



VICERRECTORÍA DE INVESTIGACIÓN Y POSTGRADO  
DIRECCIÓN DE POSTGRADOS Y POSTÍTULOS

FACULTAD DE CIENCIAS

DEPARTAMENTO DE ASTRONOMÍA

---

**CARACTERIZACIÓN FÍSICA Y QUÍMICA DEL  
SISTEMA LOCAL NGC 1313**

---

Tesis presentada para optar al Grado  
Académico de Magíster en Astronomía.

**AUTORA: BELÉN NATALIA OJEDA DÍAZ**

**LA SERENA, CHILE, SEPTIEMBRE 2025**

## **CONSTANCIA**

Don .....

### **HACE CONSTAR:**

Que el trabajo correspondiente a la presente Tesis de Magíster, titulada “Caracterización física y química del sistema local NGC 1313”, ha sido realizada por Doña Belén Natalia Ojeda Díaz, bajo mi dirección.

Para que conste y en cumplimiento de las normativas vigentes de la Universidad de La Serena, Chile, firmo el presente documento en La Serena, Chile, Septiembre de 2025.

# TESIS PARA OPTAR AL GRADO DE MAGÍSTER EN ASTRONOMÍA

TÍTULO : CARACTERIZACIÓN FÍSICA Y QUÍMICA DEL SISTEMA

LOCAL NGC 1313

PRESENTADA POR : BELÉN NATALIA OJEDA DÍAZ

DIRECTOR DE TESIS : DR. SERGIO PATRICIO TORRES FLORES

COLABORADORES : DRA. DANIELA OLAVE ROJAS

DRA. CIRIA LIMA DIAS

DR. PAULO ASSUNÇAO LAGO

## ***TRIBUNAL CALIFICADOR***

El tribunal de tesis, conformado por:

PRESIDENTE : DRA. VERÓNICA FIRPO

MIEMBROS DEL TRIBUNAL: \* DR. RODRIGO CARRASCO

\* DRA. MAYTE ALFARO

\* DRA. VALERIA MESA

ACUERDAN OTORGARLE LA CALIFICACIÓN DE:

La Serena, Chile, Septiembre de 2025

*“Mucha gente pequeña,  
en lugares pequeños,  
haciendo cosas pequeñas,  
puede cambiar el mundo.”*

- E. Galeano

## AGRADECIMIENTOS

Quisiera partir agradeciendo a mi director de tesis Dr. Sergio Torres Flores por guiarme a ver el problema astrofísico detrás, por su confianza y paciencia, por formarme como astrónoma. También a mis colaboradores Dra. Daniela Olave Rojas por siempre creer en mí y ser un apoyo constante, más allá de la ciencia; Dra. Ciria Lima Dias por dar esa chispa de alegría y Dr. Paulo Assunção Lago por aportar con una visión diferente. Así como también a mi comité, por tomarse el tiempo de leer mi trabajo y entregarme comentarios que permitieron mejorar la calidad científica de esta tesis.

Luego, quisiera agradecer a mi madre, Lorena, por ser el pilar fundamental de mi vida, por el amor cálido y el esfuerzo eterno, todo es gracias a ti y por ti. Por nosotras. Por mi padre, Christian, quien sé que está con el pecho inflado acompañándome. Y a mi abuela, Yayi, por ser un modelo a seguir, con su alegría y positivismo que me recarga de energía.

Quisiera agradecer profundamente a mi pareja, Yako, por enseñarme a priorizar, a ocuparme y no preocuparme, por ser un líder positivo. Gracias infinitas por tu amor tan puro y acogedor, que se siente como un rayo de sol que te acaricia amablemente. Todo es mejor a tu lado.

También agradecerle a mis amiguitas Mary, Bárbara y Kathia, por ser las mejores amigas y astrónomas que conocí. Gracias por acompañarme en cada deadline y quedarse hasta tarde conmigo, por hacer los almuerzos para el otro día pero dejarme a mí trabajando en la mesa, y por llamarme la atención cada vez que me desconcentraba. Gracias por cada conversación profunda. Sé que tendrán un futuro exitoso.

Gracias a mis amigos que hice durante estos años, por cada ¿qué prefieres? en el amado quincho, que nos sacaban carcajadas y nos hacían olvidar por un momento cualquier problema que tuviéramos. La astronomía es colaborativa y hacer buenos amigos es una parte importante de hacer ciencia.

Finalmente gracias a la música, por acompañarme en mis momentos íntimos de introspección, a veces de alegría, a veces de estrés, cuando la vibración del violín era lo único que buscaba.

Agradecimientos al apoyo financiero de ULS/DIDULS a través del proyecto regular N° PR2453858 y a través del proyecto Apoyo de Tesis de Postgrado N° PTE2314.

# Resumen

En este trabajo se presentan las principales propiedades del sistema local NGC 1313, el cual corresponde a una galaxia espiral barrada que muestra signos de interacción por su morfología perturbada. Sin embargo, no se observa una compañera con la que haya interactuado. Se analizaron 19 regiones a través de espectroscopía de rendija múltiple con GMOS-S localizadas en los brazos de la galaxia y también en las estructuras al suroeste de la misma, la cual es la zona perturbada morfológicamente. Se estimaron las abundancias químicas y sus gradientes en diferentes ajustes, las densidades electrónicas, las edades y las masas estelares. Todas las regiones observadas corresponden a regiones de formación estelar, según los diagramas de diagnóstico BPT y WHAN. Además, se encontraron bajas densidades electrónicas en todas las regiones, con un promedio de  $n_e = 71 \text{ cm}^{-3}$ .

Se estimaron las edades de las regiones a través de modelos de población estelar, encontrando edades jóvenes ( $< 6$  millones de años), lo cual se asocia a la reciente formación estelar provocada por la posible interacción, con una población de estrellas masivas que ionizan el medio. Posteriormente, en base a fotometría con imágenes del Legacy Survey, se derivaron las masas estelares de las regiones, encontrando masas en el rango de  $\log(M_*)[M_\odot] = 4.2 - 5.7$ .

