0.34	19:44:59.46	-14:48:00.1	20.72	-0.54	0.80
19:44:55.26	-14:52:53.3	19.41	-0.50	0.57	19:44:59.47	-14:47:33.9	21.61	-1.21	0.89
19:44:55.26	-14:45:49.3	20.84	-0.59	0.66	19:44:59.57	-14:50:16.5	20.91	-0.85	0.88
19:44:55.33	-14:51:04.8	20.02	-0.63	0.64	19:44:59.63	-14:44:10.3	21.74	-0.36	0.55
19:44:55.60	-14:45:20.6	21.54	-0.94	0.67	19:44:59.82	-14:49:05.6	19.58	-0.75	0.51
19:44:55.65	-14:47:59.3	22.28	-1.14	0.88	19:44:59.87	-14:46:33.6	20.46	-0.85	0.43
19:44:55.70	-14:49:28.9	22.54	-0.95	0.44	19:45:00.07	-14:54:41.7	19.69	-0.62	0.46
19:44:55.84	-14:50:31.2	19.99	-0.88	0.72	19:45:00.15	-14:48:07.1	21.61	-0.01	0.52

$\alpha_{\text{J}2000,0}$	$\delta_{\text{J}2000,0}$	V	B-V	R-H α	$\alpha_{\text{J}2000,0}$	$\delta_{\text{J}2000,0}$	V	B-V	R-H α
19:45:00.27	-14:50:09.5	21.11	-1.06	2.51	19:45:09.24	-14:57:45.3	20.99	-0.59	0.44
19:45:00.31	-14:54:35.1	21.21	-0.74	0.63	19:45:09.49	-14:55:12.5	21.46	-0.84	0.72
19:45:00.39	-14:47:46.6	20.93	-0.64	0.55	19:45:09.59	-14:55:02.7	20.88	-0.43	0.36
19:45:00.75	-14:53:18.6	21.08	-0.64	0.49	19:45:09.70	-14:53:25.9	20.80	-0.66	0.42
19:45:00.82	-14:44:37.8	21.01	-0.62	0.52	19:45:09.83	-14:48:39.0	19.15	-0.65	0.39
19:45:00.95	-14:47:25.2	20.96	-0.95	0.46	19:45:09.91	-14:55:44.7	21.56	-0.11	0.37
19:45:00.97	-14:45:41.2	19.40	-0.63	0.41	19:45:10.07	-14:54:50.0	20.57	-0.77	0.45
19:45:01.17	-14:55:17.8	20.45	-0.59	0.49	19:45:10.23	-14:58:02.4	20.68	-0.67	0.40
19:45:01.20	-14:44:52.1	21.00	-0.66	0.46	19:45:10.36	-14:54:30.4	20.44	-0.41	1.65
19:45:01.40	-14:44:24.2	19.34	-0.61	0.52	19:45:11.39	-14:48:53.5	20.20	-0.62	1.18
19:45:01.43	-14:46:56.9	20.63	-0.64	0.36	19:45:11.84	-14:53:07.0	21.31	-0.68	0.62
19:45:01.49	-14:43:09.2	20.97	0.15	0.51	19:45:11.91	-14:53:35.2	21.60	-0.23	0.61
19:45:01.52	-14:52:55.8	18.40	-0.43	0.36	19:45:12.11	-14:52:08.6	20.12	-0.61	0.46
19:45:01.95	-14:52:55.6	21.22	-0.79	0.60	19:45:12.91	-14:57:41.5	20.67	-0.88	0.42
19:45:02.04	-14:48:00.4	21.89	-0.69	0.34	19:45:13.35	-14:44:38.5	18.47	-0.77	0.42
19:45:02.31	-14:45:08.8	19.89	-0.62	0.45	19:45:13.49	-14:45:12.9	18.54	-0.89	0.55
19:45:02.31	-14:55:35.4	19.92	-0.58	0.61	19:45:13.68	-14:55:30.9	20.56	-0.68	0.52
19:45:03.29	-14:43:22.5	19.97	-0.09	0.73	19:45:13.69	-14:57:52.7	20.25	-0.66	0.52
19:45:03.77	-14:56:19.1	17.94	-0.60	0.70	19:45:13.71	-14:56:25.6	21.19	-0.68	0.57
