Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Condición física del gas ionizado en NGC 1569 usando datos del GTC/MEGARA

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

Licenciado en Física

por

Luz Itzel Álvarez Cruz

Asesorada por

Dr. Yalia Divakara Mayya (INAOE)

(Co-asesor) Dr. Ricardo Agustín Serrano

Puebla Pue.
Marzo de 2021

Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Condición física del gas ionizado en NGC 1569 usando datos del GTC/MEGARA

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

Licenciado en Física

por

Luz Itzel Álvarez Cruz

Asesorada por

Dr. Yalia Divakara Mayya (INAOE)

(Co-asesor) Dr. Ricardo Agustín Serrano

Puebla Pue.
Marzo de 2021

Título: Condición física del gas ionizado en NGC 1569 usando datos del GTC/MEGARA
Estudiante: Luz Itzel Álvarez Cruz

COMITÉ

Dra. Ana Aurelia Avilez López
Presidente

Dr. Abraham Luna Castellanos
Secretario

M. C. Gregorio Rogelio Cruz Reyes
Vocal

Dr. Javier Zaragoza Cardiel
Vocal

Dr. Yalia Divakara Mayya (INAOE)
Asesor

(Co-asesor) Dr. Ricardo Agustín Serrano
Co-asesor

A mis padres

Para ser astrónomo son indispensables las matemáticas,
la física y otras cosas mágicas e incomprensibles.

Guillermo Haro
El Universo o nada. Elena Poniatowska

Índice general

1. Introducción **1**
- 1.1. Objetivos . . . 1
- 1.2. Espectro electromagnético . . . 1
- 1.3. Nebulosas gaseosas . . . 5
  - 1.3.1. Tipos de nebulosas gaseosas . . . 6
  - 1.3.2. Nebulosa difusa o Región H II . . . 7
- 1.4. Galaxias . . . 8
  - 1.4.1. Clasificación de las galaxias . . . 8
  - 1.4.2. Galaxias con formación estelar . . . 11
  - 1.4.3. Galaxias *starburst* . . . 11
- 1.5. Propiedades físicas . . . 13
  - 1.5.1. Extinción Interestelar . . . 13
  - 1.5.2. Temperatura electrónica . . . 14
  - 1.5.3. Densidad de electrones . . . 16

2. Datos observacionales **23**
- 2.1. Telescopios ópticos . . . 23
- 2.2. Gran Telescopio de Canarias . . . 24
  - 2.2.1. MEGARA . . . 25
- 2.3. NGC 1569 . . . 25
- 2.4. Datos observacionales . . . 27

3. Análisis de datos **29**

4. Resultados **39**
- 4.1. Extinción interestelar . . . 39
- 4.2. Temperatura electrónica . . . 40
- 4.3. Densidad electrónica . . . 43

5. Conclusiones **49**

Agradecimientos **51**

Bibliografía **53**

Índice de tablas

1.1. Valor de la ley de extinción f(λ) de acuerdo a *Cardelli et al. (1989).* 14

2.1. Propiedades generales de la Galaxia NGC 1569. 26

3.1. Coordenadas WCS para las regiones estudiadas. 30
3.2. Flujos medidos para cada línea de emisión. 38

4.1. Resultados obtenidos para el factor de corrección interestelar. 42
4.2. Resultados obtenidos para la temperatura electrónica. 44
4.3. Resultados obtenidos para la densidad electrónica. 46

Capítulo 1

Introducción

1.1. Objetivos

Objetivo general
Analizar las líneas de emisión del espectro en longitud de onda óptica para derivar propiedades físicas, como densidad y temperatura electrónica, así como la extinción interestelar del gas ionizado que rodea los dos súper cúmulos estelares en la galaxia NGC 1569.

Objetivos específicos

1. Comprender el fenómeno físico que genera líneas de emisión en una región ionizada.
2. Comprender la física involucrada en el estudio de las nebulosas ionizadas por formación estelar.
3. Estudiar las estructuras atómicas de los iones de [O III] y [S II] y su papel en la determinación de temperatura y densidad electrónica.
4. Obtener el factor de corrección interestelar de las regiones a estudiar.
5. Determinar la temperatura electrónica en las regiones a estudiar.
6. Determinar la densidad electrónica en las regiones a estudiar.
7. Interpretar la condición física de las regiones ionizadas de los súper cúmulos NGC 1569 A y NGC 1569 B.

1.2. Espectro electromagnético

El estudio del espectro electromagnético ha sido una herramienta fundamental en diversas ramas de la física, entre ellas la astrofísica, sin embargo su comprensión tiene una historia larga. Ya que aunque se conocían las propiedades y características de la radiación electromagnética fue hasta el desarrollo de la teoría de campos electromagnéticos de James Clerck Maxwell en el año de 1873, así como con los resultados experimentales de Heinrich Hertz en 1887 que se asoció a la luz visible, la radiación infrarroja, ultravioleta y las ondas de radio dentro de un mismo conjunto que tenía las mismas propiedades, principalmente que viajan a la misma velocidad, la velocidad de la luz (c) [1].

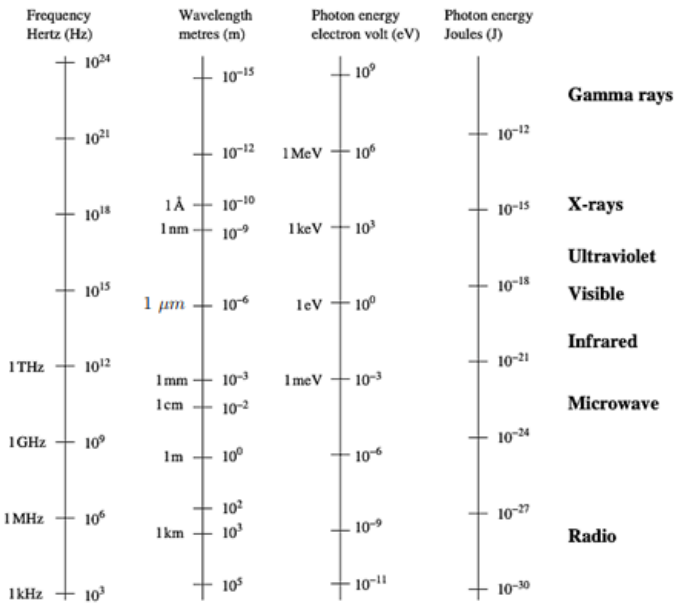


Figura 1.1: Espectro electromagnético. [3].

Hoy en día conocemos un amplio espectro de ondas electromagnéticas. «Ciertas regiones del espectro electromagnético están identificadas por leyendas conocidas, por ejemplo, rayos X y ondas de radio. Estas leyendas denotan escalas de longitud de onda definidas de forma aproximada» [2] En la Figura 1.1 podemos observar un panorama general del espectro electromagnético para diferentes longitudes de onda. Por su importancia en nuestra vida diaria la región más pequeña y mejor definida del espectro electromagnético es la región visible, la cual cubre longitudes de onda entre 4000 Å y 7000 Å [3]. Mediante la luz proveniente de las estrellas, los astrónomos logran identificar una gran cantidad de información mediante los espectros de absorción o de emisión de ellas.

> En 1814, Joseph von Fraunhofer usó un prisma para difractar un haz de luz del Sol. En lugar de obtener un arcoiris de colores como se había observado desde Newton, Fraunhofer vió algunas líneas oscuras, el primer paso para entender las observaciones de Fraunhofer se dio a mediados del siglo XIX con los experimentos de Gustav Kirchhoff y Robert Bunsen. Ellos estudiaron el color de la luz emitida cuando se quemaban metales. Encontraron que en algunos casos las longitudes de onda de la luz emitida encajaban perfectamente con las líneas de Fraunhofer. Estos experimentos demostraron que las líneas de Fraunhofer son consecuencia directa de la composición atómica del Sol. Esto fue un resultado empírico, por lo cual se dió una explicación hasta el siglo XX con el desarrollo de la mecánica cuántica [3].

Un átomo puede absober luz si el electrón brinca a un nivel de mayor energía o emitir luz si el electrón decae a un nivel de menor energía [3].
En radiación electromagnética hay tres formas posibles de transición entre dos estados de energía E_0 y E_1 de un átomo, la primera ocurre si el átomo está inicialmente en un estado menor E_0 entonces al absorber un fotón de energía $E_1 - E_0 = h\nu$ sucede el proceso llamado absorción estimulada, la segunda forma llamada emisión espontánea ocurre si el átomo está inicialmente en un estado superior E_1 (estado excitado) puede decaer a un nivel E_0 emitiendo un fotón de energía $h\nu$, es espontánea porque no fue activada por ninguna influencia externa; la tercera posibilidad es la conocida como emisión estimulada, en la cual un fotón incidente de energía $h\nu$ causa una transición de E_1 a E_0, cabe mencionar que en la emisión estimulada el fotón emitido es en todas las

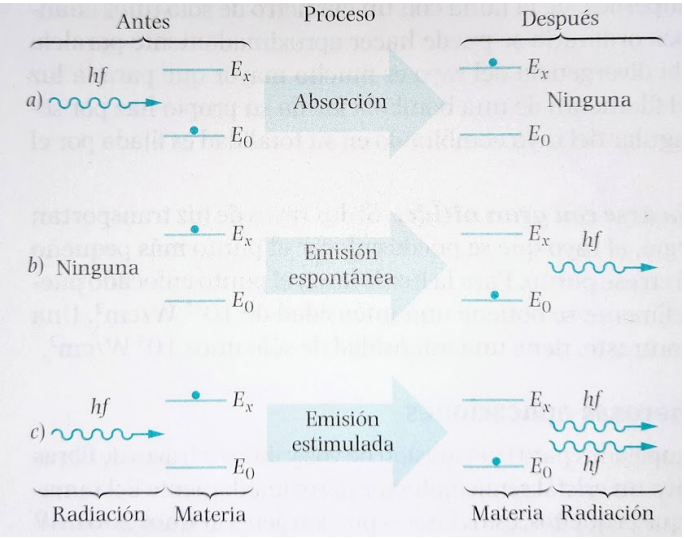


Figura 1.2: Procesos de absorción, emisión espontánea y emisión estimulada [2].

formas idéntico al fotón estimulador, así las ondas relacionadas con los fotones tienen las misma energía, fase, polarización y dirección de movimiento [4] [2]. En la Figura 1.2 se observan estos procesos.

Para profundizar un poco más en la emisión estimulada consideremos un conjunto de N_i átomos en un estado i y N_j en un estado de mayor energía j que están en equilibrio térmico a temperatura T con frecuencia ν y densidad de energía $u(\nu)$, ahora el número $N_{i\to j}$ de átomos por segundo que absorben fotones está dado por

$$N_{i\to j} = N_i B_{ij} u(\nu) \tag{1.1}$$

y el número de átomos por segundo que decaen del estado j al estado i, es decir, emiten fotones, está dado por

$$N_{j\to i} = N_i[A_{ji} + B_{ji} u(\nu)] \tag{1.2}$$

donde B_{ij} y B_{ji} son constantes que dependen de las propiedades de los estados i y j así como de la probabilidad de absorción y de emisión estimulada, la constante A_{ji} es la probabilidad de que un átomo decaiga espontáneamente del estado j al estado i [4].

Líneas espectrales

El espectro de los elementos viene dado por el cambio de los niveles de energía del átomo; los niveles dependen únicamente del número cuántico n. «Se encontró que las longitudes de onda en el espectro de un elemento caen en conjuntos llamados líneas espectrales. La primera de estas series fue descubierta por J. J. Balmer en 1885 cuando estudiaba la parte visible del espectro del Hidrógeno» [4]. La fórmula de Balmer para las longitudes de onda de esta serie es

$$\frac{1}{\lambda} = R\left(\frac{1}{2^2} - \frac{1}{n^2}\right), n = 3, 4, 5... \tag{1.3}$$

La cantidad R es conocida como la constante de Rydberg y tiene un valor de R$= 1.097\times10^7$ m^{-1} $=$ 0.01097 nm^{-1}

Para estas líneas conocidas como la serie de Balmer, cada línea tiene un nombre común asignado, la línea correspondiente al valor $n = 3$ es denotada comúnmente por H_α y tiene un valor de 6563 Å, la siguiente para $n = 4$ se denota H_β y tiene un valor de 4861 Å, la siguiente para $n = 5$ se denota H_γ y tiene un valor de 4341 Å y así sucesivamente [4].

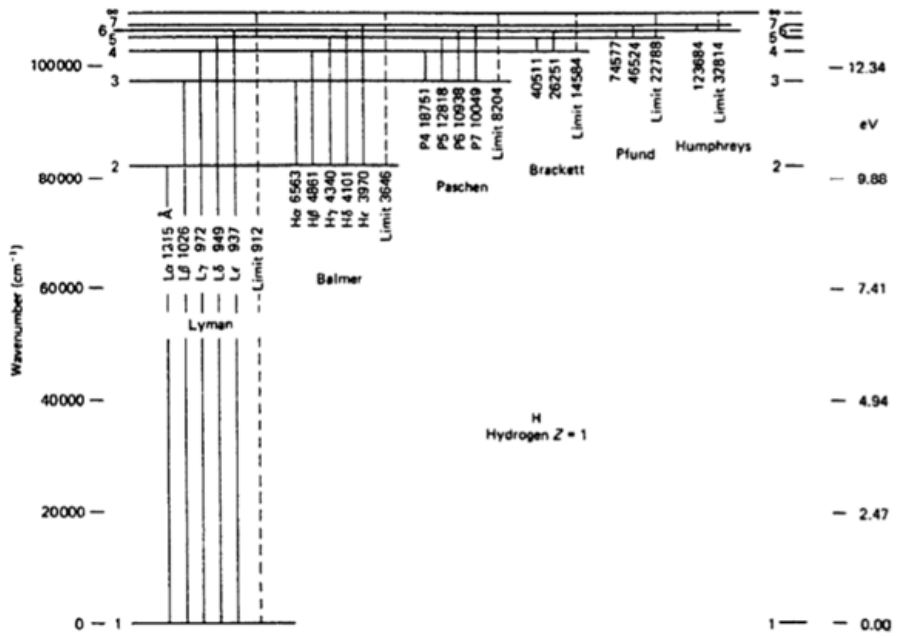


Figura 1.3: Líneas espectrales para el átomo de hidrógeno [3].

Las líneas espectrales del Hidrógeno en la parte ultravioleta e infrarroja del espectro vienen de otras series que se pueden describir mediante la fórmula de Rydberg dada por la ecuación

$$\frac{1}{\lambda} = R\left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2}\right), n_1 < n_2.. \tag{1.4}$$

que fue construida por el físico sueco Johannes Rydberg para modelar las observaciones de Balmer y de otros científicos [3], en la Figura 1.3 se pueden observar las diferentes líneas espectrales para el átomo de hidrógeno .

La parte ultravioleta viene dada por la serie de Lyman que contiene longitudes de onda dadas por la fórmula

$$\frac{1}{\lambda} = R\left(\frac{1}{1^2} - \frac{1}{n^2}\right), n = 2, 3, 4... \tag{1.5}$$

En el infrarrojo, hay tres series espectrales cuyas longitudes de onda vienen dadas por las fórmulas

$$\frac{1}{\lambda} = R\left(\frac{1}{3^2} - \frac{1}{n^2}\right), n = 4, 5, 6... \tag{1.6}$$

$$\frac{1}{\lambda} = R\left(\frac{1}{4^2} - \frac{1}{n^2}\right), n = 5, 6, 7... \tag{1.7}$$

$$\frac{1}{\lambda} = R\left(\frac{1}{5^2} - \frac{1}{n^2}\right), n = 6, 7, 8... \tag{1.8}$$

Estas series se conocen por nombres, Paschen ($n_1 = 3$), Brackett ($n_1 = 4$) y Pfund ($n_1 = 5$), respectivamente.

Finalmente se debe destacar que cada elemento tiene un espectro de líneas único en el cual el número, la intensidad y longitudes de onda exactas del espectro dependen de la temperatura, la presión, la presencia de campos eléctricos y magnéticos y el movimiento de la fuente. De esta manera es posible decir qué elementos están presentes en una fuente de ondas electromagnéticas y

Figura 1.4: Región de formación estelar conocida como Nebulosa Cabeza de Caballo que se encuentra en la Nube Molecular de Orión, en ella podemos observar en color naranja el polvo y gas interestelar. En color azul λ15370 Å y en naranja λ11534 Å. Hubble/NASA/ESA [6].

obtener información sobre su estado físico examinando el espectro; siendo así como los astrónomos logran identificar una gran cantidad de información proveniente de los cuerpos celestes estudiando sus espectros de absorción o de emisión.

1.3. Nebulosas gaseosas

«Una nebulosa gaseosa es un plasma ionizado de baja densidad, existe una gran variedad de estos objetos cuyas densidades se encuentran en un rango de unos pocos iones o electrones/cm^3 hasta el orden $10^{12}/cm^3$. Muchas nebulosas gaseosas están ionizadas por radiación emitida por estrellas calientes, mayormente en el rango (30 000K<T<150 000K) o por objetos no térmicos como ocurre en galaxias con núcleos activos como Seyferts o quásares.»[5]. Además se observan como objetos brillantes en el cielo. Un ejemplo de nebulosa gaseosa con región de formación estelar es la Nebulosa Cabeza de Caballo (Figura 1.4) y algunas como la Nebulosa de Orión (Messier 42) son observables a simple vista, aunque también existen nebulosas menos luminosas o que están mayormente afectadas por la extinción interestelar que no se observan en imágenes ordinarias, pero son observables con exposiciones largas usando filtros que correspondan a la longitud de onda de la línea de emisión de la nebulosa que es más marcada y así el fondo y las radiaciones son retiradas.

Es importante mencionar que «el brillo superficial de una nebulosa es independiente de la distancia, pero las nebulosas más distantes tienen un tamaño angular reducido y una extinción interestelar considerable, por lo tanto las nebulosas galácticas más estudiadas son las que se encuentran más cerca» [7].

Sin embargo, para poder comprender el estudio de una nebulosa gaseosa existen dos conceptos que son importantes de mencionar, estos son las líneas prohibidas y las líneas permitidas.

Las líneas prohibidas son líneas de emisión que se generan cuando el gas tiene condiciones particulares, por ejemplo, cuando su densidad electrónica es baja, esto es, del orden del 10^2 o 10^3 electrones por centímetro cúbico. Ya que en densidad baja existe un número reducido de

colisiones entre las partículas lo que permite que los niveles electrónicos no se despueblen mediante desexcitaciones colisionales sino mediante radiación de fotones. Así, las líneas prohibidas no se pueden producir mediante transiciones de dipolo eléctrico y sus probabilidades de transición son bajas [5], es por estas características que reciben el nombre de prohibidas.
Un línea prohibida se denota en astrofísica en corchetes, por ejemplo si consideramos la líneas prohibidas para el oxígeno dos veces ionizado se escribirán como [O III] seguida de longitud de onda del fotón radiado.
Por otro lado, las líneas permitidas cumplen las reglas de selección para la transición dipolar eléctrica, un ejemplo de líneas permitidas son las líneas de emisión de Hidrogéno que generan la serie de Balmer.
De esta manera, respecto a los espectros electromagnéticos observados en una nebulosa gaseosa, estos son espectros electromagnéticos de líneas de emisión los cuales «están dominados por líneas prohibidas de elementos comunes como [O III][1] λ 4959, λ5007 en el verde, [N II] λ6548, λ6583 y [S III] λ 9069, λ9523 en el rojo y [O II]λ 3726, λ3729 en el ultravioleta que aparece como un doblete en la línea λ3727» [7].