Finalmente, se encontró que NGC 1313 es una galaxia que presenta bajas abundancias químicas, con un promedio de abundancia de oxígeno de  $12 + \log(O/H) = 8.133 \pm 0.04$ . Luego, al realizar el gradiente radial considerando todas las regiones en un ajuste, se

---

encuentra un gradiente relativamente plano con pendiente  $\beta = 0.0116 \pm 0.0064$  dex kpc<sup>-1</sup> y un intercepto de  $8.083 \pm 0.032$ . Con esto, notamos que las regiones al suroeste del sistema muestran un leve aumento en la abundancia de oxígeno. Sin embargo, considerando las incertezas, se considera una tendencia de aplanamiento más que de inversión del gradiente. De este modo, se sugiere que la posible interacción pasada alteró la distribución de gas en el sistema, provocando una homogeneización en el gradiente, donde este fenómeno puede asociarse a: (1) flujos de gas prístino desde las afueras de la galaxia hacia el centro, provocados por la interacción gravitatoria que diluye el contenido químico central, o (2) flujos de gas enriquecido desde las regiones centrales de la galaxia hacia las periferias, por ejemplo asociado a vientos estelares. Por otro lado, no se puede descartar la influencia de la barra en la distribución de gas desde las afueras del sistema hacia la parte central.

# Summary

This work presents the main properties of the local system NGC 1313, which corresponds to a barred spiral galaxy that shows signs of interaction due to its perturbed morphology. However, no interacting companion is observed. Nineteen regions were analyzed using GMOS-S multi-slit spectroscopy, located in the arms of the galaxy and also in the structures to its southwest, which is the morphologically perturbed area. Chemical abundances and their gradients in different fits, along with electron densities, ages, and stellar masses, were estimated. All observed regions correspond to star-forming regions, according to the BPT and WHAN diagnostic diagrams. Furthermore, low electron densities were found in all regions, with an average of  $n_e = 71 \text{ cm}^{-3}$ .

The ages of the regions were estimated using stellar population models, revealing young ages (<6 million years), which is associated with recent star formation triggered by possible interactions with a population of massive stars that ionize the medium. Subsequently, based on photometry with images from the Legacy Survey, the stellar masses of the regions were derived, finding masses in the range of  $\log(M_*)[M_\odot] = 4.2 - 5.7$ .

Finally, NGC 1313 was found to be a galaxy with low chemical abundances, with an average oxygen abundance of  $12 + \log(\text{O/H}) = 8.133 \pm 0.04$ . Then, by performing the radial gradient considering all regions in a fit, a relatively flat gradient is found with slope  $\beta = 0.0116 \pm 0.0064 \text{ dex kpc}^{-1}$  and an intercept of  $8.083 \pm 0.032$ . With this, we notice that the regions to the southwest of the system show a slight increase in oxygen abundance. However,

---

considering the uncertainties, a flattening trend rather than a gradient reversal is considered. Thus, it is suggested that the possible past interaction altered the gas distribution in the system, causing a homogenization in the gradient, where this phenomenon can be associated with: (1) flows of pristine gas from the outskirts of the Galaxy towards the center, caused by the gravitational interaction that dilutes the central chemical content, or (2) flows of enriched gas from the central regions of the Galaxy towards the peripheries, for example associated with stellar winds. On the other hand, the influence of the bar on the distribution of gas from the outskirts of the system to the central part cannot be ruled out.

# Índice general

<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Formación y evolución de galaxias: Interacción de galaxias . . . . .	2
1.2. Efectos de interacciones en propiedades físicas . . . . .	5
1.2.1. Formación estelar gatillada por interacciones . . . . .	10
1.3. Evolución química de galaxias en interacción . . . . .	14
1.3.1. Gradientes de abundancia de oxígeno y galaxias en interacción . . .	16
<b>2. Objetivos</b>	<b>24</b>
<b>3. Objeto de estudio: NGC 1313</b>	<b>27</b>
<b>4. Datos</b>	<b>39</b>
4.1. Espectroscopía GMOS . . . . .	39
4.2. Reducción de datos espectroscópicos GMOS . . . . .	42

## ÍNDICE GENERAL

---

4.3. Fotometría Legacy Survey . . . . .	47
<b>5. Análisis</b>	<b>49</b>
5.1. Extinción . . . . .	49
5.2. Medición de flujos para líneas de emisión: LiMe . . . . .	55
5.3. Identificación de mecanismos de ionización . . . . .	59
5.3.1. Diagrama de diagnóstico <i>BPT</i> . . . . .	59
5.3.2. Diagrama de diagnóstico <i>WHAN</i> . . . . .	63
5.4. Densidades electrónicas . . . . .	65
5.5. Estimación de edades con ancho equivalente de H $\alpha$ . . . . .	66
5.6. Estimación de masas con fotometría . . . . .	68
5.7. Abundancias químicas . . . . .	69
5.7.1. Calibradores semi-empíricos . . . . .	72
5.7.2. Distancias corregidas por proyección . . . . .	74
<b>6. Resultados</b>	<b>76</b>
6.1. Mecanismos de ionización . . . . .	76
6.2. Densidades electrónicas . . . . .	79
6.3. Edades de las regiones HII . . . . .	81

6.4. Masas estelares para las regiones HII . . . . .	85
6.5. Abundancias de oxígeno . . . . .	88
6.5.1. Gradientes de abundancia de oxígeno . . . . .	89
6.6. Evidencia de poblaciones estelares jóvenes y masivas: <i>bumps</i> Wolf-Rayet . . . . .	101
<b>7. Discusión</b>	<b>104</b>
7.1. Principales propiedades físicas del sistema local NGC 1313 . . . . .	104
7.2. NGC 1313: Una población joven y masiva . . . . .	106
7.3. Gradiente plano e invertido: mezcla de metales en la distribución radial del sistema . . . . .	107
7.3.1. Interacción pasada con satélite . . . . .	110
7.3.2. Influencia de la barra . . . . .	113
7.3.3. Enriquecimiento químico por población estelar . . . . .	114
<b>8. Conclusiones y Trabajo Futuro</b>	<b>116</b>
8.1. Conclusiones generales . . . . .	116
8.2. Trabajo a futuro . . . . .	118
<b>Referencias</b>	<b>120</b>

## Índice de figuras

## ÍNDICE DE FIGURAS

- 1.3. Imágenes en falso color de tres sistemas interactuantes. En panel (a) se observa el par de galaxias que constituyen el sistema NGC 4676 conocido como “*the mice*” por su extensa cola de gas y estrellas. En el panel (b) se presenta el sistema Arp 105, conocido como “*guitar galaxy*” debido al puente de gas y estrellas que conecta al par de galaxias interactuando. En el panel (c) se observa un ejemplo de *minor merger* de una espiral barrada NGC 5996 junto a su compañera más pequeña NGC 5994, donde se observa una población de estrellas jóvenes azules en los brazos de la espiral barrada más masiva y una débil cola de marea que se extiende en sentido contrario del encuentro. . . . .