19:45:04.43	-14:48:22.6	21.73	-0.68	0.89	19:45:13.75	-14:53:29.9	20.46	-0.62	0.53
19:45:04.52	-14:43:24.2	18.70	-0.29	2.17	19:45:14.15	-14:51:08.8	19.51	-0.65	0.60
19:45:04.57	-14:49:38.3	21.03	0.05	0.73	19:45:14.30	-14:56:16.9	21.30	-0.60	0.54
19:45:04.64	-14:57:32.0	18.74	-0.62	2.13	19:45:14.37	-14:52:59.9	20.28	-0.70	0.46
19:45:04.65	-14:43:22.3	18.33	-0.65	0.47	19:45:14.53	-14:55:07.4	20.57	-0.56	0.42
19:45:04.72	-14:47:13.3	19.77	-0.53	0.37	19:45:15.54	-14:53:03.1	20.41	-0.67	0.49
19:45:04.77	-14:54:42.2	21.38	-0.61	0.42	19:45:15.65	-14:45:32.9	20.07	-0.74	0.42
19:45:04.90	-14:43:26.4	18.82	-0.82	0.42	19:45:16.00	-14:46:18.1	21.28	-0.75	0.86
19:45:05.02	-14:43:05.5	20.04	-0.69	1.87	19:45:16.25	-14:57:58.1	21.20	-0.49	0.45
19:45:05.25	-14:43:12.4	17.65	-0.84	0.36	19:45:16.57	-14:44:46.4	20.83	-0.79	0.40
19:45:05.30	-14:43:31.4	19.07	-0.68	0.41	19:45:16.83	-14:55:25.3	19.88	-0.65	0.37
19:45:05.45	-14:52:19.5	21.52	0.20	0.70	19:45:17.13	-14:45:29.6	19.52	-0.76	1.86
19:45:05.64	-14:52:58.1	21.12	-0.71	0.59	19:45:17.43	-14:56:59.5	20.41	-0.64	0.62
19:45:06.01	-14:43:33.6	20.41	-0.93	0.61	19:45:17.46	-14:44:57.7	20.18	-0.81	0.77
19:45:06.35	-14:51:03.6	19.60	0.22	0.48	19:45:17.53	-14:47:27.8	19.82	-0.56	0.98
19:45:06.52	-14:47:20.9	21.47	-0.77	0.47	19:45:17.58	-14:53:30.7	20.87	-0.71	0.63
19:45:06.58	-14:51:59.6	21.22	-0.78	0.66	19:45:17.89	-14:45:44.7	14.36	0.09	0.44
19:45:06.95	-14:54:38.5	21.01	-0.63	0.47	19:45:19.44	-14:56:50.3	20.07	-0.72	0.36
19:45:07.18	-14:47:30.8	20.59	-0.08	3.08	19:45:21.31	-14:45:55.9	20.01	-0.78	0.54
19:45:07.27	-14:48:14.3	20.78	-0.64	0.62	19:45:22.67	-14:46:25.7	20.07	-0.65	0.54
19:45:07.55	-14:44:22.8	20.63	-0.68	1.69	19:45:28.77	-14:49:05.4	20.85	-0.75	0.68
19:45:07.62	-14:48:37.2	20.48	-0.76	0.81	19:45:30.18	-14:45:19.0	20.18	-0.70	0.41
19:45:07.79	-14:57:40.0	19.95	-0.55	0.57	19:45:32.98	-14:44:42.8	20.11	-0.64	0.35
19:45:07.96	-14:53:05.5	21.41	-0.56	0.42	Nota: las unidades de α son horas : minutos : segundos, y de δ son grados : minutos de arco : segundos de arco.				
19:45:07.97	-14:47:05.9	19.79	-0.14	1.10					
19:45:08.29	-14:53:22.3	20.38	-0.67	0.43					
19:45:08.60	-14:56:49.5	19.18	-0.58	0.50					
19:45:08.96	-14:57:12.9	20.73	-0.62	0.70					
19:45:09.06	-14:49:30.6	20.96	-0.73	0.45					

Tabla B-6.: Estrellas con emisión en H α en IC 10 (90 estrellas).

