

# **UNIVERSIDAD DE LOS ANDES**

**DEPARTAMENTO DE FÍSICA**



**Proyecto de grado:**

## **ABUNDANCIA DE ESTRELLAS CON EMISIÓN EN H $\alpha$ Y SU RELACIÓN CON LA METALICIDAD DE LA GALAXIA HOSPEDADORA**

**Presentado por:**

**Valeria Castillo Chaux**

**Director:**

**Dr. Alejandro García.**

**May 25, 2023**

**Firma asesor**

---



# **Dedicatoria**

*A mis padres, que nunca dejaron de depositar su confianza en mí y en mis habilidades. A mi hermano, que siempre está dispuesto a tenderme una mano cuando más lo necesito. Gracias a sus enseñanzas acompañadas de mucho cariño, he llegado tan lejos y seguiré avanzando. A mis amigos, por hacer de estos cuatro años una experiencia memorable. A todos los profesores de astronomía de la Universidad de los Andes. Gracias por hacerme caer en cuenta de mi valor como física, y futura astrónoma.*



# Agradecimientos

Especial agradecimiento a mi asesor Dr. Alejandro García quién, desde su curso de Cúmulos Abiertos, reconoció mi potencial y me motivó a adentrarme en la astronomía observacional, a través de esa pasión y entusiasmo que infunde en cada uno de sus estudiantes. Gracias por su continua guía, apoyo, paciencia y confianza, he logrado dar los primeros pasos en este camino lleno de asombro. Agradezco también a la profesora Beatriz Sabogal, por su ayuda y paciencia en todo este proceso, sus correcciones fueron aportes claves para el desarrollo de este trabajo. Otro agradecimiento va dirigido al profesor Benjamin Oostra, quien despertó nuevamente en mí esa curiosidad por el universo, del tipo inocente y cautivadora que tienen los niños, en sus cursos de astronomía y tiempo después al permitirme trabajar con él de lado con el telescopio y espectrógrafo de la universidad. Asimismo, agradezco al profesor Jaime Forero Romero por enseñarme el mundo de la computación, y ser el primero en abrirme las puertas dentro de su grupo de investigación, AstroAndes. Aquel año como miembro estuvo lleno de aprendizajes y herramientas valiosas, y de conocer estudiantes inspiradores. En adición, quiero agradecer a la analista de laboratorio María Gracia Batista, aquellos primeros encuentros en observaciones nocturnas y diurnas, y meses después en el Festival de Astronomía de Villa de Leyva me proporcionaron un modelo a seguir. Quiero agradecer a todos mis amigos y compañeros, en particular a Brahim Suárez, esto habría sido una hazaña mucho más difícil sin su apoyo incondicional, su paciencia y su humor peculiar. Asimismo, a Nicolás Arias, por entenderme a un nivel personal. A mi novio, Julian Asencio por ser siempre esas palabras dulces y esa fuerza invisible que siempre logra sacarme una sonrisa. Por último, agradezco, por supuesto, a mi familia por ser mi principal soporte para no rendirme.



# Resumen

Los estudios previos sobre estrellas emisoras de  $H\alpha$ , como las estrellas Be, se han centrado principalmente en estrellas dentro de nuestra galaxia y las Nubes de Magallanes (Massey et al., 2006). utilizaron imágenes tomadas con varios filtros, incluidos UBVRI y  $H\alpha$ , de galaxias cercanas utilizando telescopios del Observatorio Nacional de Kitt Peak y del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo. Estas imágenes les permitieron identificar con éxito estrellas emisoras de  $H\alpha$  en las Nubes de Magallanes utilizando un enfoque de diagrama de dos colores.

El objetivo de este proyecto era detectar estrellas emisoras de H en dos galaxias: Phoenix y M33. Para ello, los investigadores emplearon diagramas de dos colores basados en los índices de color R- $H\alpha$  y B-V. Los resultados revelaron la detección de 203 estrellas. Además, se realizó un breve análisis para examinar el posible impacto de la metalicidad en la emisión  $H\alpha$ . Los resultados de este análisis apoyaron la hipótesis de que la emisión  $H\alpha$  aumenta en entornos con baja metalicidad.

# **Abstract**

Previous studies on H $\alpha$  emitting stars, such as Be stars, have primarily focused on stars within our galaxy and the Magellanic Clouds (Massey et al., 2006). used images taken with various filters, including UBVRI and H $\alpha$ , from nearby galaxies using telescopes at Kitt Peak National Observatory and the Cerro Tololo Inter-American Observatory. These images allowed them to successfully identify H $\alpha$  emitting stars in the Magellanic Clouds using a two-color diagram approach.

The objective of this project was to detect H $\alpha$  emitting stars in two galaxies: Phoenix and M33. To achieve this, the researchers employed two-color diagrams based on the R-H $\alpha$  and B-V color indices. The results revealed the detection of 203 stars. Additionally, a brief analysis was conducted to examine the potential impact of metallicity on H $\alpha$  emission. The findings of this analysis supported the hypothesis that H emission is enhanced in environments with low metallicity.

# Contents

<b>Agradecimientos</b>	<b>5</b>
<b>Resumen</b>	<b>7</b>
<b>Abstract</b>	<b>8</b>
<b>1 Introducción</b>	<b>11</b>
1.1 Líneas de emisión . . . . .	11
1.1.1 Influencia de la temperatura en espectros estelares . . . . .	14
1.1.2 Línea de emisión H $\alpha$ . . . . .	16
1.2 Estrellas con líneas de emisión . . . . .	16
1.2.1 Tipo temprano . . . . .	17
1.2.2 Wolf-Rayet (WR) . . . . .	19
1.2.3 Estrellas Be . . . . .	19
1.3 Galaxias del Grupo Local . . . . .	20
1.3.1 M33 . . . . .	20
1.3.2 Phoenix . . . . .	20
<b>2 Fotometría</b>	<b>23</b>
2.1 Conceptos de Fotometría . . . . .	23

2.1.1	Magnitudes . . . . .	25
2.1.2	Sistema fotométrico de Johnson . . . . .	26
2.1.2.1	Color . . . . .	28
2.2	Fotometría de ajuste de perfil (PSF) . . . . .	28
2.3	Fotometría de detección de estrellas con emisión en H $\alpha$ . . . . .	29
<b>3</b>	<b>Datos</b>	<b>32</b>
3.1	Survey . . . . .	32
3.2	Telescopios . . . . .	33
3.2.1	Telescopio Mayall . . . . .	33
3.2.2	Telescopio Blanco . . . . .	34
<b>4</b>	<b>Resultados y Discusión</b>	<b>36</b>
4.1	Procedimiento . . . . .	36
4.1.1	Calibración . . . . .	36
4.1.2	DAOFIND . . . . .	37
4.1.3	Fotometría de apertura y Fotometría PSF . . . . .	37
4.2	M33 . . . . .	37
4.3	Phoenix . . . . .	40
4.4	Relación con Metalicidad . . . . .	41
<b>5</b>	<b>Conclusiones</b>	<b>44</b>
<b>Parámetros de la Fotometría</b>		<b>44</b>
<b>References</b>		<b>46</b>

# **Chapter 1**

## **Introducción**

La gran variedad de estrellas que se observan en el cielo es el resultado de un universo irregular y la interacción gravitacional. Esta diversa población estelar brinda información crucial acerca de la evolución del universo, y más allá consigo, del modelo cosmológico y de la naturaleza de la materia y energía oscura. Además, debido a las reacciones altamente energéticas de fusión nuclear al interior de las estrellas, es posible observar la luz que han emitido en el pasado y que ha recorrido millones de kilómetros para llegar al planeta Tierra. De este modo, el estudio espectroscópico y fotométrico adquiere relevancia en la astronomía, ya que permite revelar la física interna de estas, determinar su etapa de evolución, y bajo este último concepto, clasificarlas.

### **1.1 Líneas de emisión**

A la hora de observar el espectro de una estrella, se está evidenciando la relación entre radiación y materia. A grandes rasgos, mecanismos tales como las reacciones nucleares, la contracción gravitacional, y el calentamiento del núcleo, generan fotones a través de las transiciones de energía de los electrones. El electrón está ligado a una órbita específica, regida por la cuantización de la energía, y requiere de un aporte de energía que contrarreste la fuerza electromagnética que lo mantiene atado al protón. Esta energía, almacenada como energía potencial, es liberada después en forma de fotón, cuando el electrón regresa a su configuración inicial de mínima energía (Kaler, 2011). La longitud de onda de dicho fotón está dada por la ecuación  $\lambda = \frac{h}{\Delta E}$ , donde  $h$  corresponde a la constante de Planck,  $h = 6.6256 \times 10^{-34} Js$ .

Al tener presente que solo ciertas energías están permitidas dependiendo el átomo, existe un espectro específico por cada elemento (Carroll & Ostlie, 2006).

Para comprender este fenómeno dentro de las estrellas, cabe estudiar el comportamiento de los átomos ionizados a gran escala, especialmente enfocado en los gases. Esta base de la espectroscopia fue explicada por Gustav Kirchoff y Robert Bunsen en 1860 mediante las leyes de Kirchoff (Kaler, 2011), que fueron planteadas como:

1. Un sólido incandescente o gas a alta presión producirán un espectro continuo
2. Un gas de baja densidad radiará un espectro de líneas de emisión
3. La radiación continua vista desde un gas de baja densidad producirá un espectro de líneas de absorción

Estas leyes son aplicables a las capas de una estrella. El núcleo y las capas más profundas, están compuestos por gases a alta presión. Bajo estas condiciones, los átomos se encuentran tan compactos que las líneas tanto de emisión como absorción comienzan a sobrelaparse entre sí. Asimismo, al aumentar la densidad en el gas, los fotones emitidos son absorbidos de manera casi inmediata. La radiación de la estrella, tomada desde una temperatura finita y mayor a cero, tiene una compleja distribuciónpectral de energía. Sin embargo, dado lo anterior, en una primera aproximación se puede asemejar a la de un cuerpo negro (Carroll & Ostlie, 2006). En el exterior de la estrella, la presión y la densidad disminuyen, comportándose las capas como gases de baja densidad. El producto es la emisión de un espectro continuo (Kaler, 2011). Al ser iluminados de fondo por una fuente de radiación continua, hay un espectro de absorción.

La teoría de las leyes de Kirchoff se complementó con los previos descubrimientos de Joseph Von Fraunhofer sobre la singularidad de las longitudes de onda producidas por cada elemento. Esto dio inicio a la principal aplicación de la espectroscopia, analizar la composición química de las estrellas, con su trabajo sobre la identificación de la línea de absorción del sodio en el Sol. Otra aplicación de gran relevancia fue derivada del fenómeno que describe la variación de la frecuencia de una onda percibida por un observador que se desplaza con respecto a la fuente, el efecto Doppler. Propuesto por Christian Doppler en 1842 al estudiar estrellas binarias (Nolte, 2020), el efecto Doppler logró relacionar el corrimiento

de las líneas espectrales de las estrellas con respecto a espectros de referencia en la Tierra para medir la velocidad radial de las estrellas. La línea de investigación de Fraunhofer no fue abandonada con el tiempo, Gustav Wiedemann determinó en 1880 que propiedades físicas como la temperatura, la presión y la densidad de la capa atmosférica del Sol se podían extraer del espectro de absorción. Más adelante, en 1897, otra propiedad medible de las estrellas fue añadida, los campos magnéticos, siendo estos los causantes de la separación de las líneas espectrales, fenómeno que fue nombrado efecto Zeeman por el apellido de su descubridor. (Carroll & Ostlie, 2006).