1.4. En el panel (a) se grafica el aumento en la tasa de formación estelar ( $SFR$ ) con respecto a la separación física proyectada ( $r_p$ ) para la muestra espectroscópica de galaxias pares observada con *SDSS* del trabajo de Patton et al. (2013). En el panel superior se grafica el aumento de la  $SFR$  promedio ( $SFR_{pares}/SFR_{control}$ ) en función de ( $r_p$ ). La línea discontinua señala cero aumento y el gráfico del recuadro extiende la gráfica hasta 1000 kpc. El panel de abajo muestra la  $SFR$  promedio de las galaxias pares del *SDSS* (en azul) y la muestra de control asociada (en rojo) con respecto a  $r_p$ . Figura extraída de Patton et al. (2013). En el panel (b) se presenta el aumento de la  $sSFR$  con respecto a la separación relativa de los halos de materia oscura ( $r_{sep}^{DM}$ ) para las simulaciones TNG100-1 y TNG300-1. Las regiones sombreadas representan el error estándar de  $2\sigma$  promedio. Figura extraída de Patton et al. (2020). . . . .

## ÍNDICE DE FIGURAS

## ÍNDICE DE FIGURAS

---

1.10. Gradientes de abundancias de oxígeno en función de $R/R_{25}$ para una muestra de galaxias pares en interacción obtenida por Rosa et al. (2014) (línea azul), comparado a una muestra de cuatro galaxias espirales sin interacción (línea roja). También se muestran los gradientes de las galaxias en interacción NGC 1512 (Bresolin et al., 2012), NGC 92 (Torres-Flores et al., 2014) y la muestra de ocho galaxias interactuando de Kewley et al. (2010). Figura extraída de Rosa et al. (2014). . . . .	22
3.1. Imagen de NGC 1313 tomada con Gemini/GMOS con los filtros de HeII (azul), OIII (verde) y H $\alpha$ (rojo). El norte se ubica 31.2° a la izquierda de la vertical y la imagen cubre un campo visual de 8.28 x 5.52 arcmin. . . . .	28
3.2. Isovelocidades obtenidas con el modelo dinámico creado por Marcelin and Athanassoula (1982) superpuestas en una imagen de NGC 1313, observada con el filtro GG 385 en el telescopio de 3.6 metros de la ESO. Figura extraída de Marcelin and Athanassoula (1982). . . . .	29
3.3. Contornos de la emisión de continuo en radio a 1.4 GHz. El norte está arriba y el este a la izquierda. Al centro se observa la emisión general de la barra, el disco y los brazos de NGC 1313. La fuente más intensa observada en la zona suroeste del sistema corresponde a la supernova SN 1978K. Las cruces representan el centro de NGC 1313 y la posición de SN 1978K. Los intervalos de contorno son 1 mJy por beam, comenzando en 1 mJy por beam. Figura extraída de Ryder et al. (1993). . . . .	30
3.4. Mapas de emisión de hidrógeno atómico para cada velocidad radial observada con emisión significativa en NGC 1313. Las velocidades de cada mapa se indican en la esquina inferior derecha de cada uno. El norte está arriba y el este a la izquierda. Los contornos representan 10, 20, 40, 60, 80, 100, 120 y 140 mJy por beam. Figura extraída de Peters et al. (1994). . . . .	31

## ÍNDICE DE FIGURAS

---

3.5. Imagen compuesta de NGC 1313 observada con AKARI, en las bandas 3.2 $\mu$ m (azul), 7 $\mu$ m (verde) y 24 $\mu$ m (rojo). El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Las líneas blancas marcadas por F1-F4 representan las estructuras de filamentos. La posición del centro del <i>supershell</i> está marcada con el cuadrado blanco, según Ryder et al. (1995). Figura extraída de Suzuki et al. (2013). . . . .	33
3.6. Figuras extraídas de Suzuki et al. (2013). Panel (a) presenta la distribución espacial de la eficiencia de formación estelar. Panel (b) muestra la relación entre la densidad superficial de gas y la tasa de formación estelar. . . . .	34
3.7. Imagen en banda roja de DSS2 con la posición de los cúmulos identificados en el catálogo LEGUS para NGC 1313, coloreados por edad, siendo turquesa los menores a 10 millones de años, verde los que están entre 10 y 50 millones de años y en amarillo los que están entre 50-300 millones de años. Los cúmulos que tienen masas mayores a $10^4 M_\odot$ están encerrados en un círculo rojo. El norte se encuentra hacia arriba y el este a la izquierda. Figuras extraídas de Finn et al. (2024a). . . . .	37
4.1. Imágenes en H $\alpha$ de los dos campos observados con GMOS en NGC 1313. Los rectángulos amarillos representan las regiones de formación estelar estudiadas en este trabajo, acompañadas de su ID en color rojo. El norte está hacia arriba y el este a la izquierda. . . . .	40
4.2. Ejemplificación de una mala y buena calibración por longitud de onda, al corregir la forma de “S” en las líneas de emisión para la región 10 observada en este trabajo. En el panel superior se presenta el caso en que la calibración no es la adecuada, puesto que una misma línea de emisión abarca diferentes rangos de longitud de onda, mientras que en el panel inferior se muestra una calibración correcta, donde la línea se ve vertical. . . . .	44

## ÍNDICE DE FIGURAS

---

4.3. Ejemplificación de una ranura con y sin rayos cósmicos, correspondiente a la región 1 observada en este trabajo. En el panel superior se muestra la ranura con todos los rayos cósmicos, mientras que en el panel inferior se muestra la ranura luego de remover los rayos cósmicos con la tarea <code>lacos_spec</code> de van Dokkum (2001). . . . .	44
4.4. Espectro de la región 1 observada en NGC 1313 en este trabajo. Se etiquetan las líneas de emisión características de una región de formación estelar. En el panel inferior se muestra un zoom a la base de las principales líneas de emisión. . . . .	46
4.5. Imágenes fotométricas extraídas del DR10 Legacy Survey para un radio de 8 arcmin desde la posición fiducial del sistema NGC 1313 según NED Database. En el panel superior se muestra la imagen en banda <i>g</i> y en el panel inferior se muestra la imagen en banda <i>i</i> . El norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda. . . . .	48