$\alpha_{J2000,0}$	$\delta_{J2000,0}$	V	B-V	R-H α	$\alpha_{J2000,0}$	$\delta_{J2000,0}$	V	B-V	R-H α
0:19:56.99	59:17:03.3	22.04	0.25	0.78	0:20:21.95	59:17:55.2	21.84	-0.30	0.69
0:19:59.66	59:16:54.8	20.81	-0.21	0.64	0:20:22.22	59:20:01.7	21.04	-0.20	2.57
0:20:03.02	59:18:26.9	22.03	0.16	0.72	0:20:22.79	59:19:01.7	22.56	-0.73	1.75
0:20:05.69	59:18:06.4	21.44	0.07	1.91	0:20:22.83	59:17:54.8	21.70	-0.62	1.11
0:20:07.18	59:17:25.0	20.88	0.42	0.70	0:20:23.15	59:17:53.8	22.31	0.04	1.39
0:20:08.88	59:17:38.0	22.56	-0.29	1.02	0:20:23.17	59:16:28.3	21.79	-0.51	0.95
0:20:08.94	59:19:07.3	22.01	-0.44	1.06	0:20:23.75	59:17:26.7	21.81	-0.62	0.71
0:20:09.15	59:17:57.0	20.67	-0.07	0.76	0:20:24.15	59:17:29.3	22.51	-0.60	0.81
0:20:09.20	59:19:08.7	21.08	-0.35	0.82	0:20:24.34	59:21:25.8	22.23	-0.41	0.88
0:20:09.66	59:19:47.1	22.25	-0.43	2.16	0:20:24.42	59:16:54.6	20.96	-0.13	2.76
0:20:09.93	59:19:14.8	21.03	-0.30	2.46	0:20:24.52	59:17:17.5	22.06	0.34	0.64
0:20:10.22	59:19:13.6	20.57	-0.40	1.72	0:20:24.68	59:17:44.6	22.03	-0.32	0.78
0:20:10.77	59:18:47.5	22.36	-0.30	0.71	0:20:25.31	59:17:55.4	21.32	-0.47	0.93
0:20:10.78	59:18:44.2	22.34	-0.06	1.00	0:20:25.67	59:17:31.6	21.30	-0.46	0.65
0:20:10.80	59:19:56.7	22.46	-0.58	2.22	0:20:26.08	59:16:54.3	22.25	-0.26	1.69
0:20:11.89	59:17:37.6	20.81	-0.14	0.78	0:20:26.60	59:17:53.7	22.13	-0.50	0.81
0:20:11.96	59:18:33.0	22.15	-0.37	1.22	0:20:26.64	59:17:14.3	21.74	0.13	0.61
0:20:12.09	59:18:36.2	21.97	-0.34	1.00	0:20:26.66	59:17:02.0	19.33	-0.32	1.06
0:20:12.13	59:18:48.0	19.25	-0.15	0.82	0:20:27.04	59:17:28.9	20.46	0.07	2.59
0:20:13.33	59:20:12.2	21.82	-0.19	2.85	0:20:27.16	59:17:06.3	20.84	0.09	2.94
0:20:13.39	59:19:55.9	22.75	-0.45	0.87	0:20:27.26	59:17:29.2	20.84	-0.51	1.72
0:20:13.63	59:20:11.3	20.65	-0.17	0.92	0:20:27.33	59:18:04.1	23.01	-0.34	1.18
0:20:14.51	59:18:23.4	21.26	0.06	0.74	0:20:27.43	59:17:38.2	20.00	-0.28	2.67
0:20:14.95	59:20:28.2	21.18	-0.51	1.30	0:20:27.47	59:17:22.8	20.51	-0.39	1.80
0:20:15.04	59:18:41.7	22.15	0.28	0.92	0:20:27.50	59:17:34.1	20.44	-0.36	1.77
0:20:15.49	59:18:40.2	21.25	-0.29	1.66	0:20:27.53	59:17:18.7	20.21	-0.36	1.01
0:20:16.51	59:18:27.1	21.99	-0.42	1.72	0:20:28.06	59:17:14.3	21.49	-0.26	0.89
0:20:16.58	59:20:28.0	21.26	-0.53	1.03	0:20:28.11	59:17:10.4	20.65	-0.13	2.68
0:20:16.82	59:20:19.0	21.65	-0.55	0.70	0:20:28.27	59:17:46.1	22.02	-0.42	1.93
0:20:17.36	59:18:40.4	18.26	0.05	2.76	0:20:28.28	59:17:30.3	21.19	-0.21	2.59
0:20:17.51	59:18:39.1	18.64	-0.19	2.68	0:20:29.06	59:17:38.9	20.88	-0.35	2.59
0:20:18.04	59:18:29.8	21.93	-0.38	0.79	0:20:29.12	59:17:17.4	21.22	0.92	0.65
0:20:18.15	59:17:44.6	20.60	-0.34	1.02	0:20:29.40	59:17:10.8	22.69	-0.22	0.78
0:20:18.25	59:17:42.3	22.03	-0.42	2.26	0:20:29.87	59:16:50.4	21.07	0.11	0.85
0:20:18.38	59:18:37.9	22.17	-0.49	1.21	0:20:30.86	59:17:28.4	21.70	-0.23	0.71
0:20:18.52	59:17:39.8	21.21	-0.25	3.12	0:20:30.95	59:17:02.3	20.15	-0.23	0.85
0:20:18.57	59:18:32.8	21.92	-0.27	1.04	0:20:31.18	59:18:09.5	22.87	-0.60	2.40
0:20:18.84	59:18:50.5	20.47	-0.18	2.87	0:20:31.21	59:18:11.5	22.36	-0.40	2.43
0:20:19.64	59:17:33.3	22.29	-0.58	1.00	0:20:31.86	59:17:14.2	22.59	-0.26	1.80
0:20:20.17	59:17:44.9	22.94	-0.45	2.14	0:20:32.41	59:17:50.4	21.08	-0.51	1.21
0:20:20.25	59:18:25.9	22.54	-0.34	1.03	0:20:32.77	59:17:14.9	20.69	0.16	0.88
0:20:20.30	59:17:41.9	22.22	-0.38	1.23					
0:20:20.56	59:18:37.3	20.08	-0.42	0.93					
0:20:20.95	59:17:59.3	19.89	0.11	1.32					
0:20:21.48	59:17:24.2	21.72	-0.46	1.51					