A pesar de tener un desarrollo experimental fundamentado, la espectroscopia de la época no contaba con un enfoque cuantitativo que permitiera explicar la física detrás de este fenómeno. Una primera base, que después aportaría al desarrollo de la mecánica cuántica, en especial al modelo atómico de Niels Bohr, fue el primer estudio detallado de una serie de líneas espectrales, la serie de Balmer. En 1885, el profesor suizo Johann Balmer planteó una fórmula que logró predecir con alta precisión las longitudes de onda de las líneas espectrales para el átomo de Hidrógeno (Carroll & Ostlie, 2006), definida por la Ecuación (1.1). Donde  $\lambda$  corresponde a la longitud de onda y  $R_H$  a la que posteriormente se definiría como la constante de Rydberg,  $R_H = 1.097 \times 10^7 \text{ m}^{-1}$ . Por el otro lado,  $m$  y  $n$  hacen referencia a las órbitas finales e iniciales de transición de energía ( $m < n$ , para las líneas de emisión) respectivamente. Estos deben ser números enteros, y para el caso de la serie de Balmer, se establece  $m = 2$ . La importancia en términos de denotar el segundo nivel radica en que las primeras cuatro transiciones de la serie radian en el óptico (Karttunen, Kröger, Oja, Poutanen, & Donner, 2007), no obstante, las siguientes series más conocidas, Lyman, para  $m = 1$  y Paschen, para  $m = 3$ , se pueden observar en el ultravioleta e infrarrojo del espectro electromagnético de forma respectiva.

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \left( \frac{1}{m^2} - \frac{1}{n^2} \right) \quad (1.1)$$

El concepto de cuerpo negro, como el de un objeto que absorbe y emite la radiación alcanzando equilibrio termodinámico (Kogure & Leung, 2010), fue descrito posteriormente con precisión mediante la ley de Planck, formulada en 1900. Establecida como una función de la temperatura, su forma está dada por la Ecuación (1.1), donde se introduce la constante de Boltzmann  $k = 1.380 \times 10^{-16} \text{ erg K}^{-1}$ . Basándose en esta ecuación, se construyeron relevantes relaciones entre la radiación y la temperatura. En la ley de desplazamiento de Wien, la longitud de onda a la máxima intensidad es inversamente proporcional a la temperatura,  $\lambda_{\max} T = 2897755 \text{ mm K}$ . Mientras que en la ley de Stefan-Boltzmann la energía total emitida

por unidad de superficie es proporcional a la temperatura a la cuarta potencia,  $F = \sigma T^4$ , donde  $\sigma$  es la constante de Stefan-Boltzmann,  $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$ .

$$B_\lambda(T)d\lambda = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1} d\lambda \quad (1.2)$$

La temperatura no es un término único en la astronomía, a partir de las condiciones impartidas en las relaciones anteriores surgen diferentes definiciones, todas relevantes para delinear los fenómenos físicos estelares. Con la ecuación de Stefan-Boltzmann, la aproximación de una estrella como cuerpo negro hace posible calcular la temperatura efectiva de una estrella. Esta es la temperatura de un cuerpo negro que irradiaría la misma cantidad total de energía que la estrella, y sirve como límite superior para estimaciones de la producción total de energía. Un proceso similar ocurre para la temperatura de color, donde se ajusta la temperatura de un cuerpo negro para que su distribuciónpectral se asemeja al de la estrella. La temperatura de color guarda relación con los colores fotométricos (Carroll & Ostlie, 2006).

### 1.1.1 Influencia de la temperatura en espectros estelares

Hasta ahora, la temperatura se contempló como un parámetro inferido a partir de las propiedades observables de una estrella. No obstante, la temperatura también influye significativamente en la apariencia de un espectro astronómico. El gas dentro de una estrella, siendo aproximado a encontrarse en equilibrio térmico, se describe mediante la función de distribución de velocidades de Maxwell-Boltzmann, dada la mecánica estadística necesaria para modelar la innumerable cantidad de partículas en movimiento. Como presenta la Ecuación (1.3), esta función de distribución calcula el número de partículas por unidad de volumen,  $n_v$ , que se encuentra dentro de un rango de velocidades  $(v + dv)$ , donde  $m$  la masa de las partículas.

$$n_v dv = n \left( \frac{m}{2\pi kT} \right)^{3/2} e^{-mv^2/2kT} 4\pi v^2 dv \quad (1.3)$$

Partiendo de la anterior distribución de velocidades para los átomos colisionando dentro de un gas, asimismo surge una distribución de electrones a lo largo de los orbitales. La ecuación de Boltzmann permite calcular las poblaciones relativas dentro de distintos estados degenerados de excitación,  $g_a, g_b$ . Dada por la Ecuación (1.4), el término  $e^{-(E_b - E_a)/kT}$  se

denomina el factor de Boltzmann, dentro del cual la temperatura desempeña un rol fundamental en determinar la disponibilidad de niveles de energía para los procesos de transición. Para el caso de  $E_b > E_a$ , una disminución en la temperatura implica menor energía térmica para elevar la energía de un átomo a un nivel superior, así hay un menor número de electrones que se encuentran en los niveles más energéticos. Por el lado contrario, a un aumento de temperatura, mayores niveles de energía se encuentran disponibles y con ello, mayor cantidad de electrones se encuentran en los niveles más energéticos.

$$\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b e^{-E_b/kT}}{g_a e^{-E_a/kT}} = \frac{g_b}{g_a} e^{-(E_b-E_a)/kT} \quad (1.4)$$

Aunque se puede verificar teóricamente que para el caso de las líneas de Balmer, se requiere de temperaturas mayores a  $85000K$  para conseguir electrones en el primer estado excitado, las observaciones han demostrado que el máximo de intensidad ocurre a una temperatura de  $9520K$ . La ecuación de Saha, presente en la ecuación (1.5), brinda una explicación al tomar en consideración los átomos ubicados en diferentes niveles de ionización. Esta ecuación describe el estado de ionización de un gas al relacionar la fracción de ionización de un elemento con la temperatura. El término  $Z_i$  hace referencia a la función de partición para los átomos en la etapa de ionización  $i$ .  $n_e$ , se refiere al número de electrones libres por unidad de volumen. Por último,  $\chi_i$  se refiere a la energía de ionización para remover un electrón de un átomo o ion en el estado  $i$ . De este modo, la temperatura bajo la cual se alcanza un 50% de ionización es alrededor de  $9600K$ , a partir de temperaturas mayores aumenta rápidamente la cantidad de átomos de hidrógeno fuera de alcance para encontrarse en hidrógeno neutro y que, por consiguiente, sean excitados al nivel de energía  $n = 2$ .

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2Z_{i+1}}{n_e Z_i} \left( \frac{2\pi m_e k T}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\chi_i/kT} \quad (1.5)$$

#### **Ecuación 1.5:** Ecuación de Saha

Asociando lo anterior con el espectro de una estrella, la ecuación de Saha se combina con la ecuación de Boltzmann para hallar la intensidad de una línea espectral. Dependiendo esta de la fracción de átomos en el estado excitado sobre los átomos totales, como se evidencia en la Ecuación 1.6. En el estudio del Sol, por ejemplo, se especulaba que estaba compuesto principalmente por metales, ya que entre sus líneas de absorción la más prominente es la de Ca II, en comparación a las de H. Esto no implica, una composición mayor de este elemento, pues se conoce que las atmósferas estelares están hechas de Hidrógeno por un 90%. En su

lugar, significa que en la fotosfera hay más iones de Ca II con electrones en el estado base que átomos de hidrógeno neutro con electrones en el primer estado excitado, de hecho está dado por una relación de 400 iones de Ca II por cada átomo de hidrógeno. De esta manera, la intensidad de las líneas espectrales refleja la sensibilidad de la temperatura en la morfología de los espectros y en la clasificación espectral de las estrellas.

$$\frac{N_b}{N_{total}} = \left( \frac{N_b}{N_a + N_b} \right) \left( \frac{N_i}{N_{total}} \right) = \left( \frac{N_b/N_a}{1 + N_b/N_a} \right) \left( \frac{1}{1 + N_{i+1}/N_i} \right) \quad (1.6)$$

**Ecuación 1.6:** Ecuación

### 1.1.2 Línea de emisión H $\alpha$

En términos de este trabajo, la primera línea denotada como  $H_\alpha$ , con una longitud de onda de  $\lambda = 656.28(3)$  (Mitchell, 1947) adquiere relevancia al estar relacionada con la presencia de Hidrógeno ionizado. A partir de las observaciones de las galaxias activas se ha deducido que entre las líneas de emisión en el espectro óptico, las más prominentes son la de  $H_\alpha$  y  $H_\beta$ . Estas líneas, al estar en medio de poblaciones estelares no resueltas, se forman en regiones de ionización, en este caso, regiones de  $H_{II}$ , donde los átomos se recombinan a estados excitados en vez del estado base. La ionización del gas se da por la radiación ionizante de estrellas jóvenes, ya que se conoce que solo las estrellas masivas de masas mayores a  $10-20M_\odot$  producen flujos significativos para producir este efecto (Krumholz, 2017).

## 1.2 Estrellas con líneas de emisión

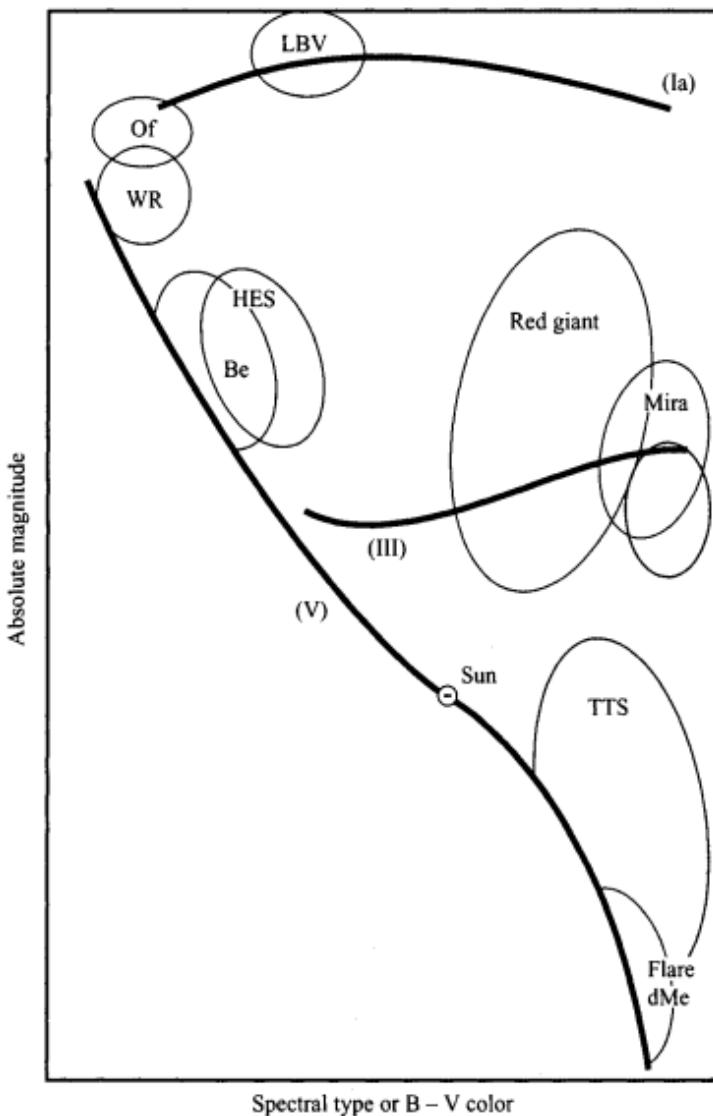
Como fue mencionado anteriormente, la espectroscopia estelar fue inicialmente promocionada por Johann Von Fraunhofer en 1814, sin embargo, no se profundizó en su mayor contribución a la astronomía actual. Su objeto de estudio fue el Sol, y fue la primera estrella de la cual se tomó un espectro. A lo largo de su investigación, encontró alrededor de 500 absorciones, equivalentes a líneas oscuras en el brillante espectro continuo. Estas se conocerían como las líneas de Fraunhofer, cuyas letras (A, a, B, C, D...) están desligadas a símbolos químicos o a la clasificación actual espectral de estrellas. Entre las más importantes, cabe destacar las líneas  $H$  y  $K$ , las más intensas dentro del espectro, creadas por la ionización de calcio simple, y las  $C$ ,  $F$  y  $h$ , vinculadas a las tres primeras líneas de Balmer. Aparte del Sol,