### 55figure.caption.30

5.2. Ajuste gaussiano para la línea H $\beta$ $\lambda$ 4861Å observada en este trabajo para la región 3, con la librería <b>LiMe</b> . En el panel superior se presentan la región integrada (zona amarilla) y el perfil gaussiano ajustado (linea azul). A ambos extremos de la línea se ven los continuos adyacentes seleccionados (zona naranja). En el panel inferior se muestra la incerteza del ajuste. . . . .	57
5.3. Ajuste gaussiano para las líneas [SII] $\lambda$ 6716,6731Å observadas en este trabajo para la región 1, con la librería <b>LiMe</b> . En el panel superior se presentan la región integrada (zona amarilla) y el perfil gaussiano ajustado (linea azul). A ambos extremos de la línea se ve los continuos adyacentes seleccionados (zona naranja). En el panel inferior se muestra la incerteza del ajuste. . . . .	57

## ÍNDICE DE FIGURAS

---

5.4. Panel superior: Ajuste gaussiano para la línea H $\alpha$ $\lambda$ 6563Å junto con el doblete [NII] $\lambda$ 6548,84Å. Panel inferior: Ajuste gaussiano para la línea [OIII] $\lambda$ 5007Å junto con la línea HeI $\lambda$ 5016Å. Ambos espectros son observados en este trabajo en la región 1. Las indicaciones son las mismas que para Fig. 5.3.	58
5.5. Diagrama de diagnóstico <i>BPT</i> (Baldwin et al., 1981) con los límites propuestos por K01 (línea punteada) y K03 (línea discontinua), para separar los diferentes tipos de mecanismos de ionización. Figura extraída de Kauffmann et al. (2003).	61
5.6. Esquema de los tres tipos de BPT junto a los nuevos límites propuestos por Kewley et al. (2006) para clasificar galaxias mediante razones de líneas de emisión. Se grafican las líneas de estallidos de formación estelar extremos (Kewley et al. (2001), línea roja continua), la línea de formación estelar pura (Kauffmann et al. (2003), línea azul discontinua) y los nuevos propuestos por los autores que permiten clasificar los <i>AGN</i> entre <i>Seyfert</i> o <i>LINER</i> . Figura extraída de Kewley et al. (2006).	62
5.7. Diagrama WHAN con las categorías propuestas por Cid Fernandes et al. (2011): <i>SF</i> , <i>sAGN</i> , <i>wAGN</i> , <i>RGs</i> y <i>PGs</i> . Los puntos que tengan [NII] o H $\alpha$ más débil que 0.5 Å, se grafican en color naranja, mientras que los puntos rojos corresponden a <i>PGs</i> . Figura extraída de Cid Fernandes et al. (2011).	63
6.1. Diagrama BPT (Baldwin et al., 1981) para las 19 regiones de formación estelar de NGC 1313 estudiadas en este trabajo. En este caso, utilizando las razones de líneas [OIII]/H $\beta$ en función de [NII]/H $\alpha$ . La línea continua azul representa el límite propuesto por Kewley et al. (2001) y la discontinua azul el límite de Kauffmann et al. (2003), para diferenciar entre <i>AGN</i> y formación estelar.	77

## ÍNDICE DE FIGURAS

---

6.2. Diagrama BPT (Baldwin et al., 1981) para las 19 regiones de formación estelar de NGC 1313 estudiadas en este trabajo. En este caso, utilizando las razones de líneas $[OIII]/H\beta$ en función de $[SII]/H\alpha$ . La línea continua azul representa el límite propuesto por Kewley et al. (2001) para diferenciar entre <i>AGN</i> y formación estelar, mientras que la discontinua azul representa el límite de Kewley et al. (2006) para diferenciar entre los dos tipos de <i>AGN</i> .	78
6.3. Diagrama WHAN (Cid Fernandes et al., 2011) para las 19 regiones de formación estelar observadas en NGC 1313. La línea discontinua verde representa el límite de separación entre <i>AGN</i> y formación estelar, mientras que la línea discontinua naranja representa la división entre un <i>AGN</i> intenso y otro débil. La línea discontinua azul separa entre formación estelar y galaxias pasivas.	79
6.4. Ancho equivalente de $H\alpha$ con respecto a la edad para el caso de una formación estelar instantánea. La metalicidad es de $Z = 0.004$ y la masa total es de $10^6 M_\odot$ . La línea sólida representa un $\alpha = 2.35$ y una masa límite superior de $100 M_\odot$ . La línea de trazos discontinuos largos representa un $\alpha = 3.30$ y una masa límite superior de $100 M_\odot$ . La línea de trazos discontinuos cortos representa un $\alpha = 2.35$ y una masa límite superior de $30 M_\odot$ . Figura extraída de los modelos de <i>Starburst99</i> .	83

## ÍNDICE DE FIGURAS

---

6.5. Gradiente radial de abundancia de oxígeno calculado con el método N2 propuesto por Marino et al. (2013) para las 19 regiones de formación estelar estudiadas en este trabajo. En el panel superior se grafica la galaxia NGC 1313 observada en H $\alpha$ para los dos campos estudiados en esta tesis, donde se añade una barra de color representando la abundancia de oxígeno en cada región. El norte está hacia arriba y el este a la izquierda. El centro de la galaxia desde donde se estimaron las distancias a las regiones se muestra con un punto cian. En el panel inferior se grafica el gradiente radial del sistema, donde las incertezas fueron propagadas con la librería <code>uncertainties</code> considerando las incertezas en la medición de flujo de las líneas (calculado con la librería <code>LiMe</code> ) y las dispersiones asociadas al propio método. La pendiente y la intersección se calcula mediante la librería <code>numpy</code> con <code>polyfit</code> . La línea punteada representa el valor de abundancia de oxígeno solar ( $12+\log(O/H)=8.69$ , Allende Prieto et al. 2001). . . . .	90
6.6. Mismas indicaciones que 6.5 pero ahora realizando dos ajustes: uno para la galaxia principal (regiones #1 a #10, etiquetado como “Galaxy”) y otro para netamente las regiones de formación estelar al suroeste del sistema (regiones #11 a #20, etiquetado como “Clouds”). . . . .	93
6.7. Gradiente galactocéntrico para las 19 regiones de formación estelar observadas en este trabajo, donde en el panel inferior se grafica una línea discontinua vertical en el centro de la galaxia. Se muestran los ajustes realizados para el brazo noreste de la galaxia ( <i>galaxy left</i> ) y para la región suroeste de la galaxia, abarcando el brazo suroeste junto con las dos estructuras de formación estelar ( <i>galaxy right</i> ). Mismas indicaciones que 6.5. . . . .	95