Además son observables las líneas permitidas de hidrógeno $H_\alpha\lambda$6563 en el rojo, $H_\beta\lambda$4861 en el azul, $H_\gamma\lambda$4340 en el violeta y así sucesivamente son particulares de cada espectro nebular.
Con una exposición larga se extienden las intensidades que son observables y se muestran líneas débiles prohibidas y líneas de elementos comunes como CII, CIII, CIV, OII, entre otros.
Cabe destacar que es posible observar todos los estados importantes de ionización de una región en particular.
Otro dato relevante es que muchas nebulosas tienen reflexión, que consiste en que la luz de las estrellas está difuminada por el polvo. Además, la cantidad de polvo varía de nebulosa a nebulosa y el tamaño de la región con mayor concentración de polvo también varía.
Por otro lado, en la radiación infrarroja, el espectro continuo nebular (en la Figura 3.6b se muestra señalado el continuo nebular) es mayormente radiación térmica emitida por el polvo [7].

1.3.1. Tipos de nebulosas gaseosas

La imagen de las nebulosas gaseosas puede depender tanto de la longitud de onda en la que se está observando como de que tan cerca se encuentran del conjunto de estrellas dentro de ellas.
Si se observan en la longitud de onda óptica se pueden tener los siguientes tipos de nebulosas:

Nebulosa obscura

En estas nebulosas «una nube de gas y polvo colocada en un rico campo de estrellas de fondo bloquearía la mayor parte o la totalidad de la luz de las estrellas detrás de ella» [8] por lo que estas nebulosas se observan como agujeros obscuros en el cielo.

Nebulosa de reflexión

En las nebulosas de reflexión el gas y polvo que rodean al grupo de estrellas brilla por la luz reflejada, este fenómeno se explica por la dispersión de la luz debida a los granos de polvo. (Ver Figura 1.5) También es debido a esto que las nebulosas de reflexión suelen verse más azules que la luz directa de las estrellas ya que la luz azul se dispersa más que la luz roja. [8]

Remanente de supernova

Las remanentes de supernova son estructuras nebulosas que resultan de la explosión de una estrella como supernova cuando el frente de choque en expansión golpea el medio interestelar [5].

» [1]La notación [O III] se usa en astronomía para indicar el ion O^{2+}, es decir, el ion de oxígeno dos veces ionizado.

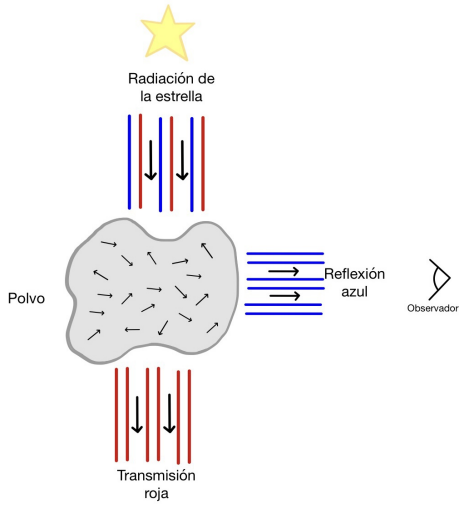


Figura 1.5: Fenómeno de dispersión de la luz debido los granos de polvo interestelar.

En los remanentes de supernova la emisión óptica suele ser más intensa y sus espectros están dominados por líneas de emisión [8].

Región H II

Las regiones H II son zonas del medio interestelar en las cuáles la mayor parte del hidrógeno está ionizado. Esto ocurre principalmente con el gas que rodea a una estrella de tipo espectral O, ya que estas estrellas radian fotones ultravioleta que ionizan el hidrógeno alrededor de la estrella [9].
Este tipo de nebulosas son el objeto de estudio del presente trabajo por lo que se profundiza en sus propiedades en la siguiente sección.

1.3.2. Nebulosa difusa o Región H II

Las nebulosas difusas o regiones H II son regiones de gas interestelar en las cuáles las estrellas de excitación son estrellas calientes, clasificadas espectroscópicamente como tipo O o tipo B donde la temperatura efectiva de estás estrellas están en el rango de $3{\times}10^4K < T_* < 5{\times}10^4K$.
Ejemplos de estas regiones son la nebulosa de Orión o la nebulosa η Carina. Estos objetos pueden dar la impresión de nubes densas de gas que es neutro en un inicio, pero que está sujeto a un flujo continuo de fotones ultravioleta proveniente de una estrella caliente.
Frecuentemente, hay más de una estrella de ionización, esto quiere decir que pueden existir conjuntos de estrellas como, estrellas múltiples o cúmulos estelares, los cuáles serían entonces el objeto astronómico principal en generar fotones que puedan ionizar los átomos de Hidrógeno.
De esta manera, las estrellas, que de hecho formaban parte de la materia de la misma nebulosa ahora la ionizan e iluminan.
«Densidades típicas en la parte ionizada de la nebulosa son del orden de 10 o $10^2 cm^{-3}$ llegando las más altas a $10^4 cm^{-3}$, así como masas típicas del orden de 10^2 a 10^4 masas solares, siendo el límite inferior dependiente de la sensibilidad del método observacional usado»[7].
El espectro electromagnético de las regiones HII contiene líneas de emisión de Hidrógeno, Helio y otros iones y elementos abundantes [7].
Estas nebulosas difusas se observan no sólo en nuestra galaxia sino también en otras galaxias como NGC 604 una región de formación estelar que se encuentra en M33, también conocida como la galaxia de Triángulo (Figura 1.6).

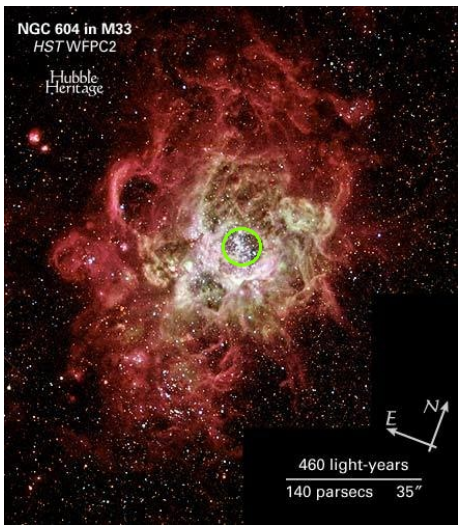


Figura 1.6: Imagen de la región de formación estelar NGC 604 en la galaxia M33. Se observa el cúmulo ionizante en el centro de la galaxia. Esta imagen fue tomada usando los filtros F336W (U), F375N ([O II]), F487N (H_β), F502N ([O III]), F555W (V), F656N (H_α), F658N ([N II]), F673N ([S II]), F814W (I), F953N ([S III]) NASA/Hubble [10].

Las regiones H II están concentradas sobretodo en los brazos espirales de las galaxias, lo que las convierte en los mejores objetos para trazar la estructura de los brazos espirales en las galaxias distantes.

1.4. Galaxias

Una galaxia es una estructura estable gigantesca que se constituye de estrellas y gas en diferentes fases, interactuando con campos magnéticos y rayos cósmicos. La distribución superficial de la luz que emiten disminuye desde el centro hacia las partes externas. En el centro de muchas galaxias existe un punto brillante o núcleo compacto que puede algunas veces ser tan brillante que abruma la radiación normal de la galaxia[9].
La luminosidad del brillo normal de una galaxia es del orden de 10^{12} luminosidades solares, pero existe una gran cantidad de galaxias que son menos luminosas, las galaxias menos luminosas que se han descubierto son del orden del 10^5 luminosidades solares. Debido a que con el tiempo se descubrieron galaxias cada vez más pequeñas el límite entre galaxias y cúmulos estelares se volvió difuso por lo que fue necesario redefinir a las galaxias como un sistema estelar que además contiene materia obscura. [9]

1.4.1. Clasificación de las galaxias

En 1936 Edwin Powell Hubble en su libro «The Realm of the Nebulae» propuso una clasificación morfológica de las galaxias de acuerdo a observaciones realizadas en la longitud de onda óptica, donde la clasificación consta de tres categorías primarias.

> Este esquema de clasificación morfológica, conocido como la secuencia de Hubble, divide las galaxias en elípticas (E's), espirales e irregulares (Irr's). Las espirales se subdividen en dos secuencias paralelas, las espirales normales (S's) y las espirales barradas (SB's).

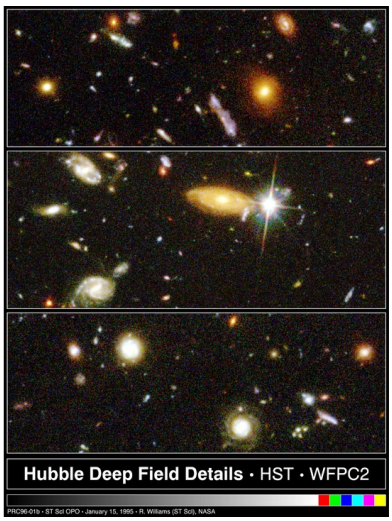


Figura 1.7: Hubble Deep Field. En esta imagen se pueden observar diferentes galaxias y la forma estructural de cada una. Se observa en azul λ450 nm, verde λ606 nm y rojo λ814 nm. [11]

> Una clase de galaxias de transición entre elípticas y espirales, son conocidas como lenticulares, puede ser normal (S0's) o barrada (SB0's). Luego, Hubble dispuso su secuencia morfológica en forma de un diagrama de diapasón, que se muestra en la figura 1.8, que muestra explícitamente los dos tipos de espirales. Hubble pensó originalmente (incorrectamente) que el diagrama de diapasón podría interpretarse como una secuencia evolutiva de las galaxias. Como resultado, se refirió a las galaxias hacia la izquierda del diagrama como tipos tempranos y a las de la derecha como tipos tardíos, terminología que todavía se usa ampliamente en la actualidad. [12]

En la Figura 1.7 se muestra la imagen conocida como de Campo Profundo o Hubble Deep Field (HDF) tomada con el Telescopio Espacial Hubble donde se observan varios cientos de galaxias y sus formas.

Galaxias elípticas

Las galaxias elípticas tienen forma de elipsoide (triaxial) o de esferoide (biaxial). En su clasificación, Hubble las subdivide de acuerdo a la elongación de la imagen aparente proyectada sobre el plano del cielo. Así, para clasificar a las galaxias elípticas se utiliza la notación *En* donde *E0* sería una galaxia que parece circular y *E7* una galaxia elongada. Otro aspecto importante de estas galaxias es que no tienen eje de rotación y en ellas las estrellas se mueven siguiendo trayectorias aleatorias, además, no tienen grandes cantidades de gas o de polvo libres, por lo tanto no hay formación estelar efectiva y sus estrellas son sobre todo viejas. [14]

Galaxias lenticulares

Las galaxias lenticulares tienen un disco giratorio además del bulbo elíptico en el centro, sin embargo el disco no tiene brazos espirales o grandes franjas de polvo. Estas galaxias son una clase de transición entre elípticas y espirales. Se parecen a las elípticas porque carecen de gas y polvo, pero al igual que las espirales tienen un disco estelar delgado y de rápida rotación. [15]

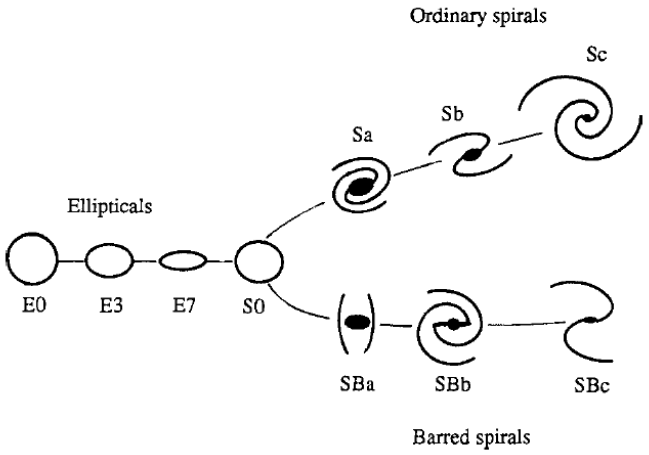


Figura 1.8: Diagrama de diapason de Hubble [13].

Galaxias espirales

Las galaxias espirales constan de un bulbo central y de un disco plano que contiene estrellas, gas y polvo, en el cual se observan algunas líneas arqueadas brillantes a las que se les llama brazos espirales. Existen dos subdivisiones para las galaxias espirales:

- Barradas: SBa-SBb-SBc. En estas galaxias existe una especie de barra central que atraviesa el núcleo de manera que los brazos espirales nacen de los extremos de esta barra.
- Normales: Sa-Sb-Sc. En este tipo lo brazos espirales pueden terminar en un anillo interior o continuar todo el camino hasta el centro.

La división de estas galaxias se basa en tres criterios: el tamaño de los bulbos centrales (la mayor proporción de luminosidad del cociente entre bulbos y discos), los brazos espirales más estrechos y si el patrón espiral está más abierto o más cerrado.
En estas galaxias las estrellas jóvenes se encuentran mayormente en los brazos espirales lo que les da una tonalidad azulada, mientras que en el bulbo se encuentran estrellas viejas lo que les proporciona un tono amarillo [9], [12], [14].

Galaxias irregulares

A todas las galaxias que no se ajustaban en las otras categorías Hubble las colocó en la categoría de galaxias irregulares. Sin embargo, «hoy en día, usamos ese nombre solo para las pequeñas galaxias azules que carecen de una espiral organizada u otra estructura» [15].
A las galaxias irregulares de menor tamaño se les llama irregulares enanas y se diferencian de las galaxias esferoidales enanas porque tienen gas y estrellas azules jóvenes, en cambio es posible que las galaxias esferoidales enanas sean solo enanas irregulares pequeñas que han agotado todo su gas [15].
Asimismo, las galaxias irregulares se pueden dividir en dos grupos:

- *Irr I.* En este grupo se pueden llegar a resolver estrellas tipo O y B, además se pueden observar nebulosas de emisión o regiones HII.
- *Irr II.* En estas galaxias no se resuelven estrellas, contienen grandes cantidades de polvo y es probable que su forma irregular se deba a colisiones con otras galaxias, a fuerzas de marea debida a la interacción con galaxias vecinas o a la actividad de su núcleo galáctico [14].

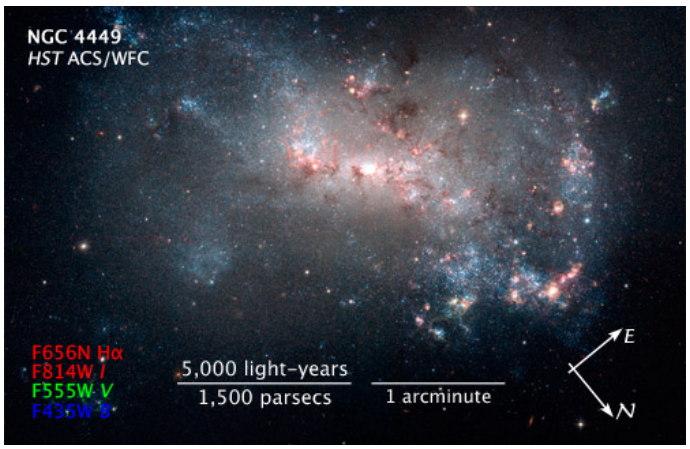


Figura 1.9: Galaxia NGC 4449. Se observa que la galaxia no tiene una estructura regular, además en color azul se pueden distinguir las zonas de formación estelar [16].

Un ejemplo de galaxia irregular es la galaxia *NGC 4449* que se puede observar en la Figura 1.9.
A nivel local, alrededor del 70 % de las galaxias brillantes son espirales, el 30 % son elípticas o galaxias S0 y el 3 % son irregulares [15].

Finalmente, otras galaxias que en la actualidad Hubble habría llamado irregulares son las galaxias también conocidas como galaxias *starburst* que son galaxias que han formado muchas estrellas en el pasado reciente y su apariencia irregular se debe en parte al gas arrojado por las explosiones de supernovas [15]. Sobre estas galaxias profundizaremos en las siguientes secciones.

1.4.2. Galaxias con formación estelar

El hecho de de que podamos observar y estudiar las condiciones de formación estelar en otras galaxias es un indicativo de que se están formando en gran cantidad.
Así, podemos observar «regiones de formación estelar en galaxias cercanas o galaxias de formación estelar en objetos distantes, además, las galaxias con las líneas de emisión nebular más anchas, como H_β, H_α, P_α o Br_α son llamadas galaxias *starburst* (Un *starburst* es resultado de interacción y fusiones ricas en gas.) debido a que forman una gran cantidad de estrellas en un intervalo de tiempo corto.» [7]
Muchas galaxias espirales tienen formación estelar e incluso algunos *starburst* que radian la mayoría de su energía en la longitud de onda óptica. Un ejemplo puede ser la galaxia M81 que se muestra en la Figura 1.10.

Otra característica de las galaxias *starburst* es que tienden a mostrar signos de interacción con otras galaxias o estar perturbadas de alguna manera, ya que durante las colisiones de galaxias parte del gas en el medio interestelar pierde momento angular y rápidamente cae hacia su núcleo [7]; de esta manera «diversos modelos sugieren que alrededor de 10^{10} masas solares de gas y polvo pueden llegar a acumularse a unos cientos de parsecs del centro, resultando en una abundante formación estelar» [7].

1.4.3. Galaxias *starburst*

En síntesis una región *starburst* puede definirse como una región, ya sea localizada o extendida en una galaxia, cuya característica principal es que se observa formación estelar a una tasa muy alta, y debido a esto la galaxia no será capaz de mantener esa tasa de formación durante toda la vida. Esto significa que un *starburst* representa un evento que puede acabar el gas de la galaxia en

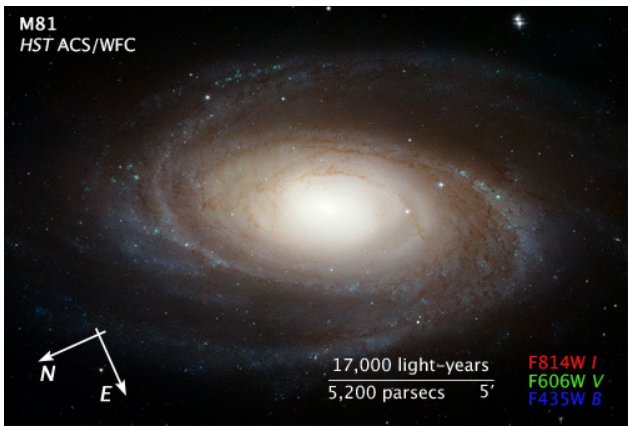


Figura 1.10: Imagen de la galaxia espiral M81 donde se observan los brazos espirales de la galaxia que están formados por estrellas jóvenes [17]. En rojo λ814 nm, azul λ435 nm y verde λ606 nm.

poco tiempo.
Mayormente, el *starburst* sucede en el núcleo o zona central de una galaxia.