observó los espectros de Sirio, Pollux y Betelgeuse, haciendo uso de una instrumentación simple, un espectroscopio de prisma objetivo, el cual consiste en un prisma al frente de un telescopio (Kaler, 2011). Con respecto a las líneas de emisión, el astrónomo William Huggins encontró estas al estudiar estrellas de alto brillo, al igual que nebulosas planetarias, guiado bajo las líneas de Fraunhofer. Concluyó así, que las nebulosas no son estrellas débiles, sino nubes de gas (Kogure & Leung, 2010). Con tal de concretar los previos descubrimientos, un primer intento de clasificación de estrellas fue llevado a cabo por Angelo Secchi en 1860. Si bien, su sistema de cuatro grupos basados en la correlación existente entre los colores y el comportamiento de las líneas espectrales, para temas de este trabajo, es de mayor interés sus observaciones de estrellas de líneas de emisión. Las estrellas que observó  $\gamma$  Cas y  $\beta$  Lyr, aunque ambas presentaban emisiones en las líneas de Balmer, la primera, siendo confirmada después como una estrella de tipo temprano, tenía una emisión más fuerte, mientras que la segunda, comprobada en ser el primer ejemplo de un sistema binario cercano de líneas de emisión, también presentaba emisión en líneas de helio (Kogure & Leung, 2010).

Las estrellas con líneas de emisión se pueden ubicar en un diagrama Hertzsprung-Russell (HR), una solución a la clasificación de estrellas a partir de la relación entre magnitud absoluta, temperatura, y color. Normalmente, se encuentran por encima de la curva correspondiente a la secuencia principal, como lo ejemplifica la Figura 1.1 Es por ello que las estrellas con líneas de emisión se clasifican en tres grandes grupos: estrellas de tipo temprano, estrellas de tipo tardío y estrellas pre-secuencia principal. Las dos primeras hacen alusión a la taxonomía espectral desarrollada en Harvard por Willamina Fleming en 1890, a partir de la cual se construyeron los primeros catálogos de clasificación, y después de ser refinada se sigue implementando hoy en día: OBAFGKM (Kaler, 2011), la cual clasifica las estrellas de acuerdo a su espectro, siendo el tipo más caliente de clasificación O y el más frío de clasificación M.

### 1.2.1 Tipo temprano

Las estrellas al principio de esta secuencia de letras de clasificación espectral, O, B y A, se denominan de estrellas de tipo temprano. Dentro de un diagrama HR, se ubican en la zona superior izquierda, por lo que corresponden a estrellas calientes y azules.



**Figure 1.1:** Distribución de tipos de estrellas de línea de emisión en diagrama HR. Tomada de (Kogure & Leung, 2010).

### 1.2.2 Wolf-Rayet (WR)

Dentro del primer grupo de estrellas se encuentran las estrellas de tipo espectral O. Son de tal nivel energético y luminoso que la mayoría de ellas pierden suficiente masa como para crear un caparazón circunestelar, por consecuencia presentan fuertes líneas de emisión. De las estrellas que mejor ejemplifican este fenómeno son las Wolf-Rayet, nombre atribuido por sus descubridores Charles Wolf y Georges Rayet. Sus espectros presentan dos características relevantes, en primer lugar tienen líneas de emisión anchas en la parte azul del óptico, atribuido a un ensanchamiento de Doppler, y sus líneas representan niveles de ionización y excitación mayores a los estimados de su color y temperatura. Su modelo físico se llama modelo estándar, y asume para la envolvente de las estrellas 1) simetría esférica dada por fuertes vientos estelares, 2) campos de velocidad monótonos, 3) composición química homogénea, 4) equilibrio de radiación y 5) un estado estable (Kogure & Leung, 2010). Su variabilidad fotométrica y espectroscópica en el óptico y el ultravioleta se deben a sistemas de “colisión de vientos”, es decir, sistemas binarios o múltiples que contienen más de una estrella en perdida de masa (Catelan & Smith, 2015).

### 1.2.3 Estrellas Be

Bajo la misma línea de estrellas calientes azules y con considerable radiación en el ultravioleta, con líneas de hidrógeno debilitadas con el incremento de temperatura y emisión en helio, se encuentran las estrellas B. Dentro de este grupo, está el subgrupo, el cual recibirá la mayor atención en el desarrollo de este trabajo, las estrellas Be. Cabe mencionar, que la estrella  $\gamma$  Cas mencionada previamente por ser observada por primera vez por Angelo Secchi, en verdad fue la primera estrella Be descubierta. Las estrellas Be presentan, a diferencia de las B, líneas de emisión de Balmer, de metales ionizados simples, y a veces de helio neutro (Kogure & Leung, 2010). No obstante, lo que más las diferencia de las estrellas B, es su velocidad de rotación. Superpuestas a las líneas de emisión de hidrógeno se encuentran absorciones producidas dentro de la atmósfera estelar, esto es explicado por las altas velocidades de spin que se relacionan con la ejecución de materia que se forma en el disco ecuatorial de la estrella donde se forman las líneas de emisión. Otro efecto de la rotación es el ensanchamiento de las líneas dado el corrimiento Doppler. Así el espectro final de esta estrella luce como una estrella de emisión doble con un componente azul y otro rojo.

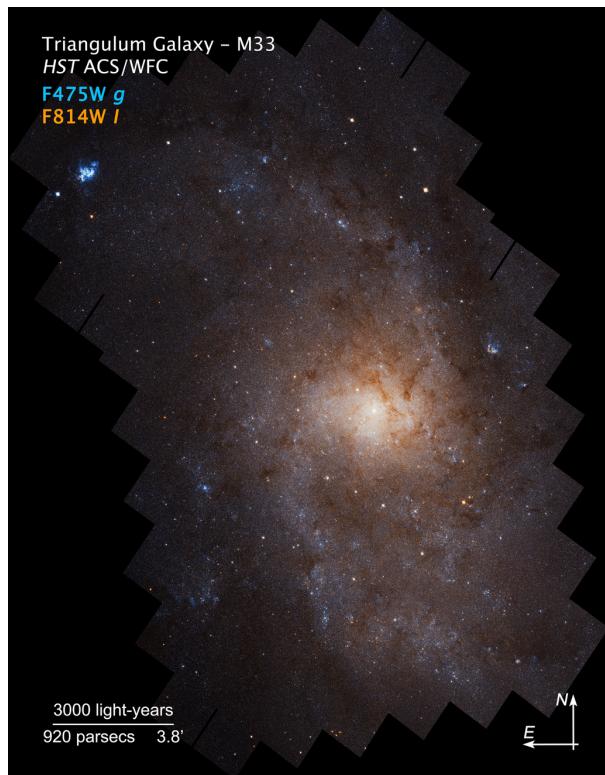
## 1.3 Galaxias del Grupo Local

### 1.3.1 M33

La Galaxia del Triángulo, M33, es una galaxia espiral clasificada como galaxia de tipo Sc tardío, lo que indica sus brazos espirales sueltos y una protuberancia relativamente pequeña en su región central, Figura 1.2. Es una galaxia de baja luminosidad, alrededor de 20 veces más débil que la Vía Láctea, MW, y es el tercer miembro más grande del Grupo Local, después de la Galaxia de Andrómeda (M31) y la Vía Láctea (Robles-Valdez, Carigi, & Peimbert, 2013). Con el método de relación período-luminosidad para estrellas Cefeidas (Freedman, Wilson, & Madore, 1991), que permite corregir los efectos de enrojecimiento por extinción interestelar, le fue asignado un modulo de distancia de  $24.64 \pm 0.09$  mag que se ajusta a una distancia de  $840\ kpc$ . Lo más controversial de esta galaxia es que las evidencias muestran que tiene un componente de bulbo galáctico muy débil (McLean & Liu, 1996). Su población estelar se caracteriza por contener de estrellas azules jóvenes y calientes, estrellas jóvenes OB, que se concentran en sus brazos espirales, y estrellas viejas RGB y AGB, perceptible en los diagramas CMD de (Rowe, Richer, Brewer, & Crabtree, 2005). Los valores de metalicidad que se reportan fluctúan a lo largo de la galaxia, se adoptará el resultado de (Cioni, 2009) derivado de estrellas AGB. El disco interior se caracteriza por un pronunciado gradiente de metalicidad  $[Fe/H] = -0.078 \pm 0.003$ , mientras que en regiones exteriores se aplana hasta  $\sim -1.7$  dex.

### 1.3.2 Phoenix

Phoenix es una galaxia enana irregular, tipo dIrr, situada en la constelación de Phoenix, a una distancia de  $440\ kpc$  (Karachentsev, Karachentseva, Huchtmeier, & Makarov, 2004), Figura 1.3. Pese a que una galaxia irregular se distingue de una galaxia enana esférica, dSph, por tener grandes cantidades de gas y una moderada actividad de formación estelar, para el caso de Phoenix se observa una transición entre estos dos esquemas de clasificación. Según lo mencionado por (Gallart, Martínez-Delgado, Gómez-Flechoso, & Mateo, 2001), muestra formación estelar reciente en su parte central pero no se ha detectado HI en la zona óptica central de la galaxia. Una viable explicación que proporciona basándose en la medición de velocidad radial de sus estrellas, es que la nube de HI no esté ligada gravitacionalmente. Con respecto a su población estelar, está dominada principalmente por estrellas rojas, pero cabe notar algunas estrellas azules, de edades en torno a 100 Myr, que respaldan las observaciones



**Figure 1.2:** Galaxia M33, Imagen del HUBBLE SITE tomada con el Hubble Space Telescope <sup>1</sup>

de formación estelar reciente en la zona central (Martínez-Delgado, Gallart, & Aparicio, 1999). Partiendo de diagramas de color-magnitud con datos del WFPC2 abordo del Hubble Space Telescope, HST, (Holtzman, Smith, & Grillmair, 2000) extrajeron una metalicidad para la galaxia de  $[Fe/H] = -1.81 \pm 0.10$ .