## ÍNDICE DE FIGURAS

---

6.8. Gradiente galactocéntrico para las 19 regiones de formación estelar observadas en este trabajo, donde en el panel inferior se grafica una línea discontinua en el centro de la galaxia. Se muestran los ajustes realizados para el brazo noreste de la galaxia ( <i>Left</i> ), para el brazo suroeste ( <i>Right</i> ) y para las dos estructuras de formación estelar ubicadas al suroeste del sistema ( <i>Clouds</i> ). Mismas indicaciones que 6.5. . . . .	96
6.9. Mismas indicaciones que 6.5 pero ahora graficando en la barra de color la edad obtenida con los modelos de <i>Starburst99</i> (Leitherer et al., 1999) a través del EW(H $\alpha$ ). . . . .	97
6.10. Mismas indicaciones que 6.5 pero ahora graficando en la barra de color las masas obtenidas siguiendo el procedimiento descrito en Taylor et al. (2011). . . . .	99
6.11. Mismas indicaciones que 6.5 pero ahora graficando en la barra de color la densidad electrónica obtenida con la tarea <code>temden</code> de <b>IRAF</b> . . . . .	100
6.12. Gradiente radial de abundancia de oxígeno en NGC 1313. Los puntos representan las abundancias estimadas a través del método N2 para las 19 regiones estudiadas en este trabajo. Las barras de error representan las incertezas en las abundancias considerando el error en la medición del flujo y también la dispersión del calibrador (0.16 dex; Marino et al. 2013). Para comparar, se grafican las pendientes de diferentes sistemas en interacción, tales como NGC 92 (Torres-Flores et al., 2014), NGC 6845 (Olave-Rojas et al., 2015), NGC 1512 (Bresolin et al., 2012) y NGC 55 (Magrini et al., 2017). El promedio de abundancia estimado para la Gran y Pequeña Nube de Magallanes (Russell and Dopita, 1990) también se indican en el gradiente como referencia. . . . .	101

## ÍNDICE DE FIGURAS

# Índice de Tablas

4.1. Configuración observacional e instrumental de la espectroscopía GMOS . . .	41
5.1. Coordenadas de las regiones HII, junto a sus flujos de las diferentes líneas de emisión y sus valores de exceso de color estelar asociado. . . . .	54
6.1. Ancho equivalente de H $\alpha$ y edades estimadas a través del modelo Starburst99. Las incertezas de la edad son derivadas del intervalo de confianza según la incerteza del EW(H $\alpha$ ). . . . .	84
6.2. Magnitudes corregidas por extinción, magnitudes absolutas y masas para las regiones HII. . . . .	86
6.3. Distancias desproyectadas, calibradores semi-empíricos, abundancias de oxígeno y densidades electrónicas para las regiones de formación estelar en NGC 1313 observadas en este trabajo. . . . .	87
6.4. Pendientes e interceptos calculados para los diferentes ajustes realizados en el gradiente de abundancia de oxígeno de NGC 1313. . . . .	91

# Capítulo 1

## Introducción

A principios del siglo XX, cuando el ser humano descubrió que la Vía Láctea no es la única galaxia en el Universo, se abrieron innumerables puertas en la astronomía, dando inicio a la rama de la astrofísica extragaláctica, el estudio de objetos astronómicos fuera de la Vía Láctea.

Antes de que esto sucediera, se dio lugar al Gran Debate, en el cual se discutió el tamaño del Universo. Por un lado, el astrónomo Harlow Shapley postulaba que el Universo se componía de una única y gigante galaxia, la Vía Láctea, la cual cubría todo el Universo y las nebulosas observadas correspondían a estructuras dentro de la Vía Láctea. Mientras que la otra postura, sostenida por Heber Curtis, planteaba que la Vía Láctea no era la única galaxia y que el Universo se componía de diferentes galaxias ([Shapley and Curtis, 1921](#)).

Quien dio fin a este debate fue Edwin Hubble durante los años 1923-1929, al descubrir que uno de los objetos que estaba observando correspondía a una galaxia diferente a la que habitaba el ser humano, llamada Andrómeda ([Hubble, 1929](#)). Esto lo logró gracias al método de estimación de distancias que utiliza estrellas cefeidas, definido por la astrónoma Henrietta Swan Leavitt, al descubrir la relación período-luminosidad de las estrellas variables cefeidas ([Leavitt and Pickering, 1912](#)).

Tanto la Vía Láctea como Andrómeda son galaxias espirales. Estas galaxias tienen un disco plano soportado por rotación, compuesto de gas y estrellas que típicamente