> Una de las primeras veces que se utilizó el término *starburst* fue en el artículo *The History of Star Formation and the Colors of Late-Type Galaxies* de *Searle, Sargent y Bagnuolo (1973)* [18]; en donde los autores reportaron los datos de una gran cantidad de galaxias de tipo tardío en un diagrama teórico de dos colores (B-V) contra (U-B), al hacer este análisis notaron que las galaxias tenían colores más azules de lo esperado para una población estelar que evolucionaba con una formación estelar constante y continua o sin formación estelar después de la primera generación estelar. Esto sugirió inmediatamente que algunas galaxias se observan en una época especial: actualmente están formando estrellas a un ritmo mayor que antes, de lo contrario los colores más azules, indicativos de un exceso de estrellas calientes, no serían razonables [19].

Para dar una idea de la cantidad de formación estelar en una galaxia *starburst* podemos compararla con la formación estelar en una galaxia como la nuestra que tiene una tasa de formación de estrellas dentro del disco de algunas masas solares por año, es decir, el equivalente de alrededor de 100 estrellas nuevas en el disco galáctico por año, donde las más comunes son las estrellas de baja masa, mientras que la tasa de formación de estrellas en una galaxia *starburst* puede ser hasta mil veces mayor. El *estallido estelar* generalmente está formado por un gran número de regiones de formación de estrellas más pequeñas donde algunas de ellas se encontrarán ya en la etapa de región HII [20].
Una característica importante del espectro de estas galaxias es que muestra las líneas de emisión características de las regiones HII, así como el espectro de línea de absorción de una galaxia normal, además las líneas de emisión en la región óptica del espectro electromagnético se deben principalmente al hidrógeno neutro y al helio junto con las líneas prohibidas de oxígeno y nitrógeno una vez ionizados así como oxígeno y neón doblemente ionizados [20].
Para concluir, es relevante mencionar que estos brotes estelares se pueden deber a la colisión de galaxias, no obstante también se pueden encontrar en galaxias que no tienen indicios de haber interaccionado recientemente con otra galaxia y en estos casos es común que la galaxia tenga una barra central que produce un efecto de marea en el que la barra atrae el material interestelar hacia el centro de la galaxia, aumentando su densidad y provocando así el brote estelar. Sin embargo existen estallidos estelares en galaxias enanas donde la causa de la explosión estelar es aún desconocida [20].

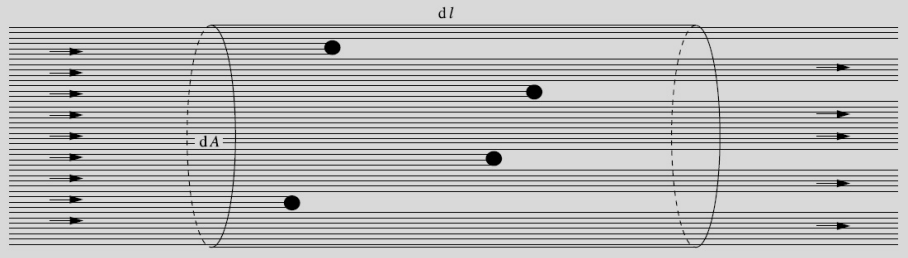


Figura 1.11: Extinción interestelar debida a una distribución de partículas [9].

1.5. Propiedades físicas

Diversos temas en astrofísica involucran estudiar la física de gases ionizados así como la interpretación de sus espectros de líneas de emisión. De esta manera se derivan diferentes proyectos dependiendo del objeto observado, algunos ejemplos pueden ser el estudio de las regiones HII que analiza la evolución de los elementos y la historia de formación estelar, en cambio el estudio de nebulosas planetarias muestra los restos de las estrellas de baja masa que están muriendo, asimismo los remanentes de supernova que se estudian muestran los efectos de explosión de supernova y al estudiar galaxias *starburst*, quásares y QSO se pueden examinar los procesos responsables de la energía que emiten los núcleos de las galaxias.
Para realizar estos estudios es necesario determinar algunas propiedades físicas como lo son la temperatura y densidad electrónica lo que permite determinar la abundancia de elementos químicos comunes, sin embargo también es importante mencionar que el gas ionizado está mezclado con granos de polvo que pueden absorber y dispersar parte de la emisión óptica para reemitirlo en infrarrojo afectando los flujos de líneas de emisión, por lo tanto cada una de las intensidades medidas debe ser corregida mediante el factor de extinción interestelar [21].

1.5.1. Extinción Interestelar

La extinción interestelar es un parámetro que describe la dispersión y absorción de la radiación electromagnética debida a partículas interestelares como gas y polvo [9], [21].
La extinción interestelar se da en dos formas [9]:

- Absorción. La energía radiada por lo fotones es absorbida por las partículas polvo las cuáles entonces se calientan y emiten longitudes de onda infrarrojas que corresponden a la temperatura de las partículas de polvo.

- Dispersión. La dirección de propagación de la radiación electromagnética cambia, dando lugar a una reducción en la intensidad de la onda en la dirección original de propagación.

En la Figura 1.11 se puede observar la extinción de una distribución de partículas en un elemento de volumen con longitud dl a través de una sección dA que tiene una cantidad de partículas $n\ dA\ dl$ donde n es la densidad de partículas de polvo interestelar.
Estas partículas causan extinción interestelar A_v en unidades de mag en la banda visual.

Corrección por extinción interestelar de líneas de emisión

Como se mencionó al inicio de esta sección la intensidad de una línea medida debe ser corregida por el factor de corrección interestelar, esto debido a que al haberse dispersado o absorbido parte de la radiación electromagnética por el polvo interestelar, se ve afectado el flujo medido de las líneas de emisión.

λ (Å)	Ion	f(λ)
4340.0	H_γ	0.157
4363.2	[O III]	-0.149
4861.0	H_β	0.000
4958.9	[O III]	-0.026
5006.9	[O III]	-0.038
6563.0	H_α	-0.298
6716.4	[S II]	-0.318
6730.8	[S II]	-0.310

Tabla 1.1: Valor de la ley de extinción f(λ) de acuerdo a *Cardelli et al. (1989)* [22] para lineas de emisión comunes en la longitud de onda óptica. Basada en la Tabla 1 de [21].

La ley física que describe la extinción de una cierta línea de emisión con una longitud de onda (λ) dada en unidades de Å está dada por

$$F_0(\lambda) = 10^{\tau_\lambda} \cdot F_{obs}(\lambda) = 10^{(1+c(H\beta))\cdot f(\lambda)} \cdot F_{obs}(\lambda) \tag{1.9}$$

donde F_0 es el flujo corregido de la línea de emisión, F_{obs} es el flujo medido y τ_λ es la profundidad óptica de una longitud de onda dada; c(Hβ) es la constante de enrojecimiento que define la cantidad de extinción de la longitud de onda de Hβ y f(λ) es la ley de extinción que define el comportamiento de la extinción en función de la longitud de onda [21].
En la Tabla 1.1 se pueden encontrar líneas de emisión comunes, junto con su longitud de onda y su ley de extinción. La constante de enrojecimiento se puede calcular a partir del decremento de Balmer de las líneas de recombinación de hidrógeno más fuertes con la siguiente expresión

$$\frac{I_0(\lambda)}{I_0(H\beta)} = \frac{I_{obs}(\lambda)}{I_{obs}(H\beta)} \cdot 10^{c(H\beta)\cdot[f(\lambda)-f(H\beta)]} \tag{1.10}$$

Entonces, el factor c(Hβ) se puede obtener comparando el flujo observado de los cocientes entre las líneas de recombinación de hidrógeno más fuertes y el valor teórico esperado, que dependen de la densidad y la temperatura[21].
Por último se debe mencionar que la constante de enrojecimiento debe ser positiva. Sin embargo, debido a los errores asociados a la medición de los flujos, existen casos que arrojan un valor de c negativa. Se les ha asignado un valor de 0 extinción a estos casos.
Además su incertidumbre asociada se debe tomar en cuenta para determinar los errores en las líneas de emisión y debe ser propagada en las magnitudes físicas que se determinen [21].

1.5.2. Temperatura electrónica

La temperatura electrónica caracteriza la distribución de energía de los electrones libres en la nebulosa. Está dada por el equilibrio térmico de la nebulosa, es decir, el equilibrio entre el calentamiento debido a la fotoionización y el enfriamiento debido a la radiación de los e^- en movimiento, por recombinación y por colisión [7].
Existen dos formas principales de enfriamiento:

- El enfriamiento por recombinación, donde desaparece un e^- con energía= $\frac{1}{2}mv^2$ del mar de electrones libres en forma de fotón.
- El enfriamiento por pérdida de energía por radiación en líneas de excitación colisional, donde el enfriamiento se produce si la desexcitación es por radiación de fotones.

Ahora, la temperatura en una nebulosa puede ser determinada calculando el cociente de dos líneas de emisión emitidas por un solo ion de dos niveles de energía de excitación diferentes. En

esta sección se profundizará en el proceso para determinar la temperatura en una nebulosa.
Algunos iones como [O III] y [N II] tienen estructuras en sus niveles de energía que resultan en líneas de emisión de dos niveles altos con energías de excitación considerablemente diferentes.
Como explicaremos en la siguiente sección podemos observar como las proporciones relativas de excitación de los niveles de energía ^1S y ^1D dependen únicamente de T así que la intensidad de las líneas emitidas puede ser usada para medir la temperatura de los electrones empleando iones como [O III] [7].
Es importante mencionar que no se necesita saber la distancia a la que se encuentra la nebulosa o la cantidad de O^{++} ya que todos estos factores se anulan.
Dependiendo del trabajo que se realice se pueden esudiar diferentes líneas, por ejemplo las líneas de [O III] se observan en la región azul del espectro electromagnético para la cual los detectores son más sensibles lo que permite estudiar especialmente las superficies exteriores de la nebulosa; otro ejemplo son las líneas de [N II] que son más fuertes en las regiones H II donde la ionización es menor.
El estudio dado a las nebulosas planetarias en comparación con las regiones H II es particular debido a que las temperaturas en la nebulosas planetarias son más calientes que en las regiones H II esto es consecuencia de la temperatura mayor de las estrellas centrales de la nebulosa planetaria, ya que hay una mayor energía por foto-ionización así como por densidades de electrones mayores que resultan en colisiones desexcitación que reduce la intensidad radiativa [7]
. «Es razonable adoptar T≈10 000K como orden de magnitud para cualquier nebulosa con abundancias *cercanas a la del Sol*, adoptar T≈9 000K en las partes más brillantes de una región HII y utilizar T≈11 000K en una nebulosa planetaria brillante típica» [7].

Determinación de temperatura electrónica mediante líneas de emisión.

Como mencionamos al principio de esta sección la temperatura electrónica en una nebulosa se puede determinar calculando el cociente de intensidad de líneas de emisión, para explicar este proceso, observemos el diagrama de los niveles de energía de los iones [O III] y [N II] que se muestran en la Figura 1.12; consideremos en específico el caso de la líneas de emisión para [O III], tanto λ 4363 Å como λ 5007 Å son líneas que se producen por excitación de colisión, es decir, los electrones libres colisionan con el ion O^{++} excitando un electrón atómico a un estado de mayor energía y al volver a su estado fundamental se produce la línea de emisión.
Ahora, la línea λ4363 Å requiere más energía para ser producida que la línea λ5007 Å, por lo que el cociente del flujo de la línea λ4363 con respecto al flujo de la línea λ5007 es sensible a la energía promedio de los electrones libres, esto es, la temperatura electrónica[23] [7].
Un análisis similar se puede dar a los iones de [N II], [Ne III] y [S III] ya que la estructura de sus niveles de energía es similar.
Ahora explicaremos el método para determinar la temperatura electrónica en una nebulosa.
Es importante considerar que se hacen varias suposiciones básicas [21], las cuáles permiten simplificar el modelo de la nebulosa para poder estudiar sus propiedades, estas son:

1. El gas está ionizado por estrellas calientes.
2. Las regiones ionizadas se encuentran en un equilibrio entre la tasa de ionización y la tasa de recombinación.
3. La temperatura de las regiones ionizadas no cambia con el tiempo.
4. El gas principalmente contiene átomos de hidrógeno.

Además, se considera una estructura interna de la nebulosa propuesta por Garnett (1992) [24] en la que se consideran tres zonas diferentes:

1. Zona de excitación alta. Es la zona más interna de la nebulosa y corresponde a t([O III]), donde esta notación nos indica que es la temperatura medida por las líneas de emisión del

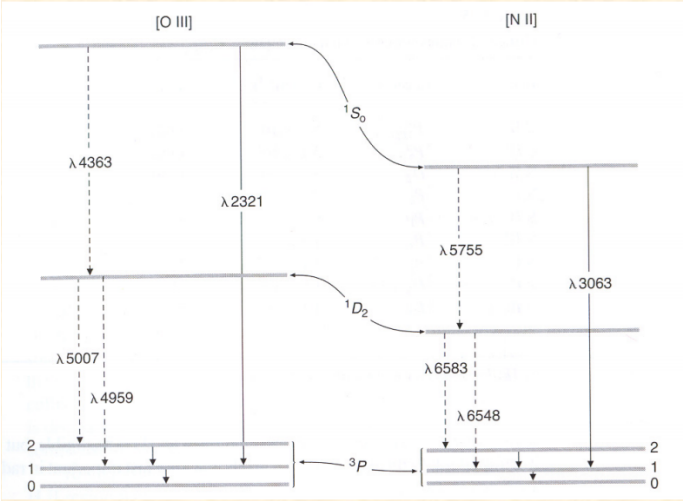


Figura 1.12: Diagrama de los niveles de energía para los iones [O III] y [N II] [7].

ion [O III], lo que a la vez nos dice que [O III] es un indicador de temperatura electrónica alta.
Esta dada por la ecuación 1.11 que se muestra más adelante y se denota por (th) [21] .

2. Zona de excitación baja. Se encuentra más hacia el exterior y corresponde a t([O II]), t([S II]) o t([N II]) y se denota por (tl).

3. Zona de excitación intermedia, se encuentra entre las dos zonas anteriores, se representa sobretodo por t(S III) y se denota por (tm).

$$t([OIII]) = 0.7840 - 0.0001357 \cdot R_{O3} + \frac{48.44}{R_{O3}} \tag{1.11}$$

Las ecuaciones 1.12, 1.13, 1.14 y 1.15 representan los cocientes de líneas empleados usualmente como indicadores de temperaturas y cuya relación como funciones de la temperatura electrónica se muestra en la Figura 1.13.

$$R_{O3} = \frac{I(\lambda 4959 + \lambda 5007)}{I(\lambda 4363)} \tag{1.12}$$

$$R_{N2} = \frac{I(\lambda 6548 + \lambda 6583)}{I(\lambda 5755)} \tag{1.13}$$

$$R_{Ne3} = \frac{I(\lambda 3869 + \lambda 3968)}{I(\lambda 3343)} \tag{1.14}$$

$$R_{S3} = \frac{I(\lambda 9532 + \lambda 9069)}{I(\lambda 6312)} \tag{1.15}$$

Finalmente, para resumir en el diagrama de la Figura 1.14 se muestran los puntos importantes sobre la determinación de temperatura electrónica mediante lineas de emisión.

1.5.3. Densidad de electrones

La densidad electrónica, es el número de electrones por unidad de volumen que tiene la nebulosa. Así, el promedio de densidad de electrones en una nebulosa se puede medir observando los efectos de desexcitación por colisión. Esto se puede hacer comparando la intensidad de dos

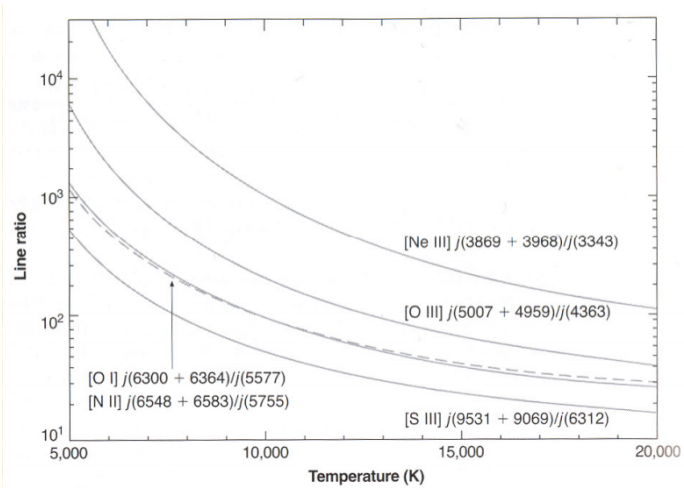


Figura 1.13: Se muestran cinco cocientes de líneas de emisión como función de la temperatura electrónica [7].

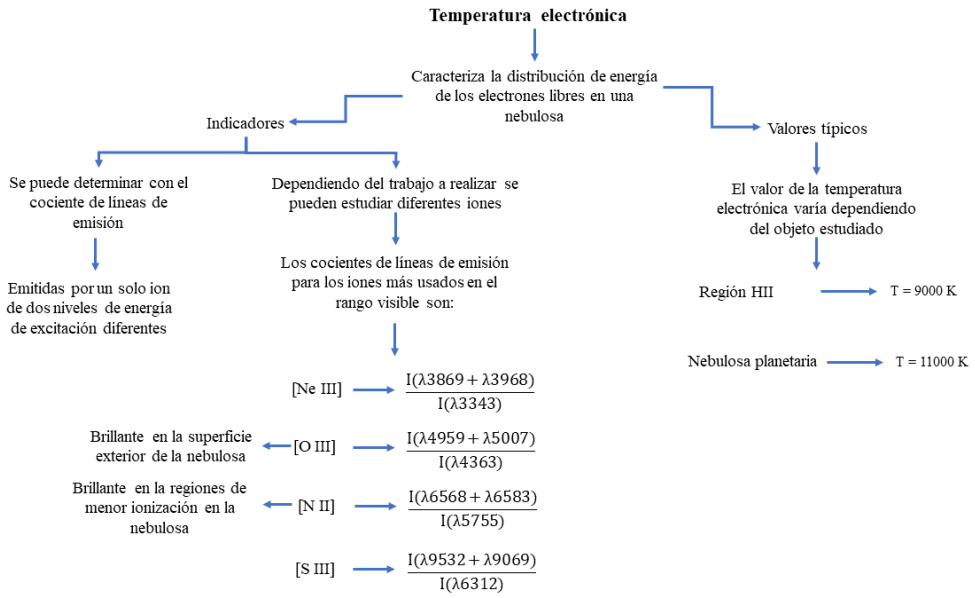


Figura 1.14: Diagrama de puntos importantes sobre la determinación de temperatura electrónica en una nebulosa mediante líneas de emisión.