**Figure 1.3:** Galaxia enana Phoenix, Imagen de "A Survey of the Resolved Stellar Content of Nearby Galaxies Currently Forming Stars" tomada con el TIO 4-m telescope (Massey et al., 2007)

# **Chapter 2**

## **Fotometría**

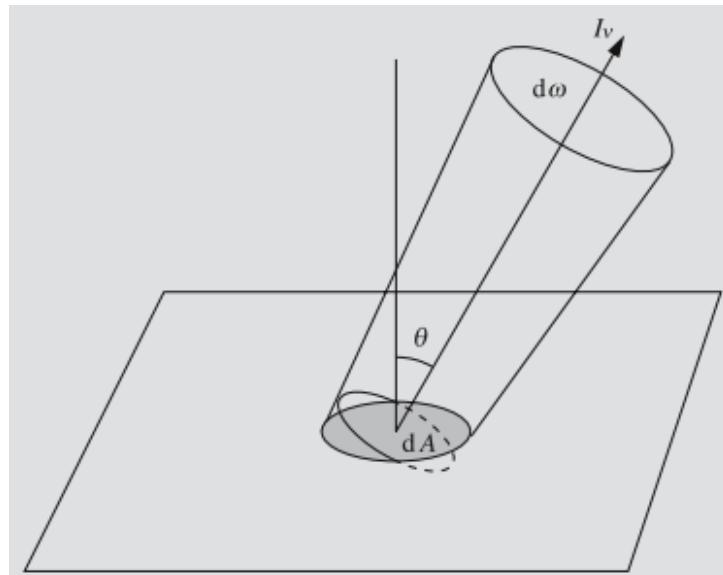
En el capítulo anterior se abordó la información que proporcionan las líneas de emisión en los espectros estelares. Al medir la radiación electromagnética en pequeños intervalos de longitud de onda, se hacen evidentes las interacciones entre la luz y los átomos que caracterizan la espectroscopia. Otro aspecto importante en el estudio de las estrellas es la fotometría. La fotometría se centra en medir el brillo global de las estrellas en amplias bandas de longitud de onda. Estas mediciones acopladas a estimaciones de distancia, proporcionan información sobre la producción total de energía de la estrella, luminosidad, su tamaño, variabilidad, entre otras propiedades físicas. Las observaciones fotométricas presentan mayores ventajas en comparación a las de espectroscopia, ya que pueden llevarse a cabo de forma más eficiente y a mayor escala, lo que permite realizar sondeos y análisis estadísticos más amplios. Además, se puede llevar a cabo en objetos débiles. En este capítulo, se adentrará en los conceptos y técnicas de la fotometría, el principal método de este trabajo.

### **2.1 Conceptos de Fotometría**

La medición de la luz es el pilar de la astronomía observational. La cuantificación de esta medida se basa en considerar la radiación que pasa a través de una superficie de área  $A$ , en este caso del detector de un telescopio, por un tiempo  $t$ , la duración de la observación. La luz fue emitida por su respectiva fuente a un ángulo  $\theta$  con respecto al vector normal de la superficie, y al incidir en esta por un diferencial de área  $dA$ , toma forma de un cono de ángulo sólido  $d\omega$ , como ilustra la Figura 2.1. Al denotar así, esta energía diferencialmente,

debido a que la energía varía por cada longitud de onda que abarque la radiación, se puede cuantificar esta cantidad con la Ecuación (2.1).

$$dE_\nu = I_\nu \cos\theta dA dv d\omega dt \quad (2.1)$$



**Figure 2.1:** Diagrama para la intensidad de radiación específica  $I_\nu$  relacionada con un diferencial de energía  $dE_\nu$ , que atraviesa una superficie de área  $dA$  mediante un cono de ángulo sólido  $d\omega$ . Tomado de (Karttunen et al., 2007)

$I_\nu$  denota la intensidad específica de la fuente, es una medida intrínseca y tiene unidades de  $\text{W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ sterad}^{-1}$ . Al ser integrada sobre el ángulo sólido y sobre todas las direcciones incidentes, permite definir una nueva cantidad denominada densidad de flujo específico o en términos simples, flujo específico. El flujo o flujo específico, dependiendo el rango de integración de frecuencias, cuantifica la cantidad de energía luminosa recibida por unidad de tiempo y unidad de superficie, Ecuación (2.2). Tiene unidades de  $\text{W mm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$  o  $\text{W mm}^{-2}$ , dependiendo si se integra o no sobre un rango de frecuencias, y en la astronomía se le conoce al flujo total, que atraviesa la superficie cerrada que rodea a la fuente, como luminosidad.

$$F_\nu = \frac{1}{dA dt dv} \int dE_\nu = \int I_\nu \cos\theta d\omega \quad (2.2)$$

### 2.1.1 Magnitudes

El concepto de brillo y su comparación al principio no contaba con descripciones matemáticas, y por su parte gozaba de un enfoque cualitativo en la astronomía. Aun así, primer catálogo de clasificación de estrellas según su brillo data de hace más de 2200 años. De autoría del astrónomo griego Hiparcos, en este sistema de clasificación se dividían las estrellas en 6 categorías de magnitud, siendo las magnitudes menores referentes a las estrellas más brillantes y las mayores a las estrellas apenas visibles por el observador. Bajo la concepción de que el ojo humano es un detector fotométrico con respuesta logarítmica, siglos después, con Norman R. Pogson, se redefinió el sistema de magnitudes para relacionar la medición directa de flujo y magnitud. De este modo, una estrella de primera magnitud tiene un flujo 100 veces mayor que el de una estrella de sexta magnitud, dando a que la proporción de flujo entre una estrella de magnitud  $m$  y  $m + 1$  equivalga a  $\sqrt[5]{100} = 2.512$ . Esta relación, también se puede escribir de la forma en que presenta la Ecuación (2.3), donde  $F_0$  corresponde al flujo referente a la magnitud 0, que normalmente es asignada a la estrella Vega en la constelación de Lyra. Como consecuencia de que la magnitud está definida en términos de un flujo dependiente de la sensibilidad del detector a disposición, es posible establecer varios sistemas de magnitud. Para el caso de la Ecuación (2.3), siendo el flujo  $F$ , el percibido desde la Tierra, la magnitud descrita se denomina magnitud aparente.

$$m = -2.5 \log \frac{F}{F_0} \quad (2.3)$$

Ya que desde la Ecuación (2.2) hay una relación de proporción inversa entre el área y el flujo, una relación con la distancia de  $1/r^2$ , un tipo de magnitud se puede definir para caracterizar el brillo intrínseco de una estrella, la magnitud absoluta,  $M$ . Esta magnitud sería la magnitud percibida a una distancia de 10 pc de la estrella. A la hora de comparar estas magnitudes para una misma estrella, la proporción de los flujos brinda consigo una proporción en las distancias. El módulo de distancia, así, surge como un estimador de distancias estelares, descrito por la Ecuación (2.4).

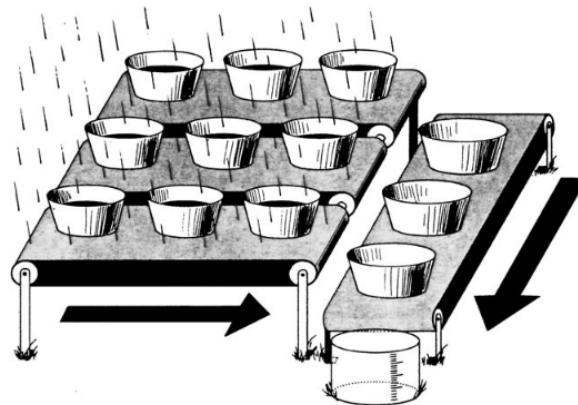
$$m - M = 5 \log \frac{r}{10\text{pc}} \quad (2.4)$$

### 2.1.2 Sistema fotométrico de Johnson

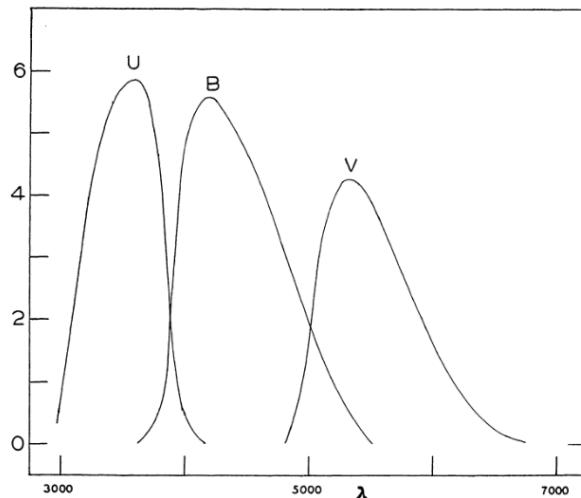
Cuando se trabaja sobre el flujo medido de la radiación en todas las longitudes de onda, o frecuencias, como denotaba la Ecuación (2.2), se obtiene lo que se conoce como magnitud bolométrica,  $m_{bol}$ . Aunque esta cantidad que representa la energía total emitida por la estrella (Romanishin, 2006) es de gran relevancia para la astrofísica teórica, llevar a cabo su medición representa un caso alejado de la realidad. En primer lugar, la atmósfera terrestre absorbe una fracción de la radiación, y por el otro lado, al requerir un rango amplio de longitudes de onda, se vuelve necesario el uso de diferentes detectores.

En la fotometría de alta-precisión, se hace uso de las cámaras CCD como reemplazo de las placas fotográficas, que abrevia para Charge Coupled Device. Brevemente, estos dispositivos funcionan a partir de una capa superficial de diodos de silicóna con alta fotosensibilidad, dispuestos en un arreglo de píxeles. Cuando un fotón incide en el semi-conductor ocurre un efecto similar al efecto fotoeléctrico y se liberan electrones. Estos son atrapados dentro de un pozo de potencial al interior de cada píxel. Después del tiempo de exposición, las cargas acumuladas en cada píxel son trasladadas fila por fila, mediante una variación de potencial. Este mecanismo es nombradamente explicado bajo el concepto de píxeles como baldes que recolectan la información relevante traducida en gotas de lluvia, la Figura 2.2 ahonda en esta similitud. A pesar de contar con un detector, cuya eficiencia cuántica, siendo esta entendida como la proporción de electrones recolectados por número de fotones incidentes, es alta, se ha demostrado que cuentan con una mayor sensibilidad para longitudes de onda mayores (Karttunen et al., 2007). Lo precedente, significa otro reto para la medición de la magnitud bolométrica, en términos de eficiencia. Como solución, las observaciones se limitan a medir en un rango específico de longitud de onda, llamado banda fotométrica, que para una cámara CCD se puede lograr mediante el uso de filtros (Romanishin, 2006).

Dentro de las observaciones de la región óptica del espectro electromagnético, es comúnmente utilizar el sistema de magnitudes de Johnson, el actualmente estandarizado. Introducido en 1950 por Harold L. Johnson y William W. Morgan, el sistema básico consistió en tres filtros: U, B y V, centrados en las longitudes de onda del ultravioleta cercano, azul y verde/amarillo, de manera respectiva. La Figura 2.3 muestra a detalle la respuesta espectral de estos . Este sistema de 3 filtros, tiempo después, fue ampliado para cubrir longitudes de onda mayores, con los filtros R e I, para rojo e infrarrojo, respectivamente. La Tabla 2.1 da detalle de la pasabanda o del rango de longitud de ondas que deja pasar, y de las longitudes de onda centrales.



**Figure 2.2:** Analogía de funcionamiento de una cámara CCD, mediante la similitud de los píxeles como baldes de agua. Donde, después del evento de lluvia, se desplazan mediante una cinta transportadora para verter sus contenidos en un balde dispuesto por cada fila. En esta última estación, los contenidos por fila llegan a una cubeta dosificadora, que cumple el rol de almacenar toda la información de las medidas de agua (Howell, 2006)



**Figure 2.3:** Gráfica de respuesta relativa del fotómetro de Johnson a igual energía en todas las longitudes de onda (Johnson, 1955).

**Tabla 2.1:** Bandas de longitud de onda de los filtros UBVRI y uvby y sus longitudes de onda efectivas.

Magnitud	Ancho de banda [nm]	Longitud de onda efectiva [nm]
U-ultravioleta	66	367
B-azul	94	436
V-visual	88	545
R-rojo	138	638
I-infrarrojo	149	797

### 2.1.2.1 Color

En la astronomía, la capacidad de medir el flujo de luz estelar dentro de diferentes bandas, representa un factor clave para desentrañar información sobre la distribución de energía espectral del objeto. Comparando el brillo de un objeto celeste en diferentes bandas fotométricas, en términos de magnitudes, se establece lo que se indica como índices de color. De la misma manera, en que la magnitud de una estrella está aterrizada para ser comparada con Vega, la estrella de magnitud 0, Ecuación (2.3), los índices de color están ajustados para que los valores nulos sean asignados a esta (Kogure & Leung, 2010). Así, una estrella con un índice  $B - V > 0$ , correspondería a una estrella más roja que Vega. Los índices de color resultan útiles para estimar la temperatura de las estrellas, determinar composición química y clasificar estrellas en función de su etapa evolutiva (Carroll & Ostlie, 2006).