forman un patrón de espiral, de allí su nombre. Además, algunas galaxias espirales pueden presentar una barra, compuesta por estrellas y gas, que se extiende desde el centro de la galaxia hasta los extremos del disco. Si la galaxia presenta una barra, entonces se le denominará galaxia espiral barrada. Esta estructura tiene un papel importante en la evolución secular de las galaxias, ya que distribuye el gas hacia el centro de la galaxia (Kormendy and Kennicutt 2004; Lin et al. 2017, 2020). De hecho, 2/3 de las galaxias espirales presentan una barra (Aguerri et al., 2009). Estas estructuras se pueden originar por inestabilidades en el disco (Athanassoula et al., 2013). Otra gran clasificación según la forma en la que se observan las galaxias, son las galaxias elípticas, las cuales presentan una forma elipsoidal que está soportada por los movimientos aleatorios de sus estrellas, es decir, la dispersión de velocidades de su población estelar. Según la secuencia de Hubble, existe otro tipo de galaxias entre las elípticas y las espirales, las cuales son las galaxias lenticulares. Estas galaxias presentan un disco extendido y bulbo prominente pero no brazos espirales. Paralelamente, existen galaxias más débiles que no recaen en estas clasificaciones, estas se llaman galaxias enanas irregulares, las cuales pueden presentar una gran cantidad de gas y formación estelar activa, y generalmente tienen una forma irregular (de allí su nombre). Otras galaxias más brillantes cuya forma tampoco recae en las dos clasificaciones principales, son las galaxias peculiares, estas tienen una forma perturbada y muchas veces presentan colas extendidas de gas. Las galaxias peculiares están usualmente relacionadas con fusiones de galaxias o interacciones de marea. A pesar de que estas últimas no cubran una gran fracción de la población total de galaxias, su existencia trae consigo información importante sobre cómo las galaxias han cambiado su morfología durante su evolución (Mo et al., 2010).

## 1.1. Formación y evolución de galaxias: Interacción de galaxias

El escenario jerárquico es un modelo que postula cómo se van formando las estructuras más masivas desde el inicio del Universo hasta la actualidad, a través de la fusión de estructuras menos masivas, como se muestra en la Figura 1.1, la cual representa la formación de una espiral masiva en base a la fusión de espirales más pequeñas. En algunos casos, un resultado de las fusiones entre galaxias pueden ser galaxias elípticas. Para ello, debe existir

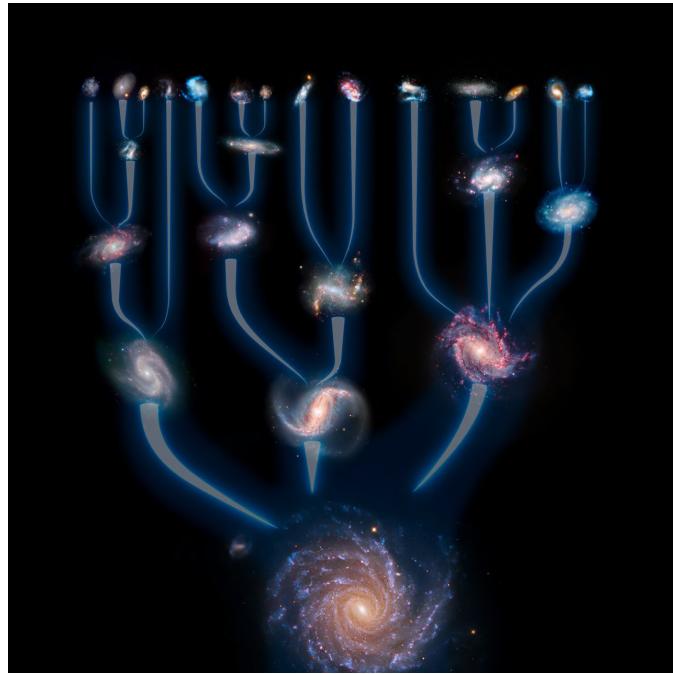


Figura 1.1: Representación del modelo jerárquico de formación de galaxias espirales. Describe la formación de galaxias y la fusión entre estas, donde primero se forman pequeñas galaxias que luego se fusionan y forman galaxias cada vez más masivas a medida que avanza el tiempo. Créditos: ESO/L. Calçada.

una interacción gravitatoria entre otras dos galaxias de menor masa y de tipo disco, a tal punto que se fusionan sus discos y forman una galaxia más masiva de tipo elipsoidal. En este escenario, las galaxias y sus halos de materia oscura experimentan frecuentes interacciones entre sí (Mo et al., 2010). La evolución de galaxias se puede observar directamente; por ejemplo, galaxias con un alto corrimiento al rojo (“ $z$ ” o *redshift* en inglés), es decir, las primeras en formarse, en general son más pequeñas y más azules (debido a su población estelar, como se puede notar en la Figura 1.2) a como se observan ahora, así como también, tenían tasas de formación estelar más altas en aquella época comparado a la actualidad (Schneider, 2006). Esto, considerando que el peak de densidad de formación estelar ocurre a  $z \sim 2$  (Madau and Dickinson, 2014). En general, el cambio en color de las galaxias en función del *redshift* se debe a variados cambios tanto en los procesos de formación estelar como en las edades de la población estelar. De este modo, las interacciones entre galaxias que pueden ser observadas en el Universo Local tienen un gran impacto en las galaxias individuales, lo que las hace indispensables al momento de modelar la evolución de galaxias.

Las galaxias espirales continúan formando estrellas a lo largo de su historia, por ello la formación estelar se vuelve un fenómeno común en ellas. En este sentido, existen galaxias

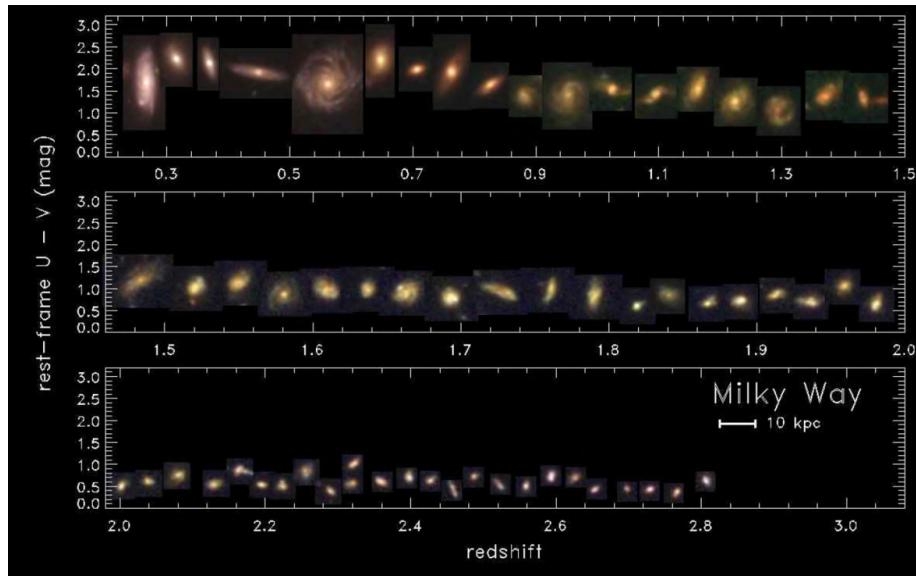


Figura 1.2: Ejemplos de progenitores de galaxias tipo Vía Láctea (en masa) en un *redshift* de  $z = 0.5 - 3.0$  utilizando el survey ZFOURGE (*FourStar Galaxy Evolution*) y CANDELS (*Cosmic Near – IR Deep Extragalactic Legacy Survey*). Las imágenes están localizadas en un diagrama de color en bandas  $U-V$  con respecto al *redshift*. Los tamaños de las imágenes están escalados a la misma escala fija de 10 kpc, como se muestra en el recuadro. Figura extraída de [Papovich et al. \(2015\)](#).