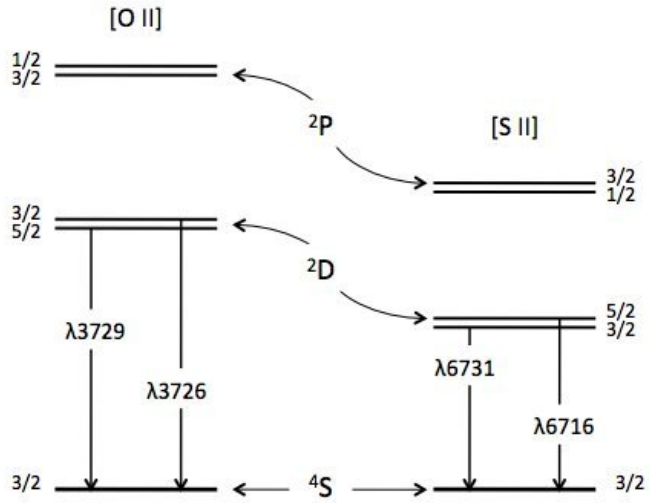


Figura 1.15: Diagrama de los niveles de energía para los iones [O II] y [S II] [7].

líneas de emisión que provengan del mismo ion, de dos niveles diferentes, pero que tengan energías de excitación muy cercanas [7]. En esta sección profundizaremos en el proceso de determinar la densidad de electrones en una nebulosa.
Dependiendo del estudio que estemos realizando se pueden utilizar los cocientes de diferentes líneas de emisión, las líneas más usadas son [O II] I(λ3729)/I(λ3726) y [S II] I(λ6716)/I(λ6731). Sin embargo algunos pares que también suelen usarse son [N IV] I(λ1483)/I(λ1487), [C III] I(λ1907)/I(λ1909), así como los iones [N I], [Cl III], [Ar IV] y [K V] en la región óptica del espectro electromagnético y [Ne IV] I(λ2422)/I(λ2424) en la región ultravioleta [7].
Las densidades típicas medidas en una región HII son del orden de $n_e \approx 10^2 cm^{-3}$. Por otro lado si consideramos una estructura tridimensional para la nebulosa esta tendría una densidad máxima en el centro mayor $4.5{\times}10^3 cm^{-3}$ que decrecería hacia el exterior de la nebulosa. Este modelo se puede construir a partir de las mediciones de [O II] en NGC 1976, donde se observa una densidad de $n_e \approx 1.7 \times 10^4$ cm^{-3} en el centro que decrece a $n_e \approx 10^2$ cm^{-3} en las partes externas [7]. De esta manera las líneas de los iones [O II] y [S II] se pueden medir en las zonas de baja ionización y las de los iones [Ar IV] y [K V] indicarían zonas de alta ionización, pero las líneas de estos dos últimos son débiles y difíciles de medir.

Determinación de densidad electrónica mediante líneas de emisión

Para la aplicación de este método es necesario considerar también las cuatro suposiciones básicas que se dieron en la sección 1.5.2 para determinar la temperatura electrónica en la nebulosa. Al inicio de esta sección se mencionó que la densidad de los electrones en una nebulosa se puede determinar a partir del cociente de dos líneas de emisión que provengan del mismo ion, para explicar este proceso consideremos el ion de [S II] cuyo diagrama de niveles de energía se muestra en la Figura 1.15, como podemos observar las líneas de emisión para λ 6731 Å y λ 6716 Å provienen de niveles con energías de excitación muy cercanas.
En una nebulosa los iones y los electrones siempre están en movimiento y pueden llegar a chocar entre sí. La energía que se intercambia en estas colisiones puede ser suficiente para cambiar de nivel a un electrón atómico en su estado fundamental hacia uno más alto, esta energía podría ser suficiente por ejemplo para que un electrón en el nivel fundamental del ion [S II] que se muestra en la Figura 1.15 suba a alguno de los dos niveles superiores.

Ahora, debido a la proximidad de las dos energías en el nivel ^2D, casi cualquier colisión que pueda subir a un electrón del estado fundamental hasta el nivel 3/2 también podría enviarlo al nivel 5/2, por lo que se podría decir que ambos niveles tienen probabilidades muy parecidas de ser poblados debido a colisiones. Sin embargo existen dos diferencias importantes para estos dos niveles, una de ellas es el número de ocupación, que es una medida de cuántos electrones puede contener un nivel de energía. Los pesos estadísticos para el ion [S II] son seis electrones para el nivel 5/2 y cuatro para el nivel 3/2.
La otra diferencia importante es la vida útil, es decir, cuánto tiempo, en promedio, permanece un electrón en un nivel excitado antes de volver a un estado más bajo y emitir un fotón, en el ejemplo del ion [S II], el nivel 5/2 tiene una vida útil del 3846 s mientras que la del nivel 3/2 es de 11235 s [25].
De esta manera, analizando estas características de los niveles de energía podemos estudiar la densidad al considerar que si tenemos un electrón atómico en un nivel excitado este puede bajar a un nivel más bajo en dos maneras, ya sea por emisión espontánea de un fotón o mediante una colisión con otro electrón con el que intercambie energía, ahora vemos que entre mayor sea el tiempo de vida útil esto implica una posibilidad mayor de ser desexcitado por colisión, así entre mayor sea la densidad electrónica del gas la cantidad de colisiones crece y los efectos de desexcitación por colisión son notorios en la cantidad de fotones emitidos espontáneamente [25].
Por lo tanto, podemos decir que a medida que la densidad aumenta desde un límite inferior, la vida útil relativa de los dos niveles comienza a ser relevante cuando las colisiones se vuelven más frecuentes. El nivel 3/2 de vida más corta comienza a emitir fotones con mayor frecuencia, y debido a esto la línea λ6731 se vuelve más intensa en relación con la línea λ6716.
Entonces es claro que si los dos niveles tienen diferentes probabilidades de desexcitación por colisión, las poblaciones de los dos niveles dependerán de la densidad y por lo tanto los cocientes de las intensidades de las líneas de estos niveles también dependerán de la densidad [25] [7].
Algunos cocientes que suelen emplearse como indicadores de densidad en una nebulosa están dados en las ecuaciones 1.16, 1.17, 1.18, 1.19 y 1.20.

$$[SII] \Rightarrow \frac{I(\lambda 6716)}{I(\lambda 6731)} \tag{1.16}$$

$$[OII] \Rightarrow \frac{I(\lambda 3729)}{I(\lambda 3726)} \tag{1.17}$$

$$[NIV] \Rightarrow \frac{I(\lambda 1483)}{(I\lambda 1487)} \tag{1.18}$$

$$[CIII] \Rightarrow \frac{I(\lambda 1907)}{I(\lambda 1909)} \tag{1.19}$$

$$[NeIV] \Rightarrow \frac{I(\lambda 2422)}{I(\lambda 2424)} \tag{1.20}$$

En la Figura 1.16 podemos observar los cocientes de las líneas para los iones [O II] y [S II] así como su relación como funciones de la densidad electrónica.
Es importante decir que tanto el cálculo de temperatura como de densidad electrónica son dependientes entre sí; esta relación se ve ejemplificada en la Figura 1.17 que muestra el cociente de líneas para el ion [C III] como función de la densidad de electrones n_e a diferentes temperaturas [26].

A manera de resumen en el diagrama de la Figura 1.18 se muestran los puntos importantes sobre la determinación de densidad electrónica mediante lineas de emisión.

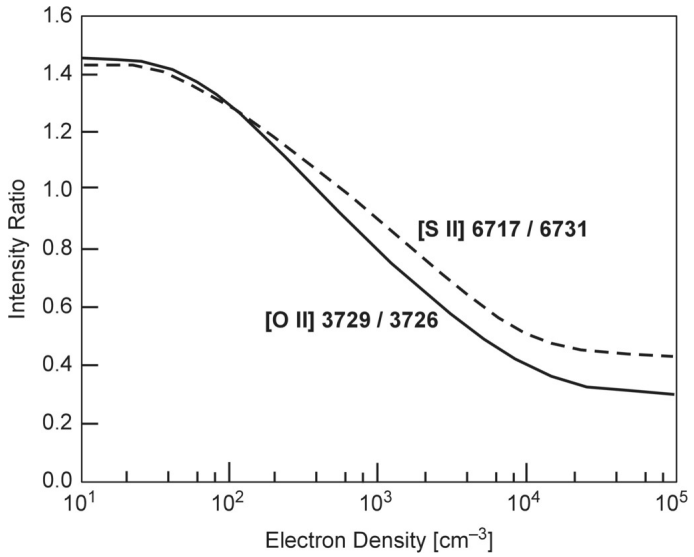


Figura 1.16: Se muestran los cocientes de líneas de emisión de los iones [O II] y [S II] como función de la densidad electrónica [7].

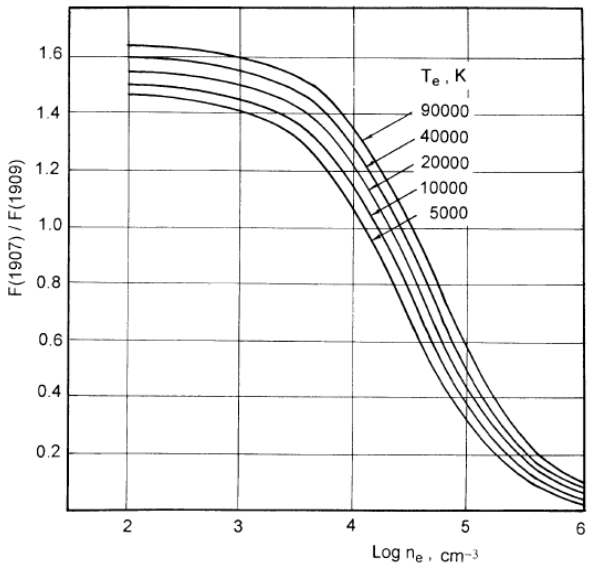


Figura 1.17: Ejemplo de relación entre densidad y temperatura para el ion [C III] [26].

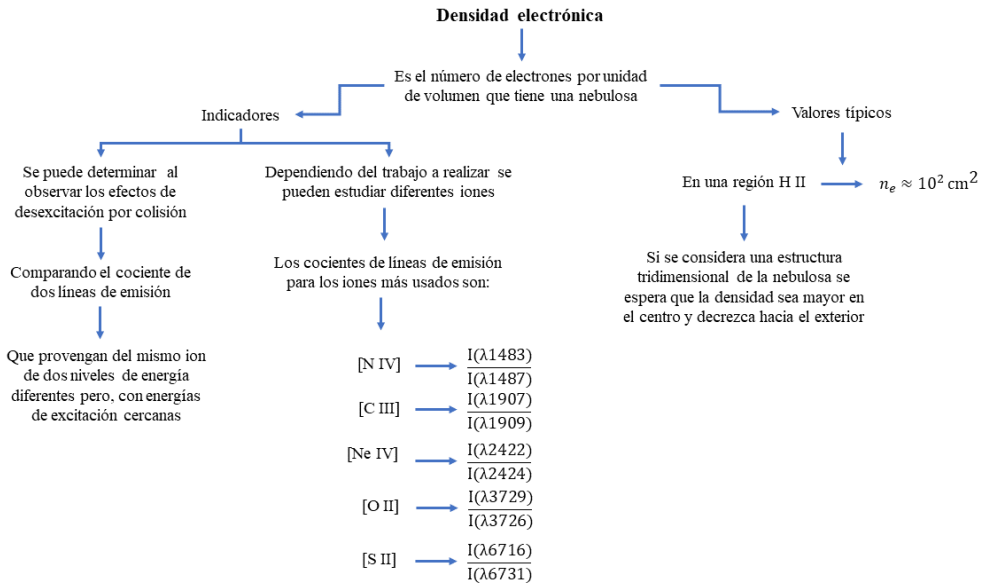


Figura 1.18: Diagrama de puntos importantes sobre la determinación de densidad electrónica en una nebulosa mediante líneas de emisión.

Capítulo 2

Datos observacionales

2.1. Telescopios ópticos

Un telescopio cumple tres tareas principales en astronomía [9]:

1. Recoge la luz de un área grande, por lo que es posible estudiar fuentes muy débiles
2. Mejora la resolución y aumenta el diámetro angular aparente del objeto
3. Se utiliza para medir las posiciones de los objetos

Los telescopios actuales, refractores o reflectores, constan principalmente de un objetivo que concentra la luz en el plano focal, donde se puede proceder al análisis mediante instrumentos y detectores diversos. De esta manera, el objetivo queda caracterizado por su abertura y su distancia focal y de estos parámetros dependen su poder resolutivo y la escala de la imagen [14].
El diseño más utilizado en los telescopios modernos es el de Cassegrain, con un espejo secundario convexo que devuelve los rayos en dirección al espejo primario en el que un orificio deja pasar la luz hasta la parte posterior del tubo. En la Figura 2.1 se puede observar la imagen del diseño básico de un telescopio Cassegrain. Los telescopios tipo Cassegrain son especialmente útiles para espectrografía, fotometría y otros instrumentos ya que pueden ser montados en el foco secundario y eso los hace más accesibles para el usuario [9].

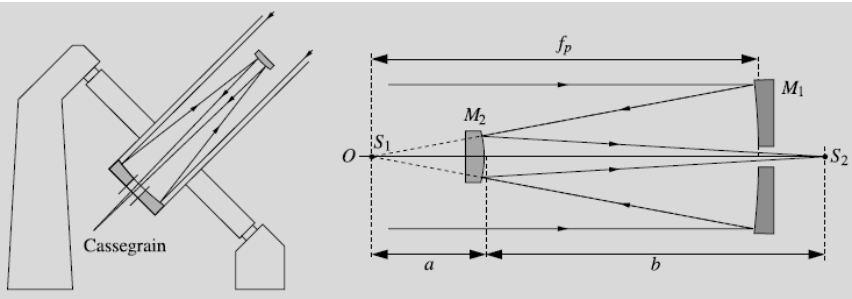
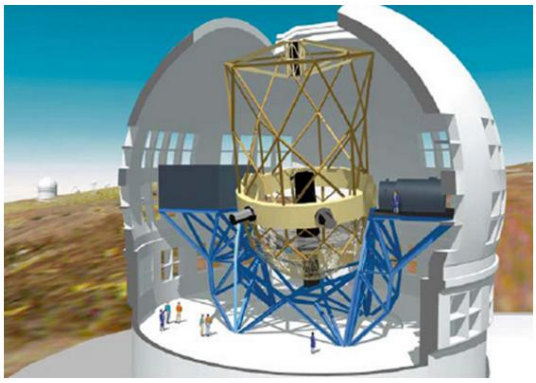


Figura 2.1: Funcionamiento básico de un telescopio Cassegrain. Un espejo primario cóncavo (paraboloide) M_1 refleja los rayos de luz paralelos al eje principal hacia el foco primario S_1. Un espejo secundario convexo M_2 (hiperboloide) refleja los rayos a través de un pequeño orificio en el centro del espejo principal hacia el foco secundario S_2 fuera del telescopio. Basada en las figuras 3.12 y 3.13 de [9].

(a) GTC



(b) Estructura del GTC

Figura 2.2: Gran Telescopio de Canarias [28].

2.2. Gran Telescopio de Canarias

El Gran Telescopio de Canarias (GTC) es el telescopio óptico-infrarrojo más grande del mundo, es un telescopio de espejo primario segmentado de 10,4 metros de diámetro que se encuentra en el Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma, Islas Canarias). Este telescopio es una iniciativa española, liderada por el IAC (Instituto de Astrofísica de Canarias) donde también colabora México, a través del INAOE (Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica) e IA-UNAM (Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de Mexico) y Estados Unidos, a través de la Universidad de Florida.
El GTC inició operaciones en 2009 con OSIRIS (un instrumento multipropósito para obtener imágenes y espectroscopia de baja resolución en la longitud de onda óptica (0.36-1.0 μm)). En la Figura 2.2 se pueden observar imágenes del GTC [27] [28].
El GTC está compuesto por un espejo primario que a su vez está formado por 36 segmentos hexagonales que actúan conjuntamente como un solo espejo, así la superficie colectora del espejo primario de GTC es equivalente a la de un telescopio con un espejo monolítico de un diámetro de 10.4 m. Además GTC posee un espejo secundario y un espejo terciario que, junto con el espejo primario, reproducen el plano focal del telescopio en la estación focal elegida. Los instrumentos científicos que se pueden colocar en la estación focal detectan y analizan la luz, y almacenan los datos [28].
La montura del telescopio es una estructura mecánica de acero que sostiene los espejos, permite movimientos de rotación del telescopio a lo largo de un eje horizontal y vertical. Este movimiento es muy preciso, ya que debe mantener las estrellas proyectadas de forma estable sobre el detector. El telescopio está diseñado de modo que sea capaz de observar la longitud de onda óptica e infrarroja [28].

Datos técnicos del GTC

- Peso total del telescopio en movimiento: 400 toneladas.
- Peso del espejo primario: 17 toneladas.
- Área colectora efectiva: 73 m^2.

- Longitud focal efectiva: 169.9 m.
- Escala de placa: 0.82 mm/arcsec.
- Foco Cassegrain:
  - Peso del equipo colgando del rotador: 2400 kg.
  - Campo de visión: 15 minutos de arco de diámetro.
- Foco Cassegrain doblada:
  - Peso del equipo colgando en los rotadores: 1000 kg.
  - Campo de visión: 5 minutos de arco de diámetro.
- Foco Nasmyth:
  - Peso del equipo colgando de los rotadores: 2400 kg.
  - Peso del instrumento con un segundo soporte de apoyo: 7500 kg.
  - Campo de visión: 20 minutos de arco de diámetro.

2.2.1. MEGARA

MEGARA cuyas siglas significan Multi-Espectrógrafo en GTC de Alta Resolución para Astronomía es un instrumento que se encuentra instalado en el Gran Telescopio de Canarias y que fue diseñado para el mismo, este instrumento es una unidad óptica de campo integral (IFU) y espectrógrafo de objetos múltiples (MOS). MEGARA ofrece dos modos de observación diferentes, el modo Large Compact Bundle (LCB), una Unidad de campo integral (IFU) que cubre 12.5" x 11.3" en el cielo con un tamaño de spaxel de 0.62" y un modo de espectroscopía de objetos múltiples (MOS) que permite observar 92 objetos en una región de 3.5' x 3.5' alrededor de la IFU de LCB [29].

2.3. NGC 1569

NGC 1569 está clasificada como una galaxia irregular enana de tipo Magallanes con barras enanas cuya figura en la longitud de onda óptica se muestra en las Figuras 2.3 y 2.4 donde se observan diferentes imagénes de esta galaxia también denominada VIIZw16, PGC 15345 y UGC 3056 [30], tiene presencia de dos cúmulos estelares evolucionados masivos y numerosas regiones HII con reciente actividad de formación estelar [31]; se encuentra a una distancia de 3.1 Mpc (Grocholski, et al. 2012 [32]) y tiene coordenadas α $4^h30^m49^s$ y δ 64° 50'53" (Clements, 1983 [33]) lo que la coloca en la constelación *Camelopardalis*.
Esta galaxia muestra presencia del fenómeno *starburst* y tiene una metalicidad relativamente baja [34], además actualmente está formando estrellas a un ritmo mucho más alto que en el pasado; en el estudio realizado por Hunter, 1989 se estima que a este ritmo agotaría su suministro de gas actual en $\sim 4 \times 10^8$ años y que tiene eficiencia de formación de estrellas (se estima a partir de la relación entre la masa de las estrellas que se acaban de formar y la masa de gas molecular a partir del cual se forman) del 8 % [35].
La formación estelar en NGC 1569 está concentrada sobre todo en sus dos súper cúmulos estelares NGC 1569 A (situado en la zona noroeste de NGC 1569) y NGC 1569 B (situado en el centro de NGC 1569), donde NGC 1569 A es el más brillante de los dos y es en realidad un cúmulo binario (de Marchi et al. 1997; Maoz et al. 2001; Origlia et al. 2001) [36]; la edad de estos cúmulos se estima en el rango de $\sim 10 - 20$ Myr (Israel, de Bruyn 1988 [37]) a 50-60 Myr (Waller 1991 [38]) y su masa dinámica está considera de $4.1 \times 10^5 M_\odot$ (Ho, Filippenko 1996 [39]) y $6.2 \times 10^5 M_\odot$ (Larsen et al. 2008), respectivamente.
En la Tabla 2.1 se enlistan las propiedades generales de la galaxia NGC 1569

Parámetro	Valor
Clasifiación	IBm
α	$4^h30^m49^s$
δ	64° 50'53"
Masa total	$\sim 5 \times 10^8\ M_\odot$
Distancia	3.1 Mpc
Brillo superficial	22.3
Diámetro	1.69 Kpc

Tabla 2.1: Propiedades generales de la Galaxia NGC 1569. Basada en la Tabla 1 de (Sánchez, et al. 2015) [30].