## 2.2 Fotometría de ajuste de perfil (PSF)

La fotometría de apertura es un método comúnmente utilizado para determinar la magnitud de una estrella. Consiste en seleccionar un radio y sumar la intensidad de la luz correspondiente a la estrella. Sin embargo, este enfoque presenta desafíos, como el ruido de los píxeles y la interferencia de la luz proveniente de objetos cercanos. En áreas con una alta densidad estelar, la fotometría de apertura es menos eficiente debido a la dificultad de elegir el radio óptimo.

Para lograr una fotometría más precisa, se emplea la técnica de Fotometría de ajuste de perfil (PSF). La PSF describe cómo un sistema óptico responde a una fuente puntual de luz y está relacionada con la resolución del instrumento utilizado. Inicialmente, se crea una PSF utilizando estrellas aisladas que presentan una alta relación señal-ruido (SNR), y luego se ajusta a toda la imagen mediante integración numérica.

Los detectores CCD registran la cantidad de luz que llega a cada píxel. Dado que las estrellas se visualizan como manchas circulares en el detector, resulta natural sumar las intensidades de los píxeles dentro de un círculo de apertura adecuado. Además, se estima la intensidad del cielo en ese punto, sumando las intensidades dentro de un anillo ubicado fuera de la apertura y centrado en la misma estrella. La magnitud se calcula utilizando la intensidad ( $I$ ) mediante la fórmula  $m = -2.5 \log I + C$ .

La fotometría de apertura puede presentar dificultades en áreas con una alta densidad es-

telar, donde la luz de múltiples fuentes puede superponerse y generar resultados incorrectos. Para superar este desafío, se recurre a la técnica de PSF, que ajusta funciones a los perfiles de las fuentes estelares detectadas en el CCD.

Desde una perspectiva conceptual, una observación astronómica se puede considerar como un sistema lineal en el que las fuentes de luz actúan como entradas. La luz atraviesa la atmósfera y los componentes ópticos del telescopio antes de ser detectada, lo que afecta la imagen final. La PSF representa la respuesta del sistema a una fuente puntual y se utiliza para construir la imagen ( $I$ ) mediante una convolución con el objeto ( $O$ ) utilizando la integral:

$$I(x_0, y_0) = \int \int O(u, v) \cdot PSF(x_0 - u, y_0 - v), du, dv$$

Las estrellas, al ser fuentes puntuales, se representan mediante funciones PSF. Ajustar estas funciones a cada fuente proporciona información sobre los objetos observados.

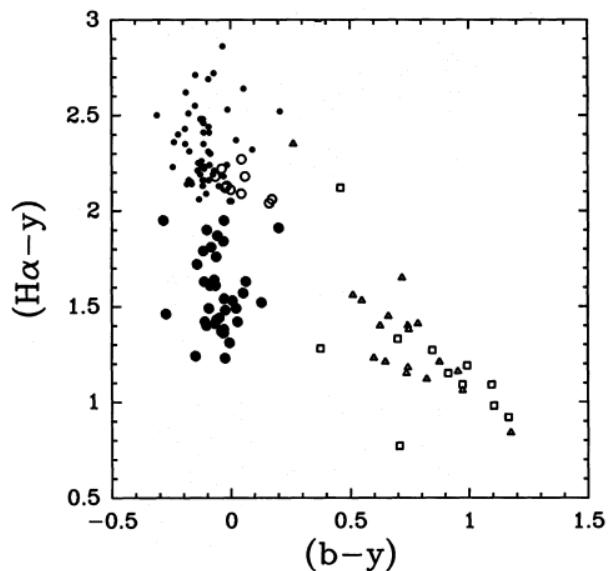
Uno de los algoritmos más utilizados para realizar la fotometría de ajuste de perfil es el desarrollado por Peter Stetson (1987), el cual se implementa en el paquete DAOPHOT de IRAF. Este algoritmo combina técnicas analíticas y empíricas para construir la PSF. Se seleccionan estrellas con una alta relación señal-ruido y sin superposición, y se ajustan utilizando una función analítica conocida. Posteriormente, se compara esta función con los perfiles reales de las estrellas y se construye una tabla de residuos.

Una vez construida la PSF de manera adecuada, se realizan iteraciones para ajustar cada fuente detectada en la imagen utilizando la PSF. En caso de superposición, las estrellas se agrupan y se ajusta la superposición de las PSF. Las iteraciones continúan hasta que los residuos sean insignificantes. Al finalizar, se obtienen las coordenadas actualizadas ( $x, y$ ) y el valor  $h$ , que se utiliza para evaluar la integral de la función PSF y estimar la magnitud. Este enfoque es especialmente útil para el estudio de poblaciones estelares extragalácticas debido a su capacidad para resolver objetos cercanos entre sí.

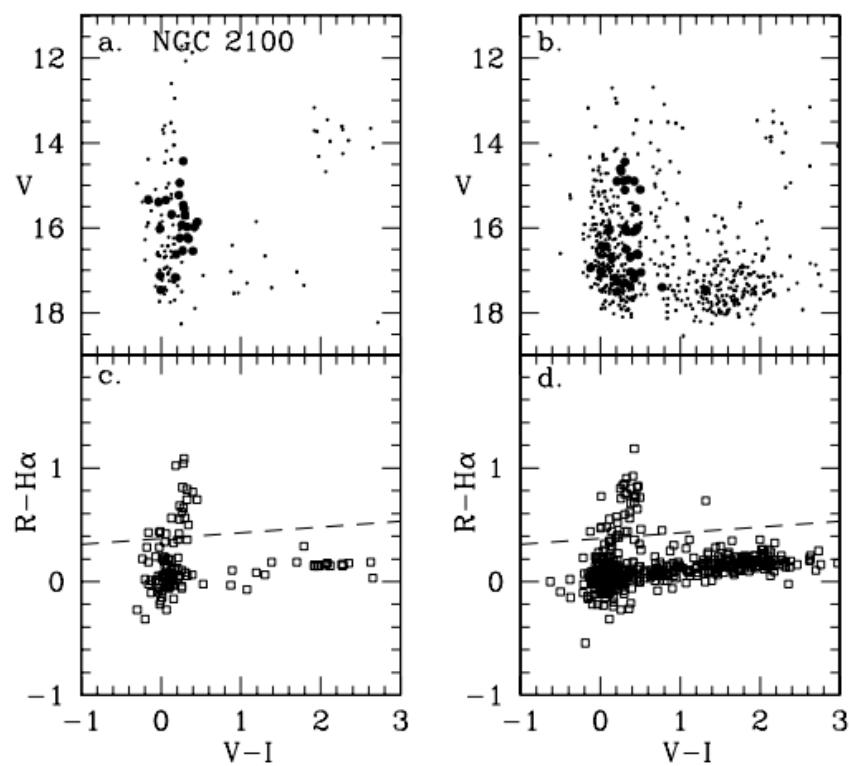
## 2.3 Fotometría de detección de estrellas con emisión en H $\alpha$

Los índices de color evalúan la diferencia en magnitud de una estrella dentro de dos rangos de longitud de onda, lo anterior sirve para contrarrestar el efecto que tiene la sensibilidad del detector. En adición, no dependen ni del radio de la estrella modelo ni de la distancia,

por lo que funcionan como un indicador de la temperatura superficial. Previos estudios han aprovechado esta propiedad para diferenciar el tipo de radiación, y por consiguiente identificar estrellas a partir de los diagramas color-color. Estudios previos lograron identificar estrellas supergigantes rojas (RSG) desde un diagrama  $B - V$  versus  $V - R$ . Estos estudios establecieron que para un color  $V - R$  una estrella de baja gravedad superficial, tal como un supergigante roja, tendrá un mayor índice  $B - V$  debido a la gran cantidad de líneas de absorción de metales débiles en la banda B (Massey, 1998). Este método resultó ser inmune a los efectos del enrojecimiento en las imágenes. Por otro lado, otros estudios se basaron en índices de color para detectar estrellas con emisión en  $H\alpha$ . Grebel et al. (Grebel, Richtler, & De Boer, 1992), implementaron un nuevo método fotométrico en su catálogo de  $H\alpha$ , combinado con el catálogo de Strömgren  $b$  y  $y$ , de Grebel & Richtler (Grebel & Richtler, 1991). Determinaron que las estrellas azules de tipo temprano, en este caso las Be, se ubicarían en el diagrama  $H\alpha - y$  versus  $b - y$ , Figura 2.4. debajo de las estrellas calientes azules, formando una línea vertical sobre valores pequeños de  $b - y$ . La misma estructura se evidenció con Keller et al. (Keller, Wood, & Bessell, 1999), en diagramas  $H\alpha - R$  versus  $B - V$ , Figura 2.5. Este método será el implementado en este trabajo junto con la elaboración de diagramas magnitud-color para seleccionar estrellas con emisión en  $H\alpha$  de interés para posteriores análisis espectroscópicos.



**Figure 2.4:** Diagrama color-color elaborado para NGC 330 por (Grebel & Richtler, 1991)



**Figure 2.5:** Diagramas magnitud-color y color-color para NGC 2100 por (Keller et al., 1999). En el lado izquierdo están las estrellas pertenecientes al cúmulo y en el lado derecho las del campo circundante

# **Chapter 3**

## **Datos**

Dentro del marco de estudio del presente trabajo se utilizarán las imágenes de las galaxias M33 y la galaxia enana Phoenix, reducidas en los filtros B, V, R, H $\alpha$ , e I, producto del trabajo de Massey et al. (Massey et al., 2006). Estas imágenes se obtuvieron con los telescopios de 4m en Kitt Peak National Observatory y Cerro Tololo Inter-American Observatory. Los datos se encuentran públicos en el archivo científico del Lowell Observatory<sup>1</sup>. Este estudio tomó ventaja del uso de las cámaras mosaico para la toma de imágenes, que para el caso de M33 resulta de gran utilidad al ser estas galaxias de un gran tamaño aparente. Así mismo, el objetivo general del survey es lograr imágenes fotométricas de alta calidad (Massey et al., 2007), lo cual asegurará una precisión de al menos 2% en la fotometría PSF a realizar.

### **3.1 Survey**

Un Survey previo titulado *A Survey of the Resolved Stellar Content of Nearby Galaxies Currently Forming Stars* cuenta con las imágenes de los filtros UBVRI, H $\alpha$ , [SII], y [OIII]. El Survey incluye las galaxias M31, M33, NGC 6822, IC 10, WLM y las enanas de Pegasus y Phoenix, así como Sextans A y B, que se encuentran en una disputa respecto a si pertenecen o no al grupo local. Para fines del presente trabajo, se consideraron los datos de M33 y Phoenix.

Las observaciones del M33 fueron llevadas a cabo desde el telescopio Víctor Blanco en Cerro Tololo, Chile (CTIO), mientras que para Phoenix se llevaron a cabo en el telescopio

---

<sup>1</sup><https://ftp.lowell.edu/pub/massey/lgsurvey/datarerelease/>

Mayall en Kitt Peak, Arizona (KPNO). Las características de dichos telescopios se mencionarán posteriormente. En la Tabla 3.1 se encuentran las fechas de observación, los filtros empleados y el observatorio donde se llevaron a cabo las observaciones del M33 y de Phoenix.