que forman estrellas a una tasa mucho mayor que las espirales “normales”, las cuales están pasando por un estallido de formación estelar y son llamadas galaxias *starburst*. Para que la galaxia sea considerada *starburst* debe estar en un rango de tasas de formación estelar de entre 10 a 300 masas solares por año ( $M_{\odot}/\text{año}$ ), mientras que la Vía Láctea (también espiral pero no *starburst*) forma alrededor de 1 a 2  $M_{\odot}/\text{año}$  ([Schneider, 2006](#)). Las galaxias *starburst* presentan estallidos de formación estelar que fueron desencadenados por una perturbación en su campo gravitacional, que pueden ser causadas por la interacción entre galaxias. Estas galaxias *starburst* pueden ser altamente luminosas en el infrarrojo lejano (*FIR*, por sus siglas en inglés), ya que emiten hasta el 98 % de su luminosidad total en esta parte del espectro electromagnético. Esto se debe a la emisión del polvo, el cual en estas galaxias absorbe una gran parte de la radiación energética Ultra-Violeta (UV) producida por las estrellas masivas en las regiones de formación estelar, de esta manera el polvo se calienta y luego re-emite esa energía en forma de radiación térmica en el FIR.

Una fracción importante de galaxias en el Universo se encuentran gravitacionalmente ligadas entre ellas, en asociaciones que pueden ser grupos o cúmulos. Se denomina grupo de galaxias a las asociaciones con menos de 50 galaxias, mientras que para un cúmulo, se requieren más de 50 galaxias ([Schneider, 2006](#)). Dentro de los grupos de galaxias, existen

los grupos compactos, compuestos por 3-10 galaxias. En estos grupos (y en los pares de galaxias), es muy probable que ocurran interacciones entre sus integrantes, debido a la baja dispersión de velocidades ( $\approx 200 \text{ km s}^{-1}$  en grupos compactos, [Hickson et al. 1992](#)) que provoca una alta probabilidad de encuentro entre las galaxias, la cual aumenta al considerar la gran proximidad en distancia a la que se encuentran.

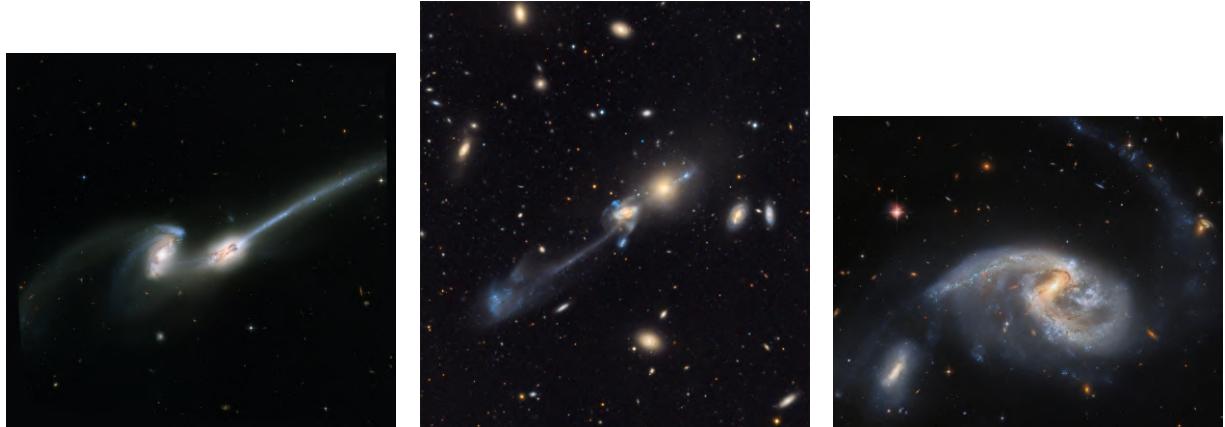
Si ocurre una interacción, las galaxias pueden llegar a fusionarse, en este sentido, existen dos posibilidades: una fusión mayor (o *major merger*) o una fusión menor (o *minor merger*). Para separar una fusión de otra, se considera la razón de masas entre las galaxias, si se tiene una razón de masa  $<1:4$  se habla de una fusión mayor, donde interactúan dos galaxias de masas similares entre ellas. Este tipo de fusión es violenta y destructiva, donde ambas galaxias se destruyen y fusionan para dar origen a una galaxia que no tiene semejanza con las progenitoras, generalmente se observa en dos galaxias tipo disco que se convierten en una galaxia elíptica. Por otro lado, una fusión menor ocurre cuando la razón de masa es  $\gtrsim 1:4$  ([Kaviraj, 2014](#)), es decir, un encuentro entre una galaxia masiva y una compañera menos masiva. En este caso, la fusión es menos destructiva, y como consecuencia, la galaxia menos masiva se fusiona con la más masiva y forma parte de ella, lo que resulta en una galaxia similar a la galaxia progenitora más masiva ([Mo et al., 2010](#)).

## 1.2. Efectos de interacciones en propiedades físicas

Las interacciones gravitacionales tienen un impacto significativo en la morfología ([Toomre and Toomre 1972; Schweizer 1978; Barnes and Hernquist 1992](#)), la historia y tasa de formación estelar ([Kennicutt 1998, Lambas et al. 2003, 2012, Ellison et al. 2008, Patton et al. 2013, 2020](#)) y en la abundancia química de las galaxias ([Baldwin et al. 1981, Kewley et al. 2010, Bresolin et al. 2012, Torres-Flores et al. 2014](#)), haciendo que el estudio de su naturaleza y frecuencia sea una parte importante en la formación y evolución de galaxias ([Mo et al., 2010](#)).