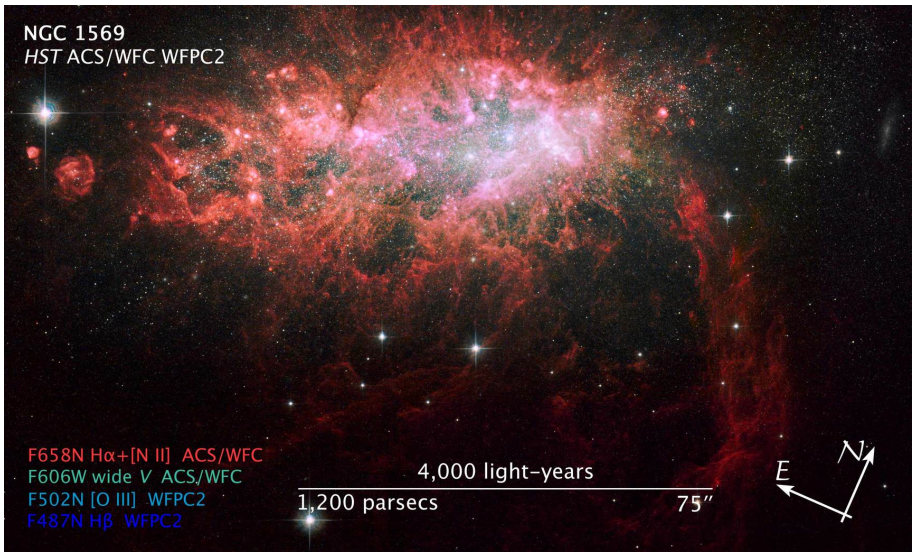


Figura 2.3: Galaxia irregular NGC 1569. En esta imagen podemos observar la forma irregular que tiene la galaxia así como podemos ver el gas ionizado en color rojo. Se observa en color rojo H_α y [N II], en verde F606W, en cían [O III] y en azul H_β.

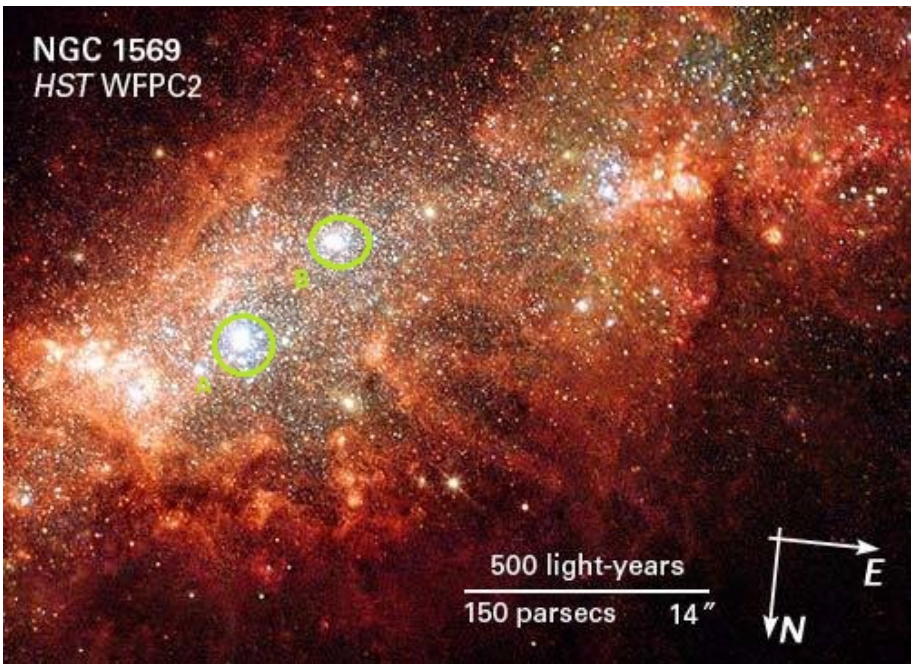


Figura 2.4: En esta imagen podemos observar además del gas ionizado en rojo los dos cúmulos estelares NGC 1569 A Y NGC 1569 B que en la imagen se observan como las dos zonas más brillantes marcadas con verde. Esta imagen está compuesta por cuatro exposiciones diferentes en azul F336W, en verde F555W y en rojo F658N (H_α) y F814W.

2.4. Datos observacionales

Los datos utilizados en este trabajo fueron tomados usando el espectrógrafo MEGARA en el Gran Telescopio Canarias en el MODO IFU, el cual tiene 623 fibras abarcando un área de 12.5" x 11.3". Las observaciones incluyen las siguientes líneas de emisión: $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, [OIII]4363, 4569, 5007 y [SII]6717, 6731.
Se hizo uso del pipeline de reducción de MEGARA para reducir los datos.

Capítulo 3

Análisis de datos

Para realizar este trabajo de tesis se contaba con datos del área que rodea los dos súper cúmulos estelares *NGC 1569 A* y *NGC 1569 B* en la galaxia *NGC 1569*; estos datos fueron tomados con el espectrógrafo MEGARA que se encuentra en el Gran Telescopio de Canarias.
Los datos con los que se trabajó eran dos archivos *Flexible Image Transport System (FITS)* los cuáles son dos cubos de datos, es decir datos para la imagen y una *tercera dimensión* que representa el plano de color.
Estos cubos de datos cubren longitudes de onda desde λ6400Å hasta λ6800Å para el primer cubo y desde λ4300Å hasta λ5200Å para el segundo.
Es importante mencionar que se cuenta con 234 de 623 fibras disponibles de MEGARA, las cuáles proporcionan información en líneas de emisión para las nebulosas estudiadas.
Además, tenemos una zona de emisión extendida que nos permite estudiar como cambia la nebulosa y que muestra la emisión de H_α y H_β que cubre todo el campo de observación. Estas son longitudes de onda con las cuales al medir la intensidad de las líneas emisión podemos estudiar los parámetros físicos que describan el gas ionizado de la galaxia NGC 1569.
Para comenzar el análisis de los datos lo primero que se realizó fue seleccionar las regiones a estudiar, para ello usando el software computacional *SAO Image DS9* se desplegó cada cubo de datos y a partir de la intensidad del flujo que se muestra en la escala de color de la imagen, se seleccionaron 30 regiones que tuvieran diferentes intensidades de flujo a manera de crear un muestra que mapeara la zona de la nebulosa. Las coordenadas para cada región estudiada se muestran en la Tabla 3.1.

De igual manera podemos observar en la Figura 3.1 la ubicación de estas regiones en la línea de H_α para el primer archivo de datos y en la Figura 3.2 en la línea de H_β para el segundo archivo de datos. En las Figuras 3.3 y 3.4 podemos comparar la ubicación de las regiones en las longitudes de onda mencionadas anteriormente en diferentes escalas de color para el flujo observado.

Posteriormente mediante el software *QFitsView* se obtuvieron los espectros de líneas de emisión para cada región en las longitudes de onda usando los dos archivos de datos, es decir se obtuvieron dos espectros de líneas de emisión para cada región; estos espectros fueron generados como archivos FITS.
Para obtener los espectros de emisión en *QFitsView* lo que se hizo fue abrir el archivo de datos, el programa muestra un panel donde se pueden observar las coordenadas en cada punto, así con ayuda del cursor se localizan, de manera manual, las coordenadas para cada una de las regiones que fueron seleccionadas mediante *SAO Image DS9* y con la función *lock position* se selecciona el punto que coincide con las coordenadas de la región, considerando un pixel de radio en cada región tanto en *SAO Image DS9* como en *QFitsView*, finalmente con la función *Save spectrum as FITS* se genera el espectro de emisión para la región. Este proceso se realizó con cada región para ambos cubos de datos, en la Figura 3.5 se muestra un ejemplo para obtener los espectros de emisión en ambos cubos de datos.

Región	α	δ
1	4:30:48.702	+64:50:55.00
2	4:30:48.971	+64:50:52.86
3	4:30:49.005	+64:50:53.65
4	4:30:48.69	+64:50:53.82
5	4:30:49.072	+64:50:56.50
6	4:30:49.20	+64:50:59.29
7	4:30:48.60	+64:50:58.43
8	4:30:48.23	+64:50:56.07
9	4:30:47.96	+64:50:56.07
10	4:30:48.02	+64:50:55.47
11	4:30:48.09	+64:50:54.79
12	4:30:48.33	+64:50:53.75
13	4:30:48.18	+64:50:53.91
14	4:30:48.22	+64:50:54.20
15	4:30:47.88	+64:50:54.83
16	4:30:47.66	+64:50:55.00
17	4:3047.55	+64:50:54.36
18	4:30:47.72	+64:50:53.07
19	4:30:47.80	+64:50:56.36
20	4:30:47.62	+64:50:57.06
21	4:30:48.19	+64:50:58.86
22	4:30:48.06	+64:50:59.37
23	4:30:48.02	+64:51:00.58
24	4:30:47.95	+64:51:00.00
25	4:30:47.86	+64:51:00.79
26	4:30:47.90	+64:50:59.97
27	4:30:47.83	+64:50:59.45
28	4:30:47.72	+64:50:59.72
29	4:30:47.69	+64:50:58.47
30	4:30:47.92	+64:50:58.65

Tabla 3.1: Coordenadas WCS para las regiones estudiadas.

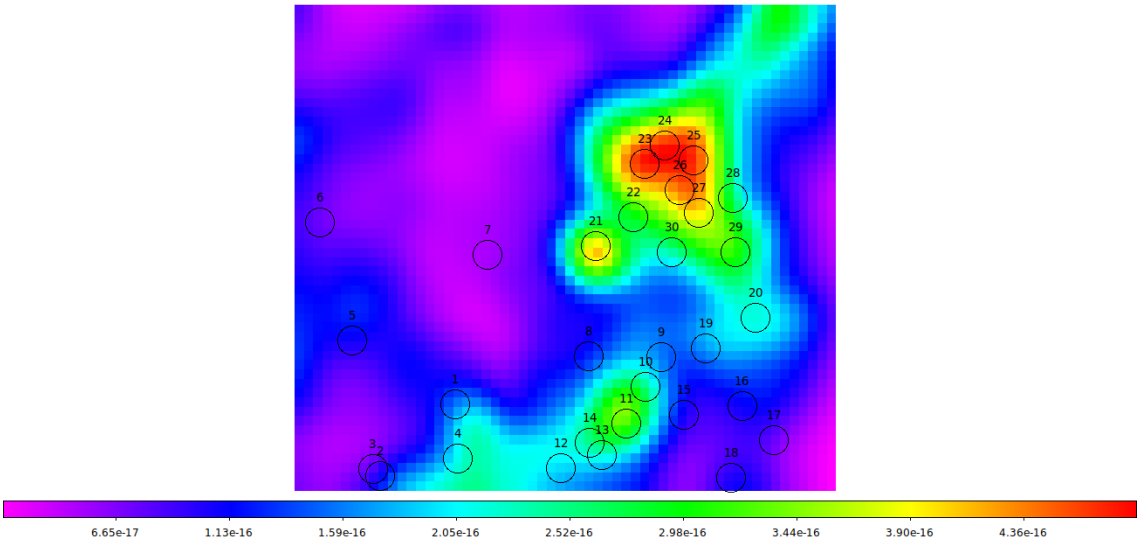


Figura 3.1: Imagen de pseudo color para las regiones estudiadas en la línea de H_α, la barra indica la intensidad del flujo de esta línea de emisión en unidades de erg/cm^2/s/pixel.

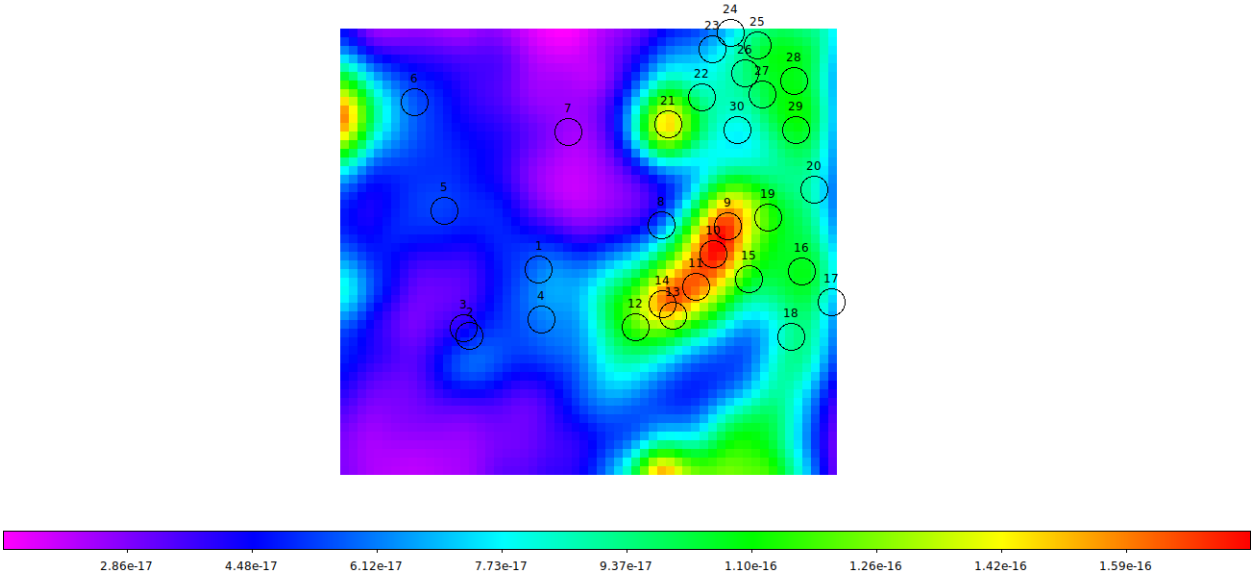


Figura 3.2: Imagen de pseudo color para las regiones estudiadas en la línea de H_β, la barra indica la intensidad del flujo de esta línea de emisión en unidades de erg/cm^2/s/pixel. Esta descripción aplica también para las Figuras 3.3 y 3.4.

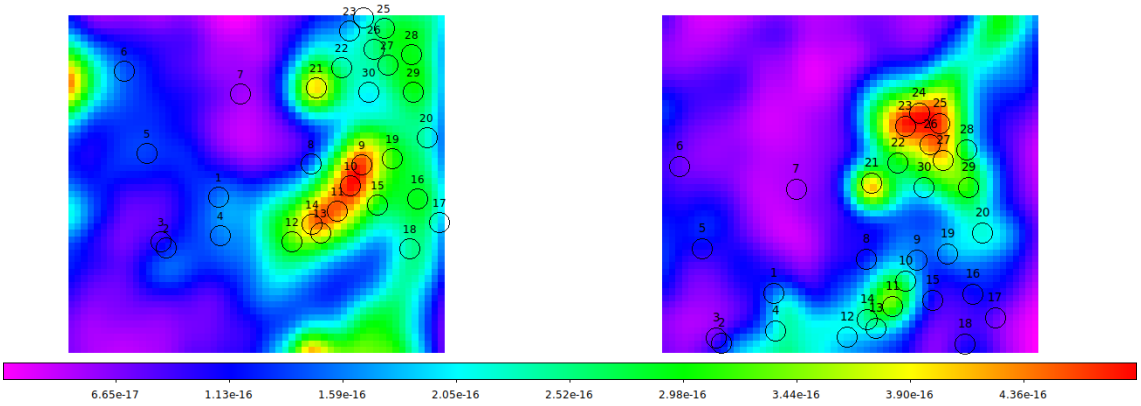


Figura 3.3: Regiones estudiadas en las líneas de H_α a la derecha y en de H_β a la izquierda.

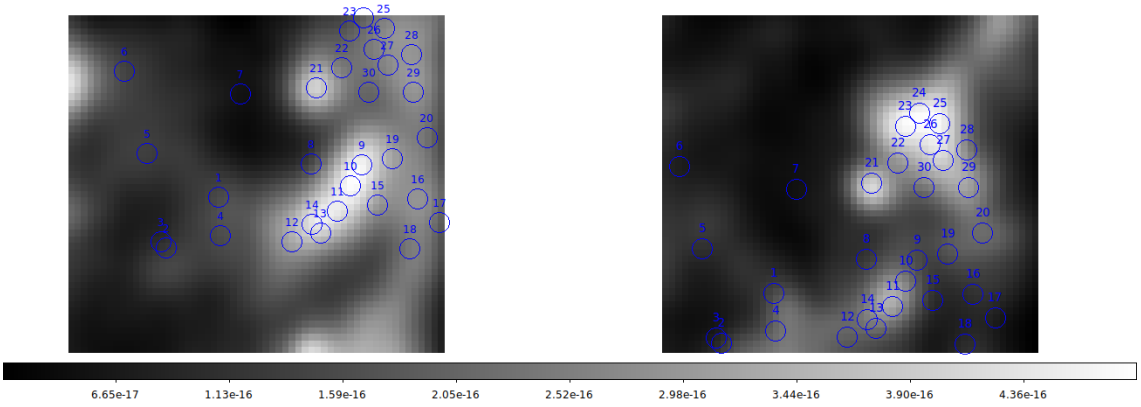
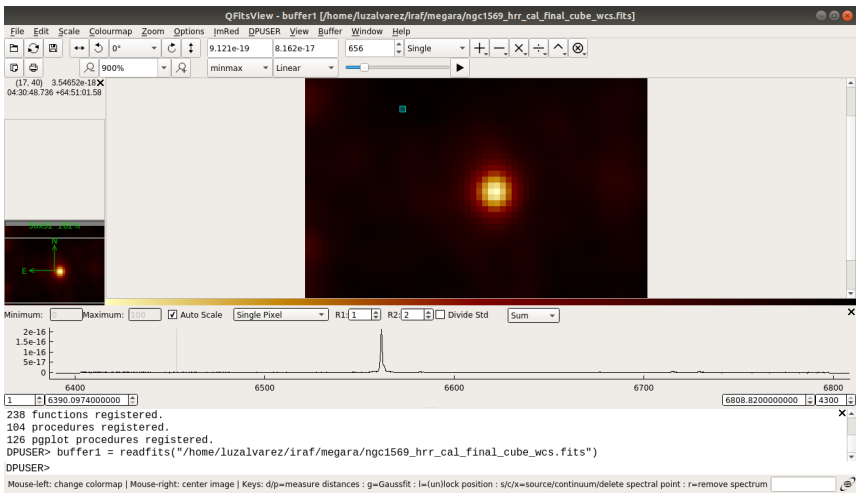
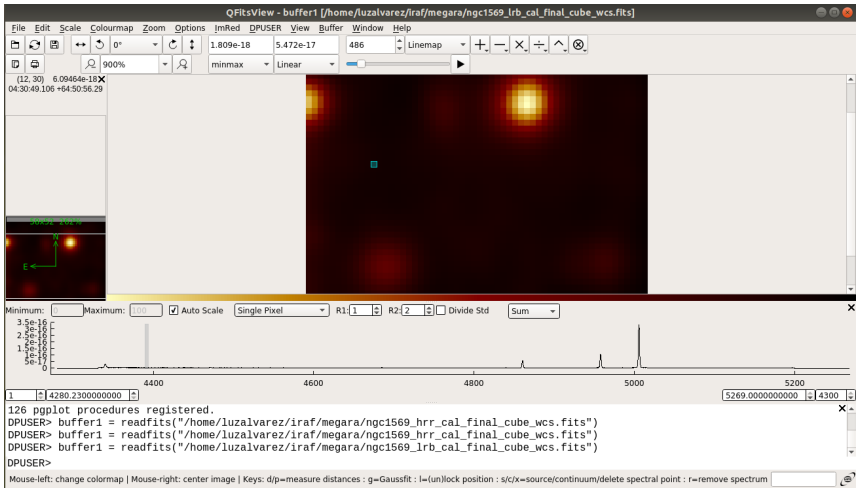


Figura 3.4: Regiones estudiadas en las líneas de H_α
a la derecha y en de H_β a la izquierda.