Nota: las unidades de α son horas : minutos : segundos, y de δ son grados : minutos de arco : segundos de arco.

Bibliografía

- Beals, C. (1929). On the nature of Wolf-Rayet emission. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 90:202–212.
- Bellazzini, M., Beccari, G., Fraternali, F., et al. (2014). The extended structure of the dwarf irregular galaxies Sextans A and Sextans B—Signatures of tidal distortion in the outskirts of the Local Group. *Astronomy & Astrophysics*, 566:A44.
- Bresolin, F., Pietrzynski, G., Urbaneja, M. A., et al. (2006). The Araucaria Project: VLT Spectra of Blue Supergiants in WLM—Classification and First Abundances. *The Astrophysical Journal*, 648(2):1007.
- Carroll, B. W. and Ostlie, D. A. (2017). *An introduction to modern astrophysics*. Cambridge University Press.
- Catelan, M. and Smith, H. A. (2014). *Pulsating stars*. John Wiley & Sons.
- Coelho, R., Calvão, M., Reis, R., et al. (2014). Standardization of type Ia supernovae. *European Journal of Physics*, 36:015007.
- Collins, G., Slettebak, A., and Snow, T. (1987). Physics of Be stars. In *IAU Colloq*, volume 92.
- Crowther, P. A. (2007). Physical properties of Wolf-Rayet stars. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 45:177–219.
- Dohm-Palmer, R. C., Skillman, E. D., Saha, A., et al. (1997). The dwarf irregular galaxy Sextans A. II. Recent star formation history. *The Astronomical Journal*, 114:2527.
- Fox, M. and Wood, P. (1985). Shock waves in Mira variables. II-Theoretical models. *The Astrophysical Journal*, 297:455–475.
- Grebel, E., Richtler, T., and de Boer, K. (1992). Be-Star Surveys with CCD Photometry -Part One- NGC330 and its High Be-Star Content. *Astronomy & Astrophysics*, 254:L5.