**Tabla 3.1:** Fechas de las observaciones de M33 y Phoenix.

Objeto	Observatorio	Filtros	Fecha
M33 Sur	KPNO	V B R H $\alpha$	Septiembre 18, 2001
Phoenix	CTIO	V B R H $\alpha$	Septiembre 1, 2000

Dichos datos se complementan con los presentes en el Apéndice A. NOAO, en su labor de medición, decidió realizar un proceso de reducción previo a la publicación de los datos obtenidos en las observaciones. Dicho proceso no es abordado, puesto que los datos se reciben post-procesamiento. Debido a lo anterior, se realiza directamente la fotometría sobre estos valores.

## 3.2 Telescopios

El Observatorio Nacional de Astronomía Óptica (NOAO, por sus siglas en inglés) tiene la función de administrar los telescopios gemelos Mayall y Blanco, los cuales se caracterizan principalmente por asegurar un cubrimiento completo de ambos hemisferios de la esfera o bóveda celeste.

### 3.2.1 Telescopio Mayall

Ubicado en el Observatorio Nacional Kitt Peak (KPNO, por sus siglas en inglés) en Arizona, Estados Unidos, el telescopio Mayall de 4 metros de diámetro, cuenta con un peso estimado de 15 toneladas. Dicho telescopio se encuentra en la Figura 3.1. Su característica más relevante es su razón focal, la cual equivale a f/2.7. Para su operación, el telescopio ha cuenta con dos instrumentos principales. El primero, el Espectrógrafo por transformada de Fourier (FTS, por sus siglas en inglés), el cual fue utilizado hasta 1995, cuando fue reemplazado por el PHOENIX. El segundo, el CCD Mosaico o MOSAIC I. Este último presentaba una resolución de hasta 0.26"/pixel (Massey et al., 2006).

<sup>2</sup><https://noirlab.edu/public/es/images/noirlab-kitt-peak-mayall>



**Figure 3.1:** Telescopio Mayall. Imagen tomada de NOIRLab<sup>2</sup>.

Para el presente trabajo, fueron requeridos una serie de filtros asociados al MOSAIC I. Dichos filtros se encuentran en la Tabla 3.2. Para mayor detalle de los parámetros del CCD, refiérase al Apéndice A.

**Tabla 3.2:** Filtros de KPNO en MOSAIC I.

Filtro	Filtro en CTIO	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 $\alpha$	ha H-alpha k1009	656.474	8.062

### 3.2.2 Telescopio Blanco

Ubicado en el Observatorio Interamericano del Cerro Tololo (CTIO), Chile, el telescopio Blanco de 4 metros, gemelo del telescopio Mayall de Arizona, comparte características con el telescopio mencionado anteriormente. Dicho telescopio se encuentra en la Figura 3.2. Con un peso estimado similar y una altitud comparables al de su gemelo, compartió el modelo de cámara CCD mosaico (MOSAIC II), el cual toma los datos de interés del presente trabajo. Dicha cámara fue reemplazada en 2012 por la DECam. Sus dos instrumentos principales son el espectrógrafo COSMOS y el ARCoIRIS (este último enfocado en espectros infrarrojos) (Massey et al., 2006).



**Figure 3.2:** Telescopio Blanco. Imagen tomada de NOIRLab<sup>3</sup>.

Para el presente trabajo, fueron requeridos una serie de filtros asociados al MOSAIC II, dado que se tomaron los parámetros de estos y datan de antes de la fecha de reemplazo del equipo. Dichos filtros se encuentran en la Tabla 3.3. Para mayor detalle de los parámetros del CCD, refiérase al 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 $\alpha$	ha H-alpha c6009	656.3	8.0

---

<sup>3</sup><https://noirlab.edu/public/es/programs/ctio/victor-blanco-4m-telescope/>

# **Chapter 4**

## **Resultados y Discusión**

### **4.1 Procedimiento**

#### **4.1.1 Calibración**

El método de fotometría PSF busca refinar la fotometría de apertura. De este modo, el primer paso por ejecutar fue calibrar los parámetros de *datapars* dentro de las cuales se incluyen el FWHM, el sigma del sky y el min data value. Bajo este fin se seleccionaron entre 20 y 30 estrellas que cumplan los requisitos de una estrella PSF. Heasley los resume como:

1. Ninguna otra estrella de la vecindad contribuye luz alrededor de un radio de fitting centrado en la estrella candidata.
2. Las estrellas cercanas de la estrella candidata son significativamente débiles.
3. No hay columnas o filas o píxeles malos cerca a la estrella candidata.

De este modo, para simplificar el recorrido de candidatas a lo largo de la imagen, se dividió esta en 4 cuadrantes, donde se marcaron las estrellas a evaluar. A partir de estas, se ejecutó la función de *daoeedit* - “a” que efectúa fotometría circular en la posición en que se encuentre el cursor. Dentro del archivo de salida se encuentran estimaciones de centro, sky, skysigma, fwhm<sub>psf</sub> y magnitud. Los valores fueron al final promediados para ser ingresados en *datapars*.

Pese a que se disponen de estimaciones de los valores de cielo y su desviación estándar, sky y skysigma. Estos valores se calcularon manualmente a través de la función de *daoeedit - "a"*, cambiando la posición del cursor a que este se encuentre en una zona “vacía” sin estrellas. Es posible que las estimaciones difieran por zona, esto dependiendo de la concentración de estrellas en esta, por ello se toma el promedio de 30 zonas para tener la variación del cielo en consideración.

#### **4.1.2 DAOFIND**

Previo a la fotometría de apertura, fue necesario tener una lista de coordenadas de estrellas sobre la cual actuar, para ello se implementa la función de *daofind*, el cual convolusiona una Gaussiana de un ancho igual al FWHM ingresado, y analiza sobre picos por encima de un threshold ingresado por el usuario también. El valor de este último, fue evaluado valor por valor, primero en saltos de 1 desde un sigma 2, y después de encontrar un posible estimado, en saltos de 0.25. Mediante la función de *tvmark* se examinó, visualmente, los valores que marcaban las estrellas que se tuvieron en consideración de la galaxia, con la precaución de equilibrar la inserción de ruido con la pérdida de información.

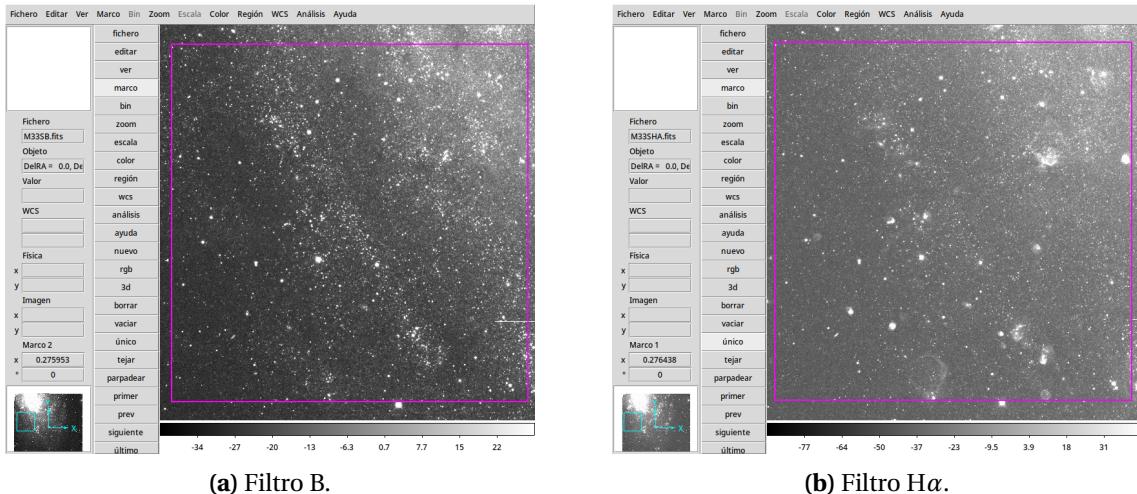
#### **4.1.3 Fotometría de apertura y Fotometría PSF**

Según la teoría presentada en el Capítulo 2, y lo presentado previamente del proceso de la sección anterior, los valores adoptados se presentan en la Tabla 1.

### **4.2 M33**

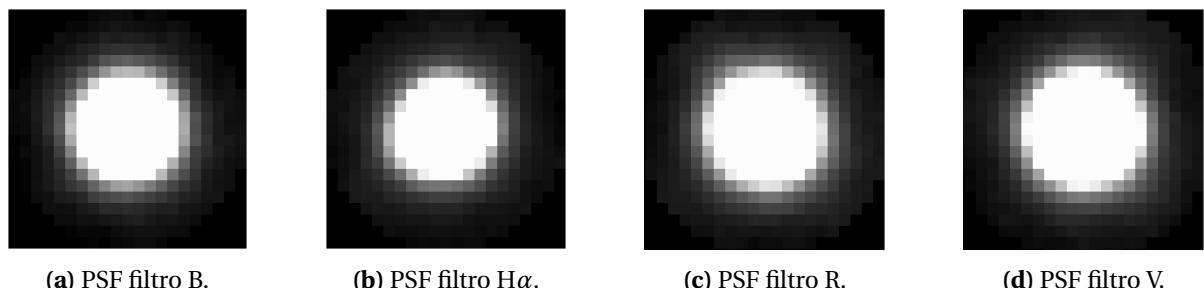
Al tener en consideración que la galaxia de M33 fue recolectada en 3 imágenes mosaico en los datos de (Massey et al., 2006), y que llevar a cabo fotometría en la sección central de la galaxia representaría un método de fotometría completamente diferente debido a no poder identificar fuentes puntuales, y consigo estrellas PSF se selecciona una zona de la galaxia para el análisis. Esta selección fue hecha manualmente al revisar visualmente cuadros de 2000x2000píxeles que contengan la menor cantidad de “burbujas de gas” para Hidrógeno. La Figura 4.1b, muestra recortes del programa ds9 de visualizador de imágenes con extensión .fits para la zona a trabajar de M33, en la parte inferior izquierda se muestra la ubicación de

la zona con respecto al sur de la galaxia.



**Figure 4.1:** Recorte del programa ds9 para la selección de zona a trabajar para la galaxia de M33 de área de 2000x2000 píxeles, en la parte inferior izquierda se muestra la ubicación de la zona con respecto al sur de la galaxia.

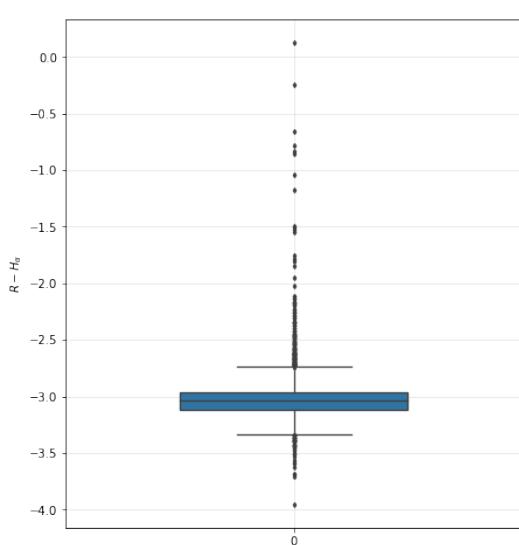
Las funciones PSF obtenidas para los filtros B, R, H $\alpha$  y V son presentadas a continuación en la Figura 4.2, según lo descrito en la sección de procedimiento. En general, las funciones PSF evidencian una geometría circular simétrica como se espera por la teoría. Sin embargo, como se aprecia para el filtro H $\alpha$  la función no es simétrica y está alargada hacia la izquierda. Esto no representa riesgo a la hora de evaluar la calidad de la fotometría y de los datos arrojados por esta, cuando se observa con detalle la imagen, las estrellas tienen una forma similar, por lo que la deformación debe tener origen en algún error sistemático o como se tiene de hipótesis, que hay mayor “turbulencia” por la luz que refleja el gas de Hidrógeno captado en este filtro.