(a) Obtener espectro de emisión para las longitudes de onda λ6400Å-λ6800Å.



(b) Obtener espectro de emisión para las longitudes de onda λ4300Å-λ5200Å.

Figura 3.5: Ejemplo para obtener los espectros de emisión de ambos cubos de datos usando *QFitsView*.

Como se mencionó en el Capítulo 1, existen diferentes series de líneas espectrales; en los espectros de emisión obtenidos se observó la serie de Balmer para las líneas de emisión de Hidrógeno; esta serie viene dada por la fórmula de Rydberg (Ecuación 1.4) para las transiciones energéticas que van de un nivel superior al nivel dos de energía. La serie de Balmer se describe con la Ecuación 1.3 y las líneas de emisión observadas fueron H_α (λ6563 Å), H_β (λ4863 Å) y H_γ (λ4341 Å) que se pueden observar en las Figuras 3.6a y 3.6b.

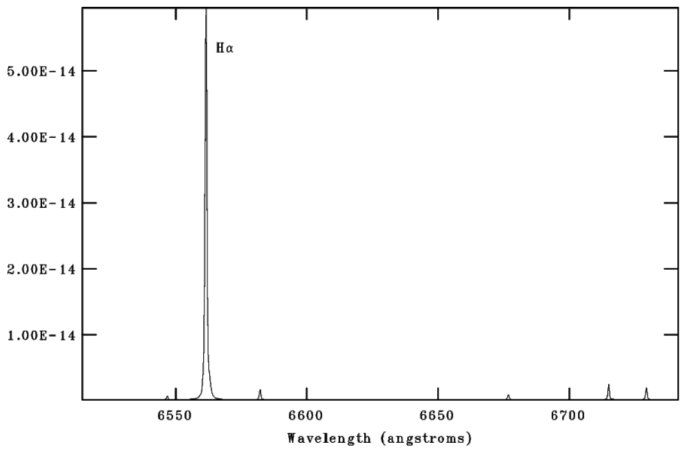
Finalmente, los parámetros que se determinaron son temperatura electrónica y densidad electrónica, para ello fue necesario medir los flujos de las líneas de emisión:

- Temperatura electrónica

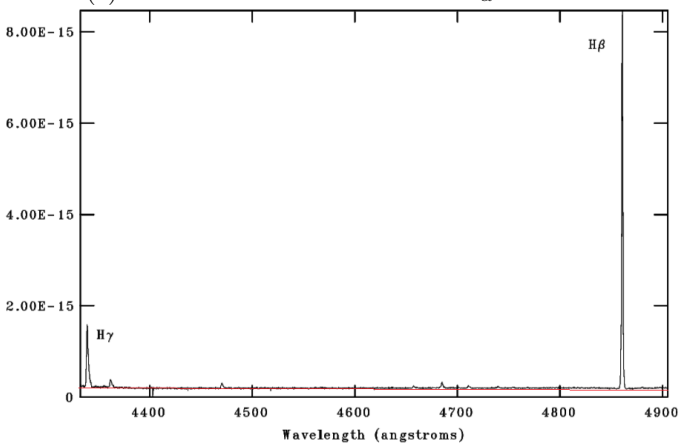
  OIII λ4363

  OIII λ4959

  OIII λ5007



(a) Se muestra la línea de emisión H_α λ6563 Å.



(b) Línea de emisión H_β λ4863 Å y H_γ λ4341 Å.

Figura 3.6: Se muestran la serie de Balmer y en línea roja el espectro continuo nebular.

- Densidad electrónica

  SII λ6716

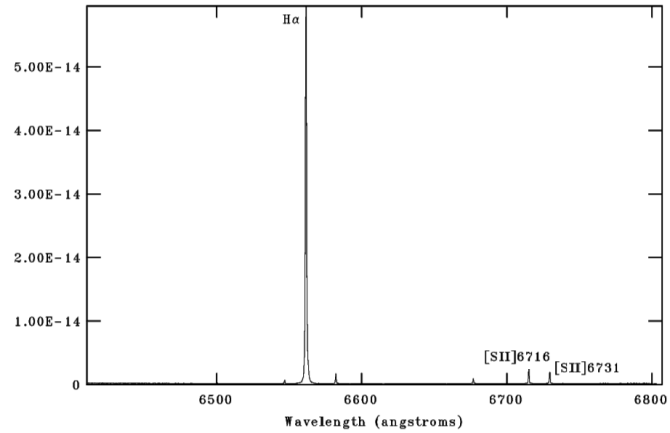
  SII λ6731

- Corrección interestelar

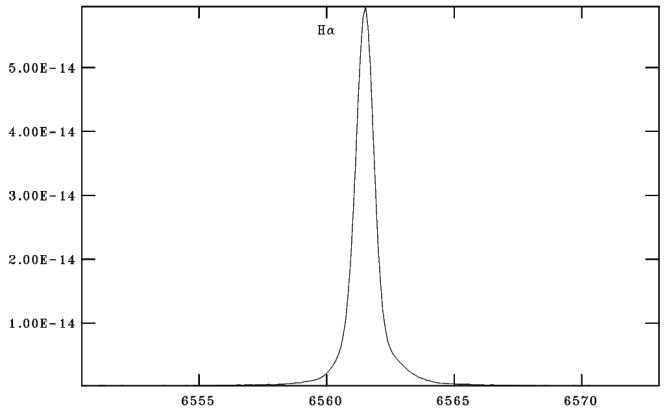
  - H_α λ 6563
  - H_β λ 4861
  - H_γ λ 4341

Así, para medir el valor de los flujos de estas líneas se utilizó el software *IRAF*, mediante la tarea *splot* se desplegaron los espectros para cada región y con las funciones *e y k* de IRAF se determinó el valor del flujo de emisión en cada línea, donde estas funciones determinan el valor del flujo de emisión al calcular el área bajo la curva del perfil de la línea de emisión.
Es importe mencionar que para determinar los flujos se emplearon las tanto la función *e*, que determina el flujo mediante una integral numérica, como la función *k*, que determina el flujo mediante una interpolación gaussiana, ya que ambas funciones proporcionan otros valores auxiliares que fueron útiles en la determinación de errores para los parámetros físicos obtenidos.
Es así como en la Figuras 3.7 y 3.8 podemos observar un ejemplo que muestra el espectro de emisión típico que se obtuvo para cada región, en ese caso se muestra el de la región 2, en la Figura 3.7a podemos observar el espectro completo para las longitudes de onda de 6400Å a 6800Å mientras que en las Figuras 3.7b y 3.7c se muestran las líneas de emisión que se debían medir. Asimismo en la Figura 3.8a se muestra el espectro que se obtuvo para las longitudes de onda de 4300Å a 5000Å y en las Figuras 3.8b y 3.8c se muestran las líneas de emisión que se midieron.

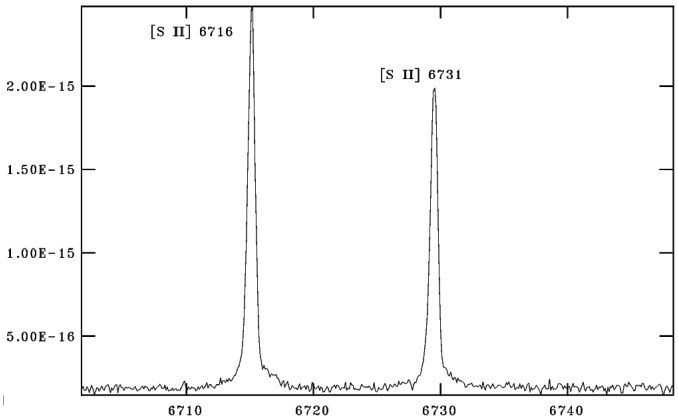
Finalmente en la Tabla 3.2 se muestran los flujos obtenidos para cada línea de emisión medida en comparación con la línea de H_β para las 30 regiones estudiadas.



(a) Espectro de emisión para la región 2. λ6400Å-λ6800Å.

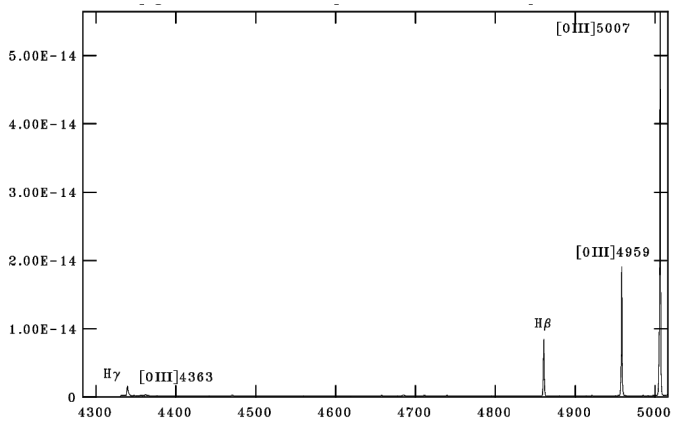


(b) Línea de H_α para la región 2.

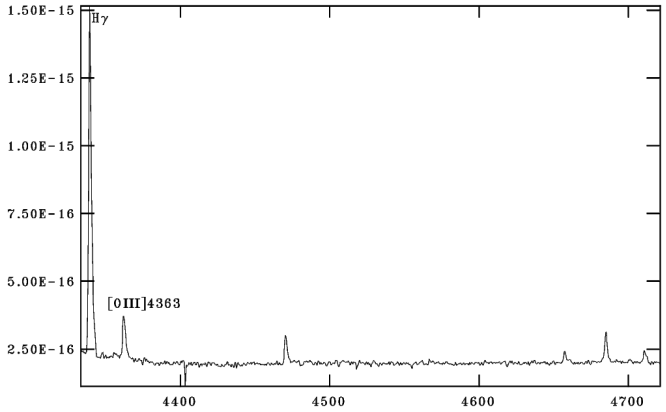


(c) Líneas de [S II] λ6731 y λ6716.

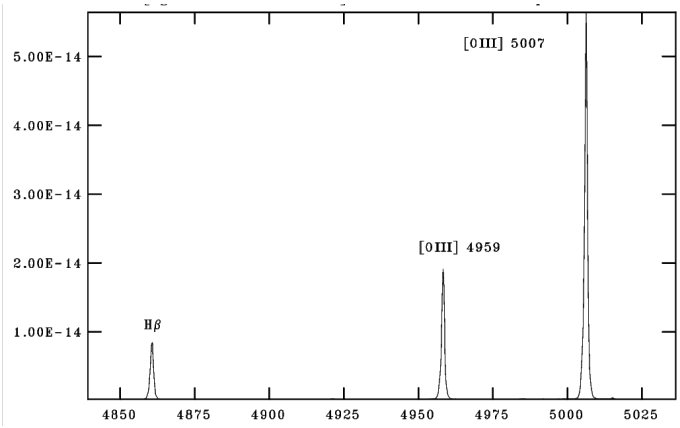
Figura 3.7: Líneas de emisión medidas para la región 2.



(a) Espectro de emisión para la región 2. λ4300Å-λ5200Å.



(b) Línea de H_γ y [O III] λ4363 para la región 2.



(c) Líneas de H_β y [O III] λ4959 y λ5007.

Figura 3.8: Líneas de emisión medidas para la región 2.

Región	$H\alpha$	$H\gamma$	[SII]		[OIII]			$H\beta$ $[10^{-15}]$
			6731	6716	4363	4959	5007	(erg/cm^2/s)
1	489.46	42.79	8.93	6.84	3.32	170.19	512.86	3.42 ± 0.03
2	277.32	33.47	3.68	2.96	4.23	174.86	570.77	2.05 ± 0.04
3	389.89	42.62	8.69	6.89	5.00	173.56	530.15	1.91 ± 0.02
4	431.93	43.81	9.33	7.54	3.22	161.31	460.83	$0.13 \pm 6.1 \cdot 10^{-4}$
5	350.59	59.53	10.89	7.59	3.35	158.09	527.98	2.67 ± 0.02
6	367.90	27.73	6.32	4.56	0.47	145.67	430.02	3.24 ± 0.03
7	480.08	20.91	5.91	4.13	9.89	162.73	476.85	0.74 ± 0.01
8	746.59	32.59	4.33	3.33	2.66	209.25	603.10	3.82 ± 0.04
9	543.98	25.75	2.82	2.24	2.06	177.66	505.59	11.30 ± 0.04
10	522.19	29.09	3.83	3.02	1.75	177.76	498.44	$0.38 \pm 5.9 \cdot 10^{-4}$
11	543.39	33.33	4.16	3.17	1.94	187.54	561.10	7.65 ± 0.03
12	512.04	21.63	1.24	2.24	2.06	177.66	505.59	6.31 ± 0.03
13	525.63	29.69	4.51	3.53	1.59	175.83	487.17	$0.25 \pm 4.4 \cdot 10^{-4}$
14	508.05	29.12	3.70	2.99	1.52	174.74	486.63	$0.27 \pm 4.2 \cdot 10^{-4}$
15	447.01	40.64	5.99	5.08	2.40	169.24	472.22	$0.24 \pm 5.7 \cdot 10^{-4}$
16	586.23	31.64	4.72	3.55	1.52	172.46	513.97	5.01 ± 0.04
17	1157.44	34.26	7.88	5.62	1.59	170.75	513.02	2.34 ± 0.02
18	347.46	28.17	3.63	2.52	2.74	177.99	500.92	3.94 ± 0.03
19	493.34	26.03	2.71	2.12	1.56	181.74	504.19	$0.26 \pm 7.3 \cdot 10^{-4}$
20	591.55	29.39	4.26	3.10	1.21	163.17	449.95	$0.16 \pm 7.1 \cdot 10^{-4}$
21	584.29	21.63	1.24	1.04	2.39	112.57	330.19	4.90 ± 0.03
22	407.17	22.77	3.09	2.29	1.33	141.52	385.32	$0.16 \pm 5.5 \cdot 10^{-4}$
23	458.31	23.09	3.23	2.32	1.08	147.18	405.16	$0.12 \pm 6.6 \cdot 10^{-4}$
24	442.57	29.15	3.19	2.49	1.27	143.75	403.49	$0.14 \pm 4.7 \cdot 10^{-4}$
25	684.59	28.69	4.21	2.83	2.05	151.21	426.44	3.31 ± 0.02
26	505.40	28.25	2.59	2.08	1.01	138.73	378.68	$0.16 \pm 7.4 \cdot 10^{-4}$
27	462.47	28.68	3.34	2.47	0.86	150.69	398.48	$0.16 \pm 7.8 \cdot 10^{-4}$
28	477.00	28.97	4.53	3.04	1.04	165.36	482.34	4.740 ± 0.004
29	489.78	26.54	3.67	2.62	1.58	159.49	440.95	$0.19 \pm 7.6 \cdot 10^{-4}$
30	494.79	28.74	3.73	2.72	1.21	161.78	459.75	4.22 ± 0.03

Tabla 3.2: Flujos medidos para cada línea.
NOTA. Los flujos obtenidos se muestran en comparación con el flujo obtenido para la línea de H_β, es decir, empleando la relación $\frac{I_\lambda}{I_{H_\beta}} \times 100$.

Capítulo 4

Resultados

Como se mencionó en el Capítulo 3, las propiedades físicas que se determinaron fueron temperatura y densidad electrónica, para ello lo primero que se hizo fue determinar el error en las intensidades de las líneas medidas utilizando la ecuación 4.1 donde D es la dispersión espectral por píxel en Å, σ_c es el promedio de la desviación estándar por píxel del continuo en cada lado de la línea, N_{pix} es el número de píxeles cubiertos por cada línea y EW es el ancho equivalente.

$$\sigma_i = \sigma_c D \sqrt{2N_{pix} + \frac{EW}{D}} \tag{4.1}$$

Una vez que se determinó el error en las líneas para cada longitud de onda en todas las regiones estudiadas se continuó con el análisis para la extinción interestelar y así poder corregir el flujo en cada línea que pudo ser afectado por el medio interestelar.

4.1. Extinción interestelar

Para poder corregir el flujo de emisión en las líneas espectrales usando la ecuación 1.9 era necesario primero determinar el factor de corrección interestelar, para esto partiendo de la ecuación 1.10 podemos obtener una expresión para $c(H_\beta)$ dada por la ecuación 4.2 donde los valores para $f(\lambda)$ están dados en la Tabla 1.1 y los cocientes $I_o(\lambda)/I_o(H\beta)$ usados fueron $I_o(H_\gamma)/I_o(H\beta) = 0.470$ y $I_o(H_\alpha)/I_o(H\beta) = 2.86$ considerando una temperatura de $T = 10000K$ [7].

$$c(H_\beta) = -\frac{1}{f(\lambda)} \left[\log \left(\frac{\frac{I_{obs}(\lambda)}{I_{obs}(H_\beta)}}{\frac{I_o(\lambda)}{I_o(H_\beta)}} \right) \right] \tag{4.2}$$

Posteriormente, se obtuvieron los cocientes entre los flujos de las líneas de $I_{obs}(H\alpha)/I_{obs}(H\beta)$ y $I_{obs}(H\gamma)/I_{obs}(H\beta)$ para cada región y con esos cocientes fue posible obtener dos valores para $c(H_\beta)$ con los cuáles se obtuvo un promedio para el factor de corrección interestelar $c(\bar{H}_\beta)$ en cada región, sin embargo en las regiones 2 y 5 no fue posible determinar el valor para $c(H_\beta)(H_\alpha)$ y $c(H_\beta)(H_\gamma)$ respectivamente por lo que el valor para $c(H\beta)$ se tomó sólo considerando el resultado para $c(H_\beta)(\gamma)$ y $c(H_\beta)(\alpha)$ respectivamente.
Además con el valor de $c(\bar{H}_\beta)$ se obtuvo también el valor para la extinción visual A_V para las 30 regiones estudiadas de la galaxia NGC 1569, los resultados para los valores de A_V se muestran en la Figura 4.2 graficados contra el valor del flujo de la línea de emisión de H_β en cada región, en línea amarilla se muestra el valor mínimo de $A_V = 1.6$ que corresponde al valor de la extinción visual producida por el polvo de nuestra galaxia a lo largo de la línea de visión de NGC 1569 [34] y la línea dorada muestra el valor promedio obtenido para A_V en este trabajo.