- Grebel, E. K. (1997). Be star surveys with CCD photometry. II. NGC 1818 and its neighbouring cluster in the Large Magellanic Cloud. *Astronomy & Astrophysics*, 317:448–458.
- Herbig, G. H. (1960). The spectra of Be-and Ae-type stars associated with nebulosity. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 4:337.
- Howell, S. B. (2006). *Handbook of CCD astronomy*, volume 5. Cambridge University Press.
- Hubble, E. P. (1982). *The realm of the nebulae*, volume 25. Yale University Press.
- Joy, A. H. (1942). Spectral criteria in the classification of Variable stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 54(317):15–18.
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., et al. (2016). *Fundamental astronomy*. Springer.
- Kaufer, A., Venn, K. A., Tolstoy, E., et al. (2004). First stellar abundances in the dwarf irregular galaxy Sextans A. *The Astronomical Journal*, 127(5):2723.
- Kayser, S. E. (1966). *Photometry of the nearby irregular galaxy, NGC 6822*. PhD thesis, California Institute of Technology.
- Keller, S. C., Wood, P. R., and Bessell, M. S. (1999). Be stars in and around young clusters in the Magellanic Clouds. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 134(3):489–503.
- Kogure, T. and Leung, K.-C. (2007). *The Astrophysics of Emission-Line Stars*. Springer New York.
- Leaman, R., Venn, K. A., Brooks, A. M., et al. (2012). The resolved structure and dynamics of an isolated dwarf galaxy: a VLT and Keck spectroscopic survey of WLM. *The Astrophysical Journal*, 750(1):33.
- Maeder, A., Grebel, E., and Mermilliod, J.-C. (1999). Differences in the fractions of Be stars in galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, 346:459–464.
- Massey, P. and Holmes, S. (2002). Wolf-Rayet Stars in IC 10: Probing the Nearest Starburst. *The Astrophysical Journal Letters*, 580(1):L35.
- Massey, P., McNeill, R. T., Olsen, K., et al. (2007a). A survey of local group galaxies currently forming stars. III. A search for luminous blue variables and other H α emission-line stars. *The Astronomical Journal*, 134(6):2474.

- Massey, P., Olsen, K., Hodge, P. W., et al. (2006). A survey of local group galaxies currently forming stars. I. UBVRI photometry of stars in M31 and M33. *The Astronomical Journal*, 131(5):2478.
- Massey, P., Olsen, K., Hodge, P. W., et al. (2007b). A survey of local group galaxies currently forming stars. II. UBVRI photometry of stars in seven dwarfs and a comparison of the entire sample. *The Astronomical Journal*, 133(5):2393.
- Minniti, D. and Zijlstra, A. A. (1997). Stellar populations of the dwarf irregular galaxy WLM. *The Astronomical Journal*, 114:147–160.
- Mitchell, S. (1947). Chromospheric Spectrum from Ten Eclipse Expeditions. *The Astrophysical Journal*, 105:1.
- Porter, J. M. and Rivinius, T. (2003). Classical be stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115(812):1153.
- Quirrenbach, A., Buscher, D., Mozurkewich, D., et al. (1994). Maximum-entropy maps of the Be shell star zeta Tauri from optical long-baseline interferometry. Technical report, Naval Observatory Washington DC.
- Rich, J. A., Persson, S., Freedman, W. L., et al. (2014). A new Cepheid distance measurement and method for NGC 6822. *The Astrophysical Journal*, 794(2):107.
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., and Martayan, C. (2013). Classical Be stars. *The Astronomy and Astrophysics Review*, 21(1):69.
- Semaan, T., Hubert, A., Zorec, J., et al. (2018). Study of a sample of faint Be stars in the exofield of CoRoT-II. Pulsation and outburst events: Time series analysis of photometric variations. *Astronomy & Astrophysics*, 613:A70.
- Sibbons, L. F., Ryan, S. G., Cioni, M. R. L., et al. (2012). The AGB population of NGC 6822: distribution and the C/M ratio from JHK photometry. *Astronomy & Astrophysics*, 540:A135.
- Stetson, P. B. (1987). DAOPHOT: A computer program for crowded-field stellar photometry. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 99(613):191.
- Struve, O. (1931). On the origin of bright lines in spectra of stars of class B. *The Astrophysical Journal*, 73:94.

- Tully, R. B., Courtois, H. M., Dolphin, A. E., et al. (2013). Cosmicflows-2: the data. *The Astronomical Journal*, 146(4):86.
- van der Hucht, K. A. (2001). The VIIth catalogue of galactic Wolf–Rayet stars. *New Astronomy Reviews*, 45(3):135–232.
- Vaughan, A. H. and Preston, G. W. (1980). A survey of chromospheric Ca II H and K emission in field stars of the solar neighborhood. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 92(548):385.
- Venn, K. A., Tolstoy, E., Kaufer, A., et al. (2003). The chemical composition of two supergiants in the dwarf irregular galaxy wlm. *The Astronomical Journal*, 126(3):1326.
- Wisniewski, J. P. and Bjorkman, K. S. (2006). The role of evolutionary age and metallicity in the formation of classical Be circumstellar disks. I. New candidate Be stars in the LMC, SMC, and Milky Way. *The Astrophysical Journal*, 652(1):458.