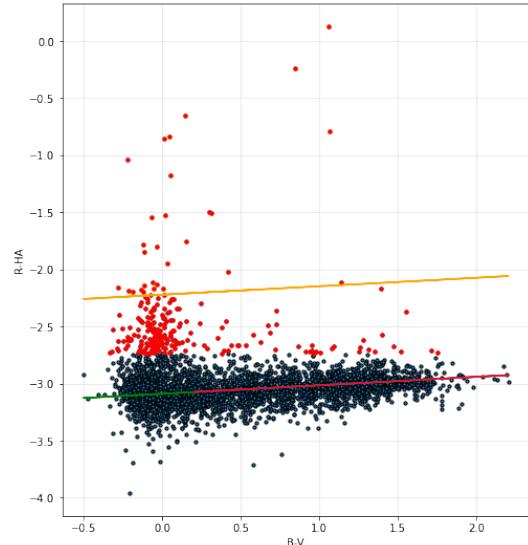
**Figure 4.2:** PSFs en M33.

De los trabajos de (Keller et al., 1999) y (Massey et al., 2006), y en torno al objetivo principal

de este proyecto, la pertenencia de las estrellas a la galaxia es vital, se deben diferenciar estas de aquellas de la Vía Láctea que contaminan la muestra. Para la situación de M33, no se llevó a cabo un proceso de selección de celdas o de filtrar las estrellas según el diagrama magnitud-color. Las coordenadas de la galaxia en sistema de coordenadas galácticas son de  $l = 133.61^\circ$  y  $b = -31.34^\circ$ <sup>1</sup>, se hace un énfasis especial en la latitud galáctica,  $b$ , representa el ángulo medido en grados por encima o por debajo del plano galáctico de la Vía Láctea, con  $0^\circ$  indicando el propio plano. El mapeo de la Vía Láctea en coordenadas galácticas de (Skowron et al., 2019), nos brinda seguridad en que una latitud galáctica mayor a  $20^\circ$  tiene poca contaminación de estrellas. Con lo anterior asegurado, la metodología para identificar las estrellas de emisión en  $H\alpha$  es trazar los outliers en un diagrama de cajas que evalúe el índice de color  $R - H\alpha$ . Estos bigotes en un diagrama de cajas representan los datos que se encuentran alejados en más de 1.5 IQR (Distancia entre los cuartiles 75 y 25), lo que nos indica que estos datos no siguen la misma tendencia que los demás, y por ende, deben ser analizados como otro tipo de estrellas. En la Figura 4.3 se muestran los resultados de este método. En comparación a la metodología de corte por recta de la secuencia principal de (Cabrera, 2019) y (Keller et al., 1999), hay una mayor detección de estrellas con emisión  $H\alpha$ .



(a) Diagrama de Cajas para índice de color  $R - H\alpha$ .

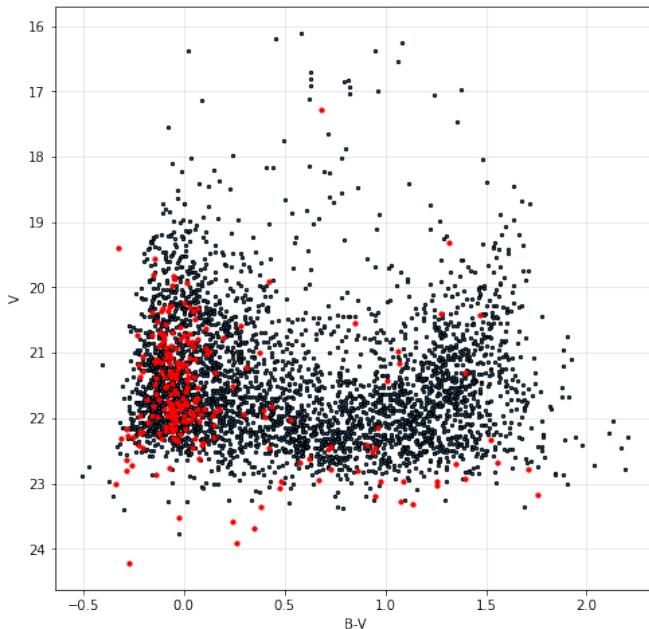


(b) Diagrama color-color.

**Figure 4.3:** Resultados para el proceso de identificación de estrellas con emisión en  $H\alpha$  basado en outliers de diagrama de caja para la galaxia M33. Se evidencia mayor identificación de estrellas con emisión en  $H\alpha$  a comparación del método de corte de recta de la secuencia principal. Se obtuvieron un total de 229 estrellas con emisión  $H\alpha$ .

<sup>1</sup>Datos obtenidos de SIMBAD Astronomical Database - CDS (Strasbourg), (Wenger et al., 2000)

Finalmente, las estrellas detectadas son plasmadas en un diagrama magnitud-color como muestra la Figura 4.4. El diagrama muestra que las estrellas se aglomeran hacia el azul y se observa una distribución dispersa hacia el rojo.



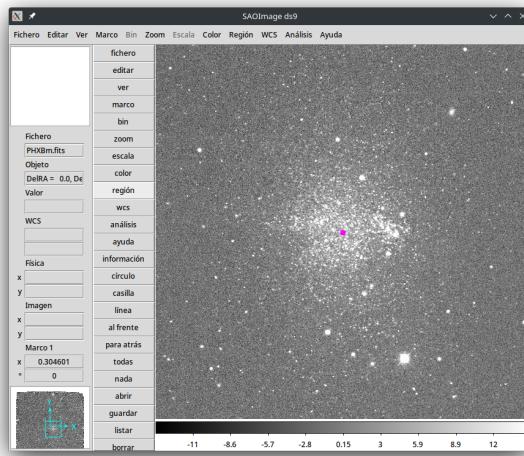
**Figure 4.4:** Diagrama magnitud-color galaxia M33.

### 4.3 Phoenix

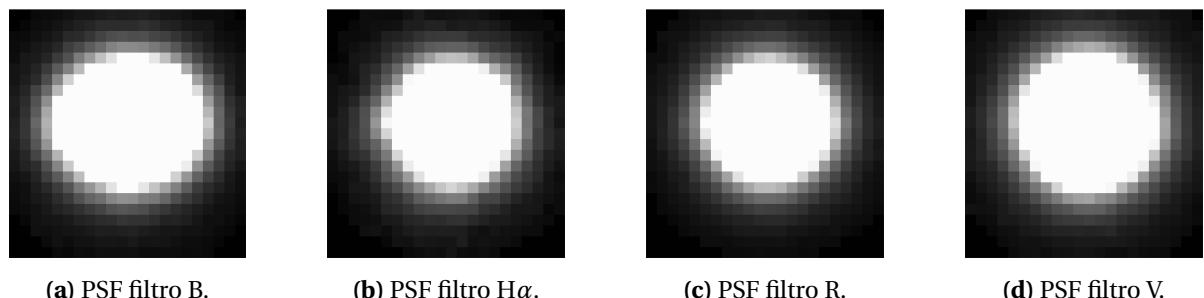
En Phoenix la problemática, en contraste total con el caso de M33, es poca área cubierta de la galaxia enana en el chip. Con tal de asegurar que la mayor cantidad de estrellas analizadas pertenezcan a la galaxia, se llevó a cabo un recorte centrado en la galaxia de 2000x2000 píxeles, como se evidencia en la Figura 4.5.

Las funciones PSF obtenidas para los filtros B, R, H $\alpha$  y V son presentadas a continuación en la Figura 4.6, según lo descrito en la sección de procedimiento. Las funciones PSF evi-dencian una geometría circular simétrica, a excepción del filtro B donde la función no es simétrica y presenta una forma ovalada.

Las coordenadas de la galaxia en sistema de coordenadas galácticas son de  $l = 272.16^\circ$  y  $b = -68.95^\circ$ , lo anterior respalda aún más una mayor pertenencia de estrellas a la galaxia, ya que se está más alejado del disco galáctico de la Vía Láctea. Bajo la misma metodología trazada



**Figure 4.5:** Recorte del programa ds9 para la selección de zona a trabajar para la galaxia enana de Phoenix de área de 2000x2000 píxeles, en la parte inferior izquierda se muestra la ubicación de la zona con respecto a la imagen total.



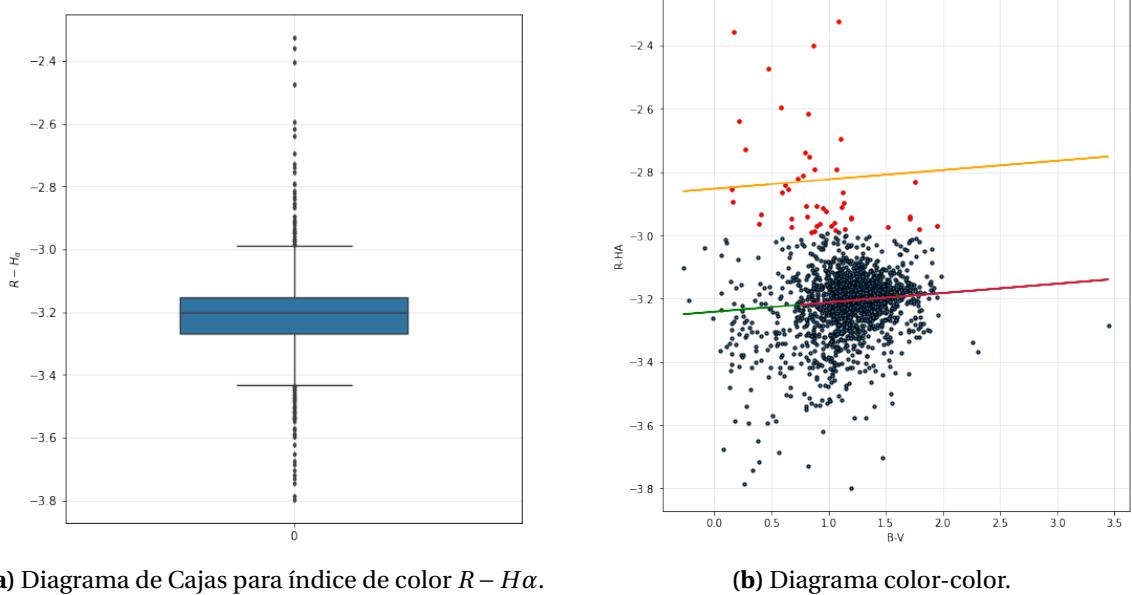
**Figure 4.6:** PSFs en Phoenix.

para M33, la Figura 4.7 muestra los resultados de identificación de estrellas con emisión H $\alpha$  por diagrama de cajas.

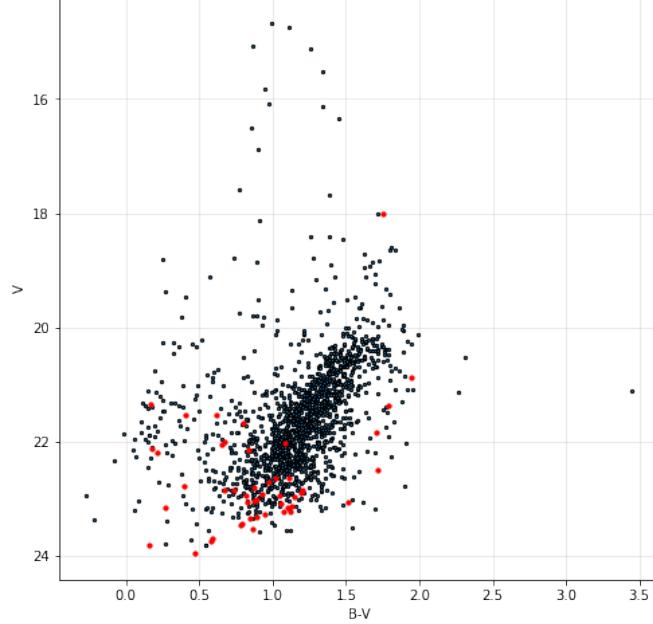
Asimismo, la Figura 4.8 destaca las estrellas detectadas en un diagrama magnitud-color. El diagrama muestra una dominación de supergigantes azules.