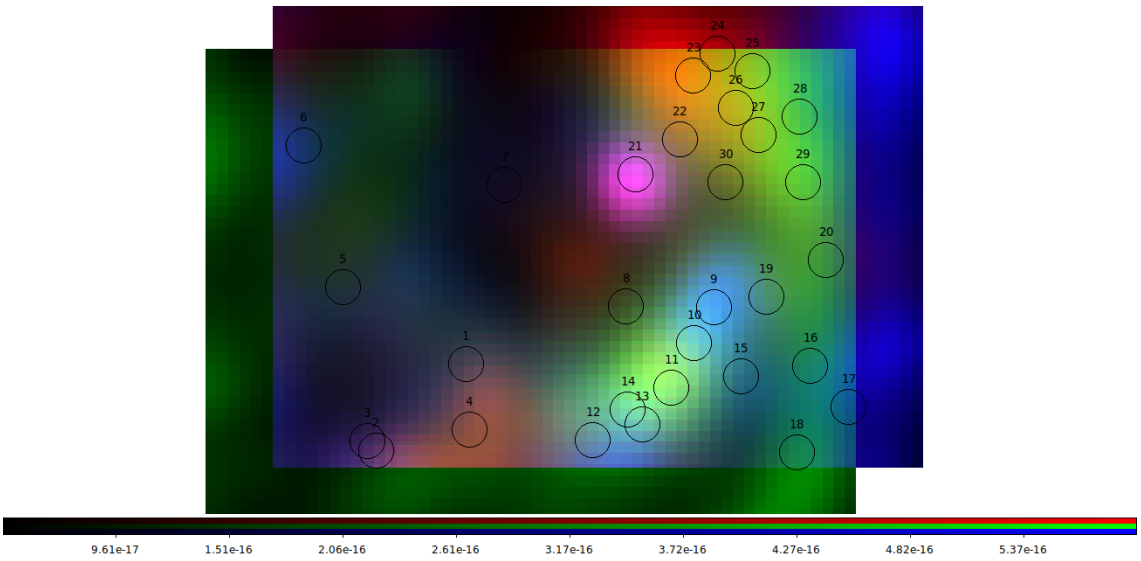


Figura 4.1: Regiones estudiadas, en rojo H_α, en azul [S II] y en verde [O III].

Los resultados para los cocientes de las líneas de emisión, los valores para $c(H_\beta)$ y para la extinción visual A_V se muestran en la Tabla 4.1.
Finalmente se utilizó la ecuación 1.9 para corregir el flujo en cada línea de emisión medida y con ello poder determinar correctamente la temperatura y densidad electrónica.

4.2. Temperatura electrónica

Una vez que se corrigieron por extinción interestelar los flujos de la líneas de emisión era posible calcular la temperatura electrónica para las 30 regiones estudiadas.
Como se mencionó en el Capítulo 1 en la sección 1.5.2. la temperatura electrónica en una nebulosa se puede determinar con el cociente de líneas de emisión, de está manera las líneas empleadas como indicadores de temperatura para este trabajo fueron las líneas de [O III], para esto el cociente de líneas de emisión viene dado por la ecuación 1.12.
De esta manera lo primero que se hizo para determinar la temperatura electrónica fue calcular el cociente dado por 1.12 para las 30 regiones estudiadas.
Así una vez determinado el valor del cociente se utilizó el paquete *nebular* de *IRAF* para obtener el valor de la temperatura.
El proceso que se utilizó para determinar temperatura en *IRAF* consiste en calcular la temperatura a partir del cociente de las líneas de emisión con la secuencia:

```
ecl> stsdas
stsdas> analysis
analysis> nebular
nebular> temden temperature 176.09 atom=oxygen spectrum=3 assume=100
```

con la cual se tiene la salida:

```
Temperature ratio O III: I(4959+5007)/I(4363) = 176.09
Temperature = 10602.6K
```

donde la instrucción que determina la temperatura está dada por la función a realizar *temden*, el parámetro físico que se quiere determinar *temperature*, el valor del cociente de las líneas empleadas,

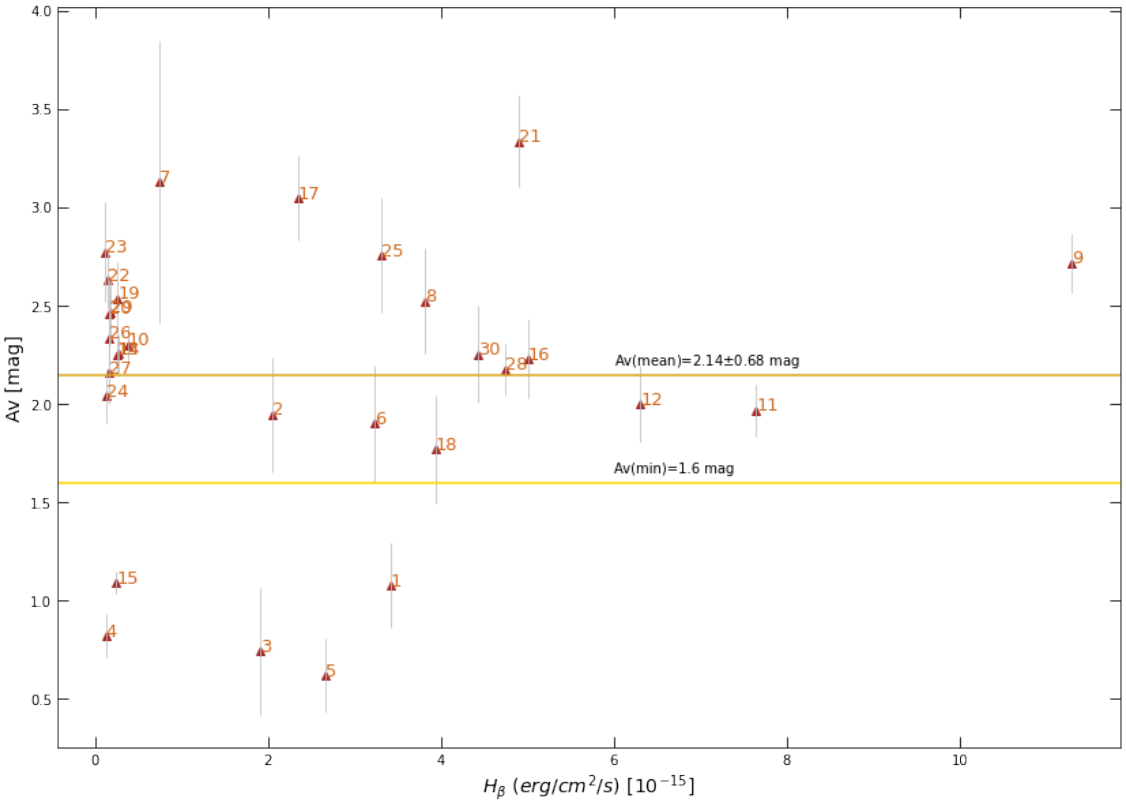


Figura 4.2: Gráfica de Av para NGC 1569 en cada región estudiada.

	Corrección interestelar $c(H_\beta)$					
Región	$\frac{I_{obs}(H\alpha)}{I_{obs}(H\beta)}$	$\frac{I_{obs}(H\gamma)}{I_{obs}(H\beta)}$	$cH_\beta(H_\alpha)$	$cH_\beta(H_\gamma)$	$c\bar{H}_\beta$	A_v (mag)
1	4.89 ± 0.05	0.428 ± 0.010	0.780 ± 0.032	0.247 ± 0.143	0.514 ± 0.104	1.078 ± 0.218
2	2.53 ± 0.06	0.335 ± 0.012	-	0.927 ± 0.184	0.927 ± 0.184	1.947 ± 0.293
3	3.90 ± 0.07	0.426 ± 0.014	0.450 ± 0.060	0.259 ± 0.209	0.354 ± 0.154	0.744 ± 0.323
4	4.32 ± 0.02	0.438 ± 0.005	0.599 ± 0.019	0.182 ± 0.072	$0.391 \pm 0.052.$	0.820 ± 0.110
5	3.50 ± 0.03	0.595 ± 0.012	0.294 ± 0.026	-	0.294 ± 0.026	0.617 ± 0.187
6	3.68 ± 0.03	0.277 ± 0.009	0.365 ± 0.028	1.447 ± 0.197	0.905 ± 0.0141	1.901 ± 0.296
7	4.80 ± 0.09	0.209 ± 0.016	0.753 ± 0.068	2.229 ± 0.479	1.490 ± 0.342	3.130 ± 0.718
8	7.47 ± 0.07	0.326 ± 0.010	1.400 ± 0.033	1.001 ± 0.175	1.200 ± 0.126	2.521 ± 0.265
9	5.44 ± 0.02	0.258 ± 0.004	0.935 ± 0.012	1.652 ± 0.101	1.294 ± 0.072	2.717 ± 0.152
10	5.22 ± 0.01	0.291 ± 0.003	0.876 ± 0.006	1.314 ± 0.058	1.095 ± 0.041	2.300 ± 0.086
11	5.43 ± 0.02	0.333 ± 0.005	0.934 ± 0.013	0.939 ± 0.088	0.936 ± 0.063	1.967 ± 0.132
12	5.12 ± 0.03	0.319 ± 0.007	0.847 ± 0.018	1.057 ± 0.130	0.952 ± 0.093	2.000 ± 0.195
13	5.26 ± 0.01	0.297 ± 0.003	0.885 ± 0.007	1.258 ± 0.069	1.072 ± 0.049	2.251 ± 0.102
14	5.08 ± 0.01	0.291 ± 0.003	0.836 ± 0.006	1.312 ± 0.067	1.074 ± 0.047	2.255 ± 0.099
15	4.47 ± 0.01	0.406 ± 0.002	0.649 ± 0.009	0.390 ± 0.035	0.519 ± 0.026	1.091 ± 0.054
16	5.86 ± 0.04	0.316 ± 0.007	1.044 ± 0.024	1.083 ± 0.133	1.062 ± 0.095	2.229 ± 0.200
17	11.60 ± 0.10	0.343 ± 0.008	2.036 ± 0.028	0.862 ± 0.141	1.451 ± 0.102	3.048 ± 0.213
18	3.48 ± 0.03	0.282 ± 0.008	1.404 ± 0.028	0.843 ± 0.182	0.843 ± 0.130	1.770 ± 0.273
19	4.93 ± 0.01	0.260 ± 0.005	0.793 ± 0.010	1.623 ± 0.123	1.208 ± 0.087	2.537 ± 0.183
20	5.92 ± 0.03	0.294 ± 0.006	1.058 ± 0.016	1.287 ± 0.118	1.171 ± 0.084	2.459 ± 0.177
21	5.84 ± 0.04	0.216 ± 0.005	1.040 ± 0.022	2.135 ± 0.155	1.587 ± 0.111	3.333 ± 0.233
22	4.07 ± 0.02	0.228 ± 0.003	0.513 ± 0.013	1.992 ± 0.096	1.252 ± 0.068	2.629 ± 0.143
23	4.58 ± 0.03	0.231 ± 0.006	0.686 ± 0.019	1.953 ± 0.172	1.320 ± 0.122	2.773 ± 0.256
24	4.43 ± 0.02	0.292 ± 0.004	0.635 ± 0.013	1.309 ± 0.093	0.972 ± 0.067	2.041 ± 0.140
25	6.85 ± 0.04	0.287 ± 0.009	1.271 ± 0.022	1.354 ± 0.194	1.312 ± 0.138	2.755 ± 0.290
26	5.05 ± 0.02	0.283 ± 0.005	0.828 ± 0.017	1.396 ± 0.099	1.112 ± 0.071	2.336 ± 0.149
27	4.62 ± 0.02	0.287 ± 0.005	0.699 ± 0.017	1.355 ± 0.102	1.027 ± 0.073	2.156 ± 0.153
28	4.77 ± 0.04	0.290 ± 0.004	0.744 ± 0.027	1.327 ± 0.083	1.036 ± 0.062	2.175 ± 0.130
29	4.90 ± 0.02	0.265 ± 0.005	0.782 ± 0.014	1.569 ± 0.107	1.175 ± 0.076	2.468 ± 0.160
30	4.95 ± 0.03	0.287 ± 0.007	0.797 ± 0.023	1.348 ± 0.167	1.073 ± 0.119	2.253 ± 0.250
Promedio	-	-	0.825 ± 0.347	1.229 ± 0.528	1.021 ± 0.328	2.14 ± 0.68

Tabla 4.1: Resultados obtenidos para el factor de corrección interestelar en las 30 regiones estudiadas.

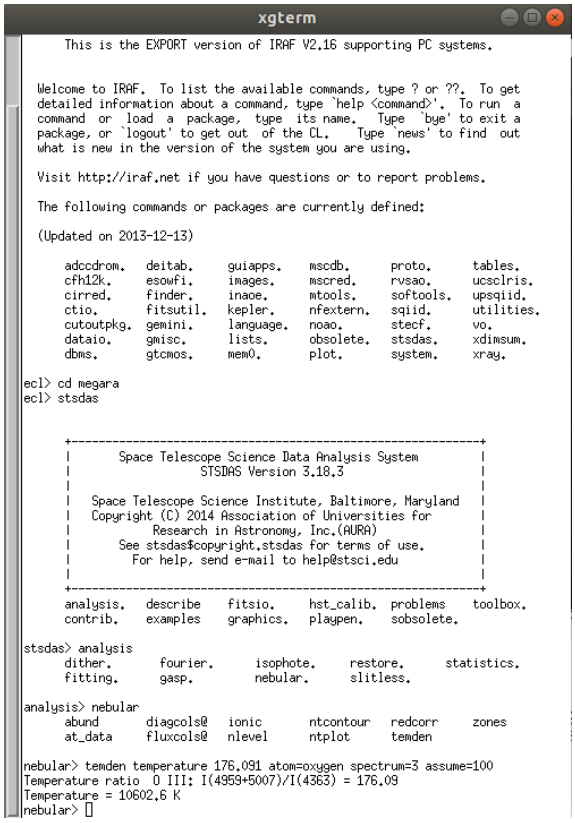


Figura 4.3: Ejemplo para determinar la temperatura electrónica usando IRAF.

para el ejemplo mostrado fue *176.09* que corresponde al valor del cociente de las líneas de [O III] para la región 2, el ion utilizado *atom=oxygen spectrum=3*, para este caso como ya se mencionó se usó el ion de [O III] y finalmente el valor de la densidad que se considera *assume=100*, para todos los valores de temperatura determinados en este trabajo se asumió una densidad de 100 cm^{-3}; en la Figura 4.3 se observa un ejemplo de la secuencia empleada en IRAF para determinar la temperatura electrónica.

Finalmente, en la Tabla 4.2 se muestran los resultados tanto para el cociente de las líneas de emisión así como de la temperatura electrónica obtenida en las 30 regiones estudiadas. Se calculó también el valor mínimo y máximo de temperatura para cada región tomando en cuenta errores en la medición de los flujos.

4.3. Densidad electrónica

De igual manera que para la temperatura, como mencionamos en el Capítulo 1, se puede obtener el promedio de densidad de electrones observando los efectos de desexcitación por colisión comparando la intensidad de dos líneas de emisión de dos niveles diferentes de energía del mismo ion.

Para este trabajo el cociente del líneas que se usó como indicador de temperatura fue para las líneas de [S II] dado por la ecuación 1.16.

En consecuencia la primera parte en la determinación de la densidad consistió en obtener el cociente de líneas I(λ6731) / I(λ6716) para todas las regiones estudiadas.

Posteriormente con el cociente calculado se utilizó el paquete *nebular* de *IRAF* para cuantificar la

Temperatura electrónica

Región	I(λ4959 + λ5007)/I(λ4363)	Temperatura (K)
1	205.975 ± 57.820	10095 [9385-11225]
2	176.091 ± 11.463	10603 [10392-10837]
3	140.493 ± 11.196	11431 [11136-11769]
4	192.952 ± 9.889	10300 [10142-10472
5	204.934 ± 10.953	10110 [9952-10283]
6	1224.158 ± 337.919	6533 [6231-6980]
7	64.657 ± 3.826	15624 [15211-15624]
8	305.554 ± 4.671	9009 [8972-9047]
9	332.144 ± 7.118	8808 [8759-8859]
10	385.621 ± 1.887	8471 [8505-8540]
11	386.586 ± 11.765	8466 [8401-8533]
12	315.383 ± 11.793	8932 [8844-9025]
13	416.582 ± 18.334	8306 [8217-8402]
14	436.310 ± 20.795	8211 [8117-8312]
15	267.008 ± 11.269	9353 [9245-9469]
16	452.287 ± 25.326	8138 [8030-8255]
17	428.359 ± 30.861	8248 [8107-8405]
18	247.303 ± 12.685	9560 [9424-9708]
19	440.889 ± 20.600	8189 [8097-8388]
20	506.527 ± 49.802	7917 [7742-8118]
21	185.009 ± 7.133	10437 [10314-10568]
22	394.750 ± 33.254	8420 [8250-8614]
23	509.853 ± 69.695	7904 [7669-84193]
24	432.117 ± 50.418	8230 [8010-8493]
25	281.903 ± 13.950	9211 [9089-9344]
26	511.087 ± 56.614	7890 [7706-8128]
27	635.614 ± 82.713	7508 [7304-7754]
28	624.718 ± 47.983	7531 [7412-7677]
29	378.736 ± 15.026	8510 [8426-8590]
30	512.730 ± 36.358	7894 [7766-8035]
Promedio	-	8995 ± 1652

Tabla 4.2: Resultados obtenidos para la temperatura electrónica en las 30 regiones estudiadas.