Este primer cambio y el más evidente para reconocer una interacción, es la alteración en la morfología de al menos una de las galaxias involucradas, donde se puede generar una asimetría en la forma de las galaxias. Uno de los vestigios típicos de un encuentro gravitacional son los puentes y colas de marea, estructuras compuestas de gas y estrellas

que se ven comúnmente en galaxias tipo disco interactuando (Mesa et al., 2014). En el caso de una fusión mayor, suele resultar una cola larga y curvada de escombros que escapan del lado opuesto del disco que fue alterado, como se puede observar en la Figura 1.3a. Por otro lado, en una fusión menor, partes del disco primario generalmente se deforman tanto en un puente (o brazo cercano) que se extiende hacia ese satélite, así como también, en una “cola opuesta” lejana (Toomre and Toomre, 1972), como lo muestra la Figura 1.3b. Sólo los encuentros más cercanos y relativamente lentos son los que realmente producen puentes o colas de marea, en cambio, los encuentros más rápidos generan perturbaciones más pequeñas (Barnes and Hernquist, 1992). Como las galaxias en interacción tienen una formación estelar activa y eficiente, al observarlas, se puede notar sobre las galaxias la nueva población de estrellas, caracterizadas por su color azul, como se puede observar en la Figura 1.3c, donde se presenta una imagen del sistema Arp 72, un par de galaxias que están interactuando a través de una fusión menor. Se puede notar su morfología perturbada y una alta actividad de formación estelar en los brazos de la espiral barrada más grande.



(a) Imagen tomada con HST/ACS en los filtros B,V,I del sistema NGC 4676 llamado “*the mice*”, un par de galaxias interactuando caracterizado por presentar una cola larga de gas y estrellas que se extiende desde una de las galaxias hacia el medio interestelar. Créditos: NASA , H. Ford (JHU), G. Illingworth (UCSC/LO), M. Clampin ( STScI ),G. Hartig ( STScI ), ACS y ESA.

(b) Sistema Arp 105, un par de galaxias en interacción nombrado “*the guitar*” por su característico puente de gas y estrellas que une a las galaxias en interacción, que da forma similar a una guitarra. Créditos: Adam Block/Mount Lemmon SkyCenter/University of Arizona.

(c) Sistema Arp 72, constituido por la galaxia espiral barrada NGC 5996 quien está interactuando con la galaxia compañera menos masiva NGC 5994. Créditos: ESA/Hubble y NASA, L. Galbany, J. Dalcanton, Dark Energy Survey/DOE/FNAL/DECam/CTIO/NOIRLab/NSF/AURA.

Figura 1.3: Imágenes en falso color de tres sistemas interactuantes. En panel (a) se observa el par de galaxias que constituyen el sistema NGC 4676 conocido como “*the mice*” por su extensa cola de gas y estrellas. En el panel (b) se presenta el sistema Arp 105, conocido como “*guitar galaxy*” debido al puente de gas y estrellas que conecta al par de galaxias interactuando. En el panel (c) se observa un ejemplo de *minor merger* de una espiral barrada NGC 5996 junto a su compañera más pequeña NGC 5994, donde se observa una población de estrellas jóvenes azules en los brazos de la espiral barrada más masiva y una débil cola de marea que se extiende en sentido contrario del encuentro.

Las galaxias en interacción forman sus estrellas con mayor eficiencia que una galaxia tipo disco normal ([Genzel et al., 2010](#)), lo cual se debe a diferentes maneras para formar estrellas, donde uno de los mecanismos asociados puede ser el colapso gravitacional de los *shells* (capas) de hidrógeno neutro que se están expandiendo, denominados *supershells*. Estos son compuestos de gas y se observan frecuentemente en galaxias *starburst* así como también en la Vía Láctea y las Nubes de Magallanes. Como la acumulación de gas hidrógeno neutro es un medio para generar altas densidades y densidades de columna necesarias para la producción de gas molecular, entonces se sugiere que los *supershells* son un motor eficiente para la formación de nubes moleculares y, a su vez, de estrellas ([Suzuki et al., 2013](#)).

Un fruto de la interacción entre galaxias es el aumento en la tasa de formación estelar (*SFR*, por sus siglas en inglés). Se han hecho diversos estudios que analizan este fenómeno. Por ejemplo, [Patton et al. \(2013\)](#) analizan una muestra espectroscópica del *Sloan Digital Sky Survey (SDSS DR7, Abazajian et al. 2009)* de  $\approx 211\,000$  galaxias en un rango de *redshift* de  $0.02 < z < 0.2$ , la cual contiene galaxias con formación estelar pertenecientes a un par de galaxias y una muestra de control de galaxias con formación estelar pero que no tengan una compañera cercana. Además, incluyen simulaciones de fusiones, con el objetivo de investigar el aumento de formación estelar en función de la separación en pares de galaxias. Para distinguir entre la influencia de la proximidad en pares de galaxias y la influencia de los efectos del ambiente. Los autores observan un claro aumento en la formación estelar hasta separaciones proyectadas  $r_p \approx 150$  kpc. Además, encuentran los aumentos más intensos en las separaciones más pequeñas ( $r_p < 20$  kpc), como se puede notar en la Figura 1.4a. Estas tendencias se replican en simulaciones de *N*-cuerpos considerando hidrodinámica de partículas suavizadas, es decir, modelos que permiten simular la dinámica de medios continuos, como los fluidos. Con estos resultados, [Patton et al. \(2013\)](#) concluyen que la ausencia de cualquier aumento en la *SFR* más allá de 150 kpc confirma que los realces de la *SFR* se deben a interacciones entre galaxias y no a efectos ambientales o posibles sesgos. Además, concluyen que la formación estelar significativa inducida por interacciones no se limita a remanentes de fusiones ni a galaxias con compañeras cercanas; en cambio, una mayor población de pares con separaciones mayores, que han tenido encuentros cercanos recientes, muestra un aumento en la *SFR*.

Posteriormente, el mismo autor y colaboradores investigan cómo las tasas de formación estelar específica (*sSFR*, por sus siglas en inglés), definida como ( $SFR/M_*$ ), de galaxias