## 4.4 Relación con Metalicidad

La sección de resultados concluye al explorar la relación entre la abundancia de estrellas con emisión en H $\alpha$  y la metalicidad de la galaxia anfitriona. Siguiendo el enfoque de (Wisniewski & Bjorkman, 2006), nos centramos en las estrellas azules con un índice de color B-V en el

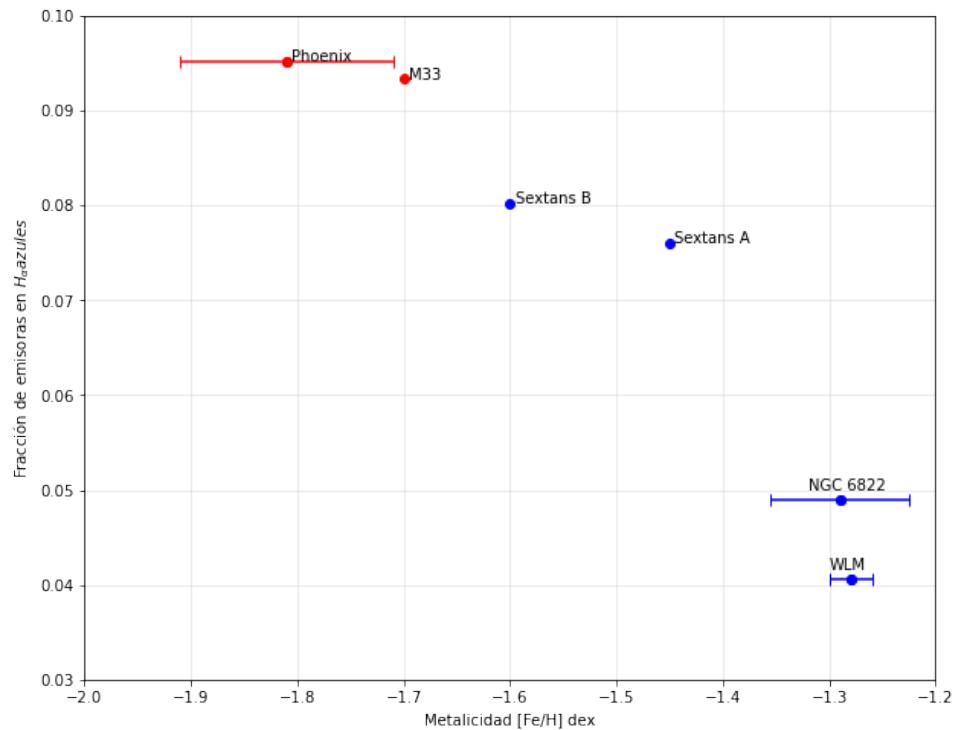


**Figure 4.7:** Resultados para el proceso de identificación de estrellas con emisión en  $H\alpha$  basado en outliers de diagrama de caja para la galaxia Phoenix. Se evidencia mayor identificación de estrellas con emisión en  $H\alpha$  a comparación del método de corte de recta de la secuencia principal. Se obtuvieron un total de 48 estrellas con emisión  $H\alpha$ .



**Figure 4.8:** Diagrama magnitud-color galaxia Phoenix.

rango de [-0.5, 0.5] y calculamos la fracción de estas estrellas en comparación con el total de estrellas en la imagen analizada. Estos resultados se presentan visualmente en función de los valores de metalicidad reportados en la sección de Galaxias del Grupo Local en el Capítulo 1. Además, incorporamos los hallazgos del estudio de (Cabrera, 2019) para respaldar la hipótesis de una mayor prevalencia del fenómeno Be en entornos con baja metalicidad. La inclusión de estos resultados refuerza aún más esta hipótesis, ya que revela una tendencia evidente en la gráfica mostrada en la Figura 4.9.



**Figure 4.9:** Fracción de estrellas con emisión en H $\alpha$  azules en función de la metalicidad.

# **Chapter 5**

## **Conclusiones**

Del presente trabajo se pueden concluir los siguientes puntos.

- Se realizó fotometría PSF sobre las galaxias M33 y Phoenix. Se obtuvieron diagramas de color-magnitud con filtros V y B con similitudes notables a los presentados en la literatura (Massey et al., 2006).
- Se realizaron diagramas color-color con los índices R-H $\alpha$  y B-V para las galaxias M33 y Phoenix, obteniendo un total de 203 estrellas con emisión H $\alpha$ .
- Un estudio sobre cómo influye la metalicidad de las galaxias en el número de estrellas azules que emiten H $\alpha$  revela que los entornos con baja metalicidad tienden a favorecer su existencia.

**Tabla 1:** Parámetros de la Fotometría en IRAF<sup>a</sup>

Galaxia	Filtro	FWHM	sky $\sigma$	datamax/min	readnoise	epadu	exposure	xairmass	threshold <sup>b</sup>	apprad/psfrad <sup>c</sup>	ftrad	annulus
Phoenix	V	4.468947	4.362632	480000/-20.41842	8.55	2.4875	60	1.047	2.25	9/14	5	14
Phoenix	B	4.7415	2.5355	480000/-13.1375	8.55	2.4875	60	1.037	3	10/14	5	15
Phoenix	R	4.277	6.405	480000/-32.225	8.55	2.4875	50	1.063	2.5	9/13	5	14
Phoenix	H $\alpha$	3.3085	2.82	480000/-12.54	8.55	2.4875	300	1.033	2.75	7/13	4	12
M33	V	3.347667	5.5571	37000/-65.79683	5.325	2.75	60	1.059	3	10/11.5	3.4	15
M33	B	3.208	2.93865	37000/-34.56734	5.325	2.75	60	1.037	3	9.6/10.4	3.3	15
M33	R	3.250333	9.232067	37000/-91.83897	5.325	2.75	50	1.085	3.25	10/11	3.3	15
M33	H $\alpha$	2.888667	4.4422	37000/-55.24467	5.325	2.75	300	1.173	3	9/10.5	3	15

<sup>a</sup>Los parámetros que se mantuvieron constantes en todos los casos son: calgori=centroid, cbox=5, salgori=mode.

<sup>b</sup>Para *daofind*

<sup>c</sup>Para Phoenix, se usa un *dannulus*=*apprad*. Para M33, al ser una galaxia con una mayor población, se usa *dannulus*=*cboxwidth*, donde *cboxwidth*=5

# References

- Cabrera, J. F. (2019). *Detección de estrellas extragalácticas con emisión en h* (Pregrado). Universidad de los Andes, Bogota, Colombia.
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. (2006). An introduction to modern astrophysics and cosmology. *2nd edition. San Francisco: Pearson.*
- Catelan, M., & Smith, H. A. (2015). *Pulsating stars*. John Wiley & Sons.
- Cioni, M.-R. (2009). The metallicity gradient as a tracer of history and structure: the Magellanic Clouds and M33 galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, 506(3), 1137–1146.
- Freedman, W. L., Wilson, C. D., & Madore, B. F. (1991). New Cepheid distances to nearby galaxies based on bvri CCD photometry. II-The local group galaxy M33. *Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X)*, vol. 372, May 10, 1991, p. 455-470., 372, 455–470.
- Gallart, C., Martínez-Delgado, D., Gómez-Flechoso, M., & Mateo, M. (2001). Radial velocity of the Phoenix dwarf galaxy: linking stars and HI gas. *The Astronomical Journal*, 121(5), 2572.
- Grebel, E., & Richtler, T. (1991). The metallicity of the young SMC cluster NGC 330 and its environment derived from CCD Stromgren photometry. *The Messenger*, 64, 56–56.
- Grebel, E., Richtler, T., & De Boer, K. (1992). Be-star surveys with CCD photometry-part one-NGC330 and its high Be-star content. *Astronomy and Astrophysics*, 254, L5.
- Holtzman, J. A., Smith, G. H., & Grillmair, C. (2000). Stellar populations in the Phoenix dwarf (drr/dsph) galaxy as observed by Hubble space telescope WFPC2. *The Astronomical Journal*, 120(6), 3060.
- Howell, S. B. (2006). *Handbook of CCD astronomy* (Vol. 5). Cambridge University Press.
- Johnson, H. L. (1955). A photometric system. In *Annales d'astrophysique* (Vol. 18, p. 292).
- Kaler, J. B. (2011). *Stars and their spectra: an introduction to the spectral sequence*. Cambridge University Press.
- Karachentsev, I. D., Karachentseva, V. E., Huchtmeyer, W. K., & Makarov, D. I. (2004). A catalog of neighboring galaxies. *The Astronomical Journal*, 127(4), 2031.

- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. (2007). *Fundamental Astronomy*. 5th Edition. Springer. doi: 10.11119/1.2342728
- Keller, S. C., Wood, P. R., & Bessell, M. S. (1999). Be stars in and around young clusters in the Magellanic Clouds. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 134(3), 489.
- Kogure, T., & Leung, K.-C. (2010). *The astrophysics of emission-line stars* (Vol. 342). Springer Science & Business Media.
- Krumholz, M. R. (2017). *Star Formation*. WORLD SCIENTIFIC. Retrieved from <https://www.worldscientific.com/doi/abs/10.1142/10091> doi: 10.1142/10091
- Martínez-Delgado, D., Gallart, C., & Aparicio, A. (1999). The stellar content of the Local Group dwarf galaxy Phoenix. *The Astronomical Journal*, 118(2), 862.
- Massey, P. (1998). Evolved Massive Stars in the Local Group. I. Identification of red supergiants in NGC 6822, M31, and M33. *The Astrophysical Journal*, 501(1), 153.
- Massey, P., Olsen, K., Hodge, P., Jacoby, G., McNeill, R., Smith, R., & Strong, Shay. (2007). 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. doi: 10.1086/513319
- Massey, P., Olsen, K., Hodge, P., Strong, S., Jacoby, G., Schlingman, W., & Smith, R. (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. doi: 10.1086/503256
- McLean, I., & Liu, T. (1996). Very Luminous Giant Stars in the Central Region of M33. *The Astrophysical Journal*, 456, 499.
- Mitchell, S. (1947). Chromospheric Spectrum from Ten Eclipse Expeditions. *Publications of the Leander McCormick Observatory*, 9, 213–247.
- Nolte, D. D. (2020). The fall and rise of the Doppler effect. *Physics Today*, 73(3), 30–35.
- Robles-Valdez, F., Carigi, L., & Peimbert, M. (2013). Outside-in stellar formation in the spiral galaxy M33. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 429(3), 2351–2360.
- Romanishin, W. (2006). An introduction to astronomical photometry using CCDs. *University of Oklahoma*, 17.
- Rowe, J., Richer, H., Brewer, J., & Crabtree, D. (2005). Carbon stars and other luminous stellar populations in M33. *The Astronomical Journal*, 129(2), 729.
- Skowron, D. M., Skowron, J., Mróz, P., Udalski, A., Pietrukowicz, P., Soszyński, I., ... others (2019). Mapping the northern galactic disk warp with classical cepheids. *arXiv preprint arXiv:1912.11142*.
- Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., Dubois, P., Bonnarel, F., Borde, S., ... others (2000). The simbad astronomical database-the cds reference database for astronomical objects.

- Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 143(1), 9–22.
- Wisniewski, J. P., & 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.