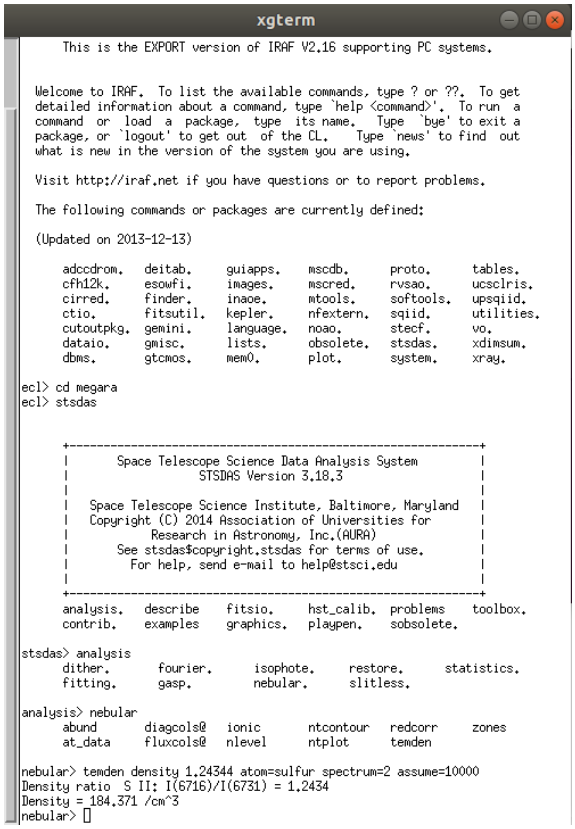


Figura 4.4: Ejemplo para determinar la densidad electrónica usando IRAF.

densidad electrónica.
El proceso que se siguió es similar al que se utilizó para determinar la temperatura, usando la misma secuencia en el programa pero cambiando el parámetro físico que se determina, es decir:

```
ecl> stsdas
stsdas> analysis
analysis> nebular
nebular> temden density 1.24344 atom=sulfur spectrum=2 assume=10000
```

que genera la salida:

```
Density ratio S II: I(6716)/I(6731) = 1.2434
Density = 184.371/cm^3
```

los parámetros que se necesitan para determinar la densidad con esta instrucción son la función del paquete *nebular* que se usará *temden*, el parámetro que se quiere calcular *density*, el valor del cociente de líneas para el ion empleado, en el ejemplo se usa *1.24344* el cual corresponde al valor del cociente de las líneas de [S II] para la región 2, se debe especificar también cuál es el ion utilizado *atom=sulfur spectrum=2* y por último el valor de temperatura que se considera *assume=10000*, en todos los valores de densidad que se calcularon se asumió una temperatura de 10000 K; en la Figura 4.4 se muestra un ejemplo para la secuencia empleada en *IRAF* para la determinación de la densidad electrónica.
Finalmente, en la Tabla 4.3 se observan los resultados para las 30 regiones analizadas del valor del cociente de las líneas de emisión y de la densidad electrónica determinada, sin embargo se

Densidad electrónica

Región	I(λ6716)/I(λ6731)	Densidad ($/cm^3$)
1	1.306 ± 0.068	115 [53-189]
2	1.243 ± 0.112	184 [65-342]
3	1.260 ± 0.087	165 [75-278]
4	1.237 ± 0.051	193 [134-260]
5	1.435 ± 0.061	2 [...-48]
6	1.379 ± 0.113	45 [...-158]
7	1.431 ± 0.236	2 [...-248]
8	1.303 ± 0.092	118 [31-225]
9	1.257 ± 0.053	168 [109-234]
10	1.267 ± 0.064	157 [89-236]
11	1.310 ± 0.053	110 [58-168]
12	1.253 ± 0.079	173 [88-276]
13	1.279 ± 0.069	143 [73-23]
14	1.239 ± 0.078	189 [102-295]
15	1.181 ± 0.045	267 [207-334]
16	1.328 ± 0.088	92 [92-189]
17	1.403 ± 0.106	27 [...-124]
18	1.438 ± 0.130	2 [...-112]
19	1.279 ± 0.103	143 [42-273]
20	1.372 ± 0.051	51 [7-99]
21	1.190 ± 0.224	253 [15-697]
22	1.352 ± 0.089	69 [...-161]
23	1.388 ± 0.148	36 [...-187]
24	1.281 ± 0.092	141 [50-255]
25	1.487 ± 0.118	27 [...-54]
26	1.251 ± 0.120	176 [53-342]
27	1.354 ± 0.096	68 [...-167]
28	1.489 ± 0.067	10 [...-27]
29	1.404 ± 0.086	24 [...-102]
30	1.374 ± 0.087	49 [...-135]
Promedio	-	107 ± 76

Tabla 4.3: Resultados obtenidos para la densidad electrónica en las 30 regiones estudiadas.

puede ver que en algunas regiones se determinó una densidad baja ya que el cociente de líneas que se obtiene y que se utiliza para el cálculo se encuentra en el límite del rango que se puede observar en la Figura 1.16, rango que además es muy sensible a las variaciones del cociente de las líneas.

Por último, en la Figura 4.5 se pueden observar los resultados de Densidad (cm^3) y Temperatura (K) donde también se señalan los promedios para cada una; y en la Figura 4.1 puede observar un marco RGB donde se muestran las intensidades de líneas de emisión empleadas en este trabajo para las regiones analizadas, es decir, en rojo se observa la línea de emisión para H_α, en azul la línea de emisión para [S II] y en verde la línea de emisión para [O III].

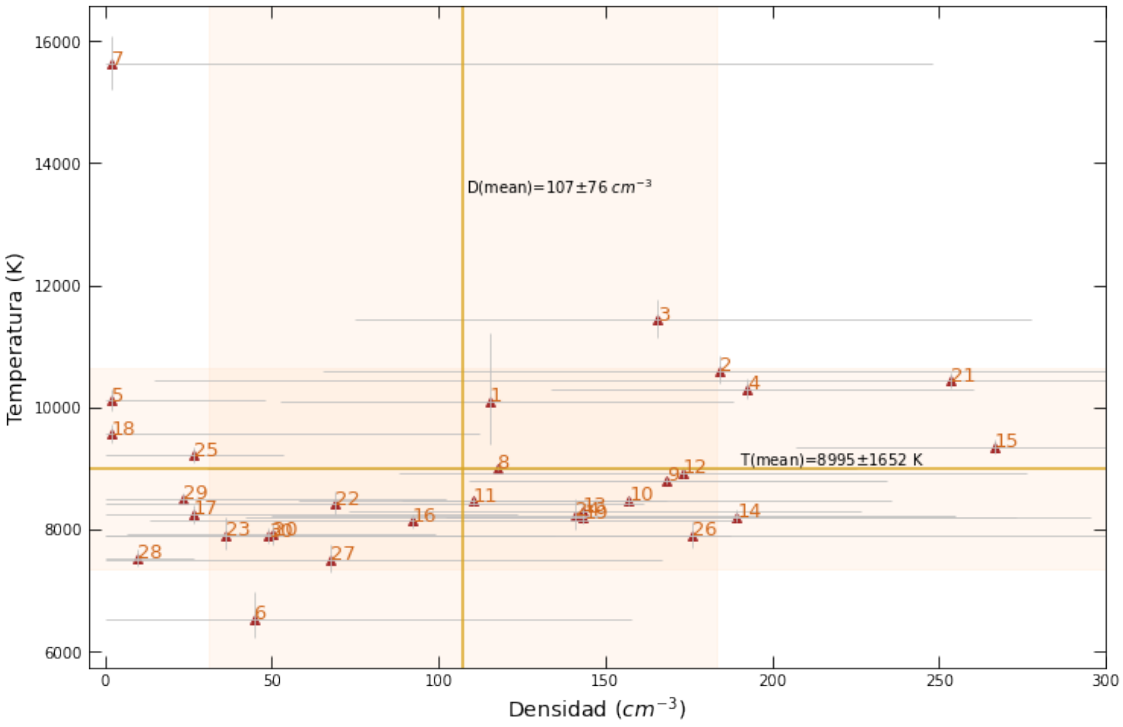


Figura 4.5: Gráfica de Densidad (cm^3) contra Temperatura (K) para las regiones estudiadas

Capítulo 5

Conclusiones

En este trabajo se presentan los resultados sobre la determinación de los valores para el factor de corrección interestelar, Extinción visual A_V, temperatura electrónica y densidad electrónica para las regiones ionizadas de la galaxia irregular NGC 1569.
Para obtener estos resultados se utilizaron datos observacionales tomados usando el espectrógrafo MEGARA que se encuentra en el Gran Telescopio de Canarias de 10.4 m ubicado en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma, Islas Canarias. Los datos cubren la región central de la galaxia NGC 1569 por lo que se contó con dos espectros de líneas de emisión que abarcan longitudes de onda desde $\sim \lambda 4300$ Å hasta $\sim \lambda 5200$ Å y de $\sim \lambda 6400$ Å hasta $\sim \lambda 6800$ Å respectivamente, para 30 regiones seleccionadas a lo largo de los dos súper cúmulos estelares NGC 1569 A y NGC 1569 B.
De estos resultados se pueden formar las siguientes conclusiones:

- Se identificaron las líneas de emisión para la serie de Balmer del átomo de Hidrógeno en los espectros electromagnéticos para las 30 regiones estudiadas.
- Se identificaron y midieron los flujos de las líneas de emisión para los iones H_α λ 6563, H_β λ 4861, H_γ λ 4341, [OIII] λ4363, [OIII] λ4959, [OIII] λ5007, [SII] λ6716, [SII] λ6731 con las que fue posible determinar el factor de corrección interestelar $c(H_\beta)$, extinción visual (A_V) [mag], temperatura electrónica (T_e) [K] y densidad electrónica (n_e) $[cm^{-3}]$ para 30 zonas brillantes ubicadas en la región ionizada por formación estelar de la galaxia NGC 1569.
- El factor de corrección interestelar cH_β pudo ser calculado a partir del decremento de Balmer con las líneas de emisión H_β, H_α, H_γ medidas simultáneamente en cada una de las 30 regiones seleccionadas obteniendo como resultados:
  - $cH_\beta = 0.825 \pm 0.347$ a partir del cociente de las líneas de emisión H_β y H_α.
  - $cH_\beta = 1.229 \pm 0.528$ a partir del cociente de las líneas de emisión H_β y H_γ.

  con los que se obtuvo un valor promedio para cH_β dado por 1.021 ± 0.328. Estos valores fueron obtenidos al promediar el valor individual de cH_β en cada región con los dos diferentes cocientes y dando su error a partir de la desviación estándar del conjunto.
- Se determinó también un valor promedio para la extinción visual A_V dado por $A_V = 2.14 \pm 0.68$ mag a partir de los resultados para el factor de corrección interestelar cH_β en cada región y su error también fue determinado a partir de la desviación estándar del conjunto de A_V calculado en las 30 regiones. Como se mencionó en el Capítulo 4 se considera como valor mínimo $A_V = 1.6$ mag que es valor propuesto por *Devost, Roy & Drissen (1997)* [34] como el valor que corresponde a la extinción producida por el polvo de la Vía Láctea en la línea de visión donde se observa NGC 1569 por lo que el resultado para A_V resultante deberá ser

mayor a este ya que estamos observando un objeto fuera del disco Galáctico, debido a que se obtiene un promedio de $A_V = 2.14$ mag este resultado es consistente con el esperado y es consistente con el reportado por Mayya, et al. 2020 [40] considerando las incertidumbres obtenidas, por otro lado al analizar el resultado individual de A_V en cada región se puede observar que el 83.3 % de los valores calculados tienen $A_V > 1.6$ mag. Las regiones donde encontramos $A_v < 1.6$ mag son las más débiles en la línea de H_γ.

- Se calculó un valor de Temperatura electrónica *(T_e)* para cada región estudiada a partir del cociente de líneas de emisión de los iones [OIII] λ4363, [OIII] λ4959 y [OIII] λ5007 dado por la ecuación 1.12; estos valores varían desde 6533 K hasta 15624 K, de los resultados para cada región se determinó un valor promedio para T_e en la galaxia NGC 1569 dado por $T_e = 8995 \pm 1652$ K, este resultado es consistente con el valor esperado para las partes más brillantes de una región HII del orden de $T_e \approx 9000$ K [7].

- Se determinó un valor de Densidad electrónica *(n_e)* para cada región estudiada a partir del cociente de líneas de emisión de los iones [SII] λ6716 y [SII] λ6731 dado por la ecuación 1.16; sin embargo a pesar de que el valor promedio obtenido dado por $n_e = 107 \pm 76\ cm^{-3}$ en la galaxia NGC 1569 es consistente con el valor esperado para una región ionizada del orden de $10^2\ cm^{-3}$ [7] se tiene una variación amplia de resultados en cada región, esto se puede observar a partir del cálculo del error para el resultado obtenido por la desviación estándar que tiene un valor de $\pm$76, esta variación viene dada sobre todo porque la relación empleada para obtener la densidad es muy sensible al valor del cociente que se emplee y puede tener cambios notables a pesar de que la diferencia en los cocientes no sea notoria.

Agradecimientos

Quiero agradecer a mis padres y a mi hermano por su apoyo incondicional y porque siempre me alientan a seguir mis sueños.
A mi asesor, el Dr. Divakara por abrirme las puertas del INAOE y darme la oportunidad de entrar y comprender el mundo de la astrofísica así como por todas sus enseñanzas y consejos.
Al Dr. Ricardo por su continuo apoyo durante toda la licenciatura así como para culminar este trabajo.
A mis sinodales por el interés que mostraron en este proyecto así como por todas sus sugerencias que sin duda contribuyeron en la calidad de esta tesis.
A mis amigos, Neri, Esmeralda, Moroni y Dan por todos los años de amistad y porque compartimos toda esta ventura que fue estudiar Física.
Finalmente agradecer a CONACYT por el apoyo brindado para generar este trabajo de tesis y por su continuo apoyo para generar ciencia en México así como por fomentar la vocación científica y dar confianza a jóvenes investigadores con muchos sueños y metas como lo soy yo y todos mis colegas.

Bibliografía

[1] A. D. Craik, *Mr Hopkins' men: Cambridge reform and British mathematics in the 19th century*. Springer Science & Business Media, 2008.

[2] D. Halliday, R. Resnick y J. Walker, *Fundamentos de Física Vol. II*. Grupo editorial Patria, 2009.

[3] J. Tennyson, *Astronomical spectroscopy: an introduction to the atomic and molecular physics of astronomical spectra*. World Scientific, 2010, vol. 2.

[4] A. Beiser, *Concepts of modern physics*. Tata McGraw-Hill Education, 2003.

[5] L. H. Aller, *Physics of thermal gaseous nebulae: Physical processes in gaseous nebulae*. Springer Science & Business Media, 2012, vol. 112.

[6] NASA, *Hubble sees a horsehead of a different color*, URL: https://hubblesite.org/contents/media/images/2013/12/3165-Image.html, 2017.

[7] D. E. Osterbrock y G. J. Ferland, *Astrophysics Of Gas Nebulae and Active Galactic Nuclei*. University science books, 2006.

[8] F. Shu, *The physical universe: an introduction to astronomy*. University science books, 1982.

[9] H. Karttunen, P. Kröger, H. Oja, M. Poutanen y K. J. Donner, *Fundamental astronomy*. Springer, 2016.

[10] NASA, *Firestorm of Star Birth Seen in a Local Galaxy*, URL: https://www.nasa.gov/mission_ pages/chandra/images/ngc-604.html, 2019.

[11] ——, *Hubble Deep Field Image Unveils Myriad Galaxies Back to the Beginning of Time*, URL: https://hubblesite.org/contents/media/images/1996/01/389-Image.html, 1996.

[12] B. W. Carroll y D. A. Ostlie, *An introduction to modern astrophysics*. Cambridge University Press, 2017.

[13] A. R. Choudhuri, *Astrophysics for physicists*. Cambridge University Press, 2010.

[14] V. J. Martınez, D. Galadı-Enrıquez y J. A. Miralles, *Astronomıa fundamental*. Universitat de Valencia, 2005, vol. 81.

[15] L. S. Sparke y J. S. Gallagher III, *Galaxies in the universe: an introduction*. Cambridge University Press, 2007.

[16] NASA, *NGC 4449*, URL: https://hubblesite.org/image/2155/gallery/59-irregular-galaxies, 2007.

[17] ——, *Messier 81*, URL: https://www.nasa.gov/feature/goddard/2017/messier-81, 2017.

[18] L. Searle, W. L. Sargent y W. Bagnuolo, "The history of star formation and the colors of late-type galaxies", *The Astrophysical Journal*, vol. 179, págs. 427-438, 1973.

[19] P. Conti, P. Crowther y C. Leitherer, *From Luminous Hot Stars to Starburst Galaxies*. Cambridge University Press, 2008.

[20] C. R. Kitchin, *Galaxies in turmoil: The active and starburst galaxies and the black holes that drive them*. Springer Science & Business Media, 2007.

[21] E. Pérez-Montero, "Ionized gaseous nebulae abundance determination from the direct method", *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, vol. 129, n.º 974, pág. 043 001, 2017.

[22] J. A. Cardelli, G. C. Clayton y J. S. Mathis, "The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction", *The Astrophysical Journal*, vol. 345, págs. 245-256, 1989.

[23] A. e. e. Marialis Rosario-Franco, *Por quién dobla la red cósmica*, URL: https://astrobitos.org/2018/03/12/por-quien-dobla-la-red-cosmica, 2018.

[24] D. R. Garnett, "Electron temperature variations and the measurement of nebular abundances", *The Astronomical Journal*, vol. 103, págs. 1330-1337, 1992.

[25] K. B. Kwitter, R. B. Henry y W. C. Astronomy, *Student Exercises Using This Database*, URL: https://web.williams.edu/Astronomy/research/PN/nebulae/, 2006.

[26] G. A. Gurzadyan, *The physics and dynamics of planetary nebulae*. Springer Science & Business Media, 2013.

[27] C. Werdeb, *Science with 8-10m telescopes in the era of ELTs and the JWST*. Centro de Estudios Ramón Areces, 2009.

[28] S. W. del Gran Telescopio de Canarias, *Gran Telescopio CANARIAS, Observatorio del Roque de los Muchachos*, URL: http://www.gtc.iac.es, 2017.

[29] S. W. de MEGARA, *MEGARA (Multi-Espectrógrafo en GTC de Alta Resolución para Astronomía)*, URL: https://guaix.fis.ucm.es/megara/, 2018.

[30] M. Sánchez-Cruces, M. Rosado, A. Rodrıguez-González y J. Reyes-Iturbide, "Kinematics of Superbubbles and Supershells in the Irregular Galaxy, NGC 1569", *The Astrophysical Journal*, vol. 799, n.º 2, pág. 231, 2015.

[31] H. A. Kobulnicky y E. D. Skillman, "Elemental abundance variations and chemical enrichment from massive stars in starbursts. II. NGC 1569", *The Astrophysical Journal*, vol. 489, n.º 2, pág. 636, 1997.

[32] A. J. Grocholski, R. P. Van der Marel, A. Aloisi, F. Annibali, L. Greggio y M. Tosi, "HST/ACS Photometry of Old Stars in NGC 1569: The Star Formation History of a nearby Starburst", *The Astronomical Journal*, vol. 143, n.º 5, pág. 117, 2012.

[33] E. Clements, "Optical positions of Seyfert galaxies.-II", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 204, págs. 811-815, 1983.

[34] D. Devost, J.-R. Roy y L. Drissen, "The Ionized Gas in the Aftermath of a Starburst: The Case of NGC 1569", *The Astrophysical Journal*, vol. 482, n.º 2, pág. 765, 1997.

[35] D. A. Hunter, H. A. Thronson Jr, S. Casey y D. Harper, "Star formation and the interstellar medium in two peculiar, nonspiral galaxies-NGC 1569 and NGC 3593", *The Astrophysical Journal*, vol. 341, págs. 697-706, 1989.

[36] S. Larsen, L. Origlia, J. Brodie y J. Gallagher III, "Anatomy of a young massive star cluster: NGC 1569-B", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 383, n.º 1, págs. 263-276, 2008.

[37] F. Israel y A. De Bruyn, "Synchrotron radiation losses in the post-starburst galaxy NGC 1569", *Astronomy and Astrophysics*, vol. 198, págs. 109-115, 1988.

[38] W. H. Waller, "Relics of an eruptive starburst in NGC 1569", *The Astrophysical Journal*, vol. 370, págs. 144-157, 1991.

[39] L. C. Ho y A. V. Filippenko, "Dynamical Evidence for a Massive, Young Globular Cluster in NGC 1569", *The Astrophysical Journal Letters*, vol. 466, n.º 2, pág. L83, 1996.

[40] Y. Mayya, E. Carrasco, V. Gómez-González, J. Zaragoza-Cardiel, A. Gil de Paz, P. Ovando, M. Sánchez-Cruces, L. Lomelı-Núñez, L. Rodrıguez-Merino, D. Rosa-González y col., "MEGARA-IFU detection of extended He II λ4686 nebular emission in the central region of NGC 1569 and its ionization budget", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 498, n.º 1, págs. 1496-1514, 2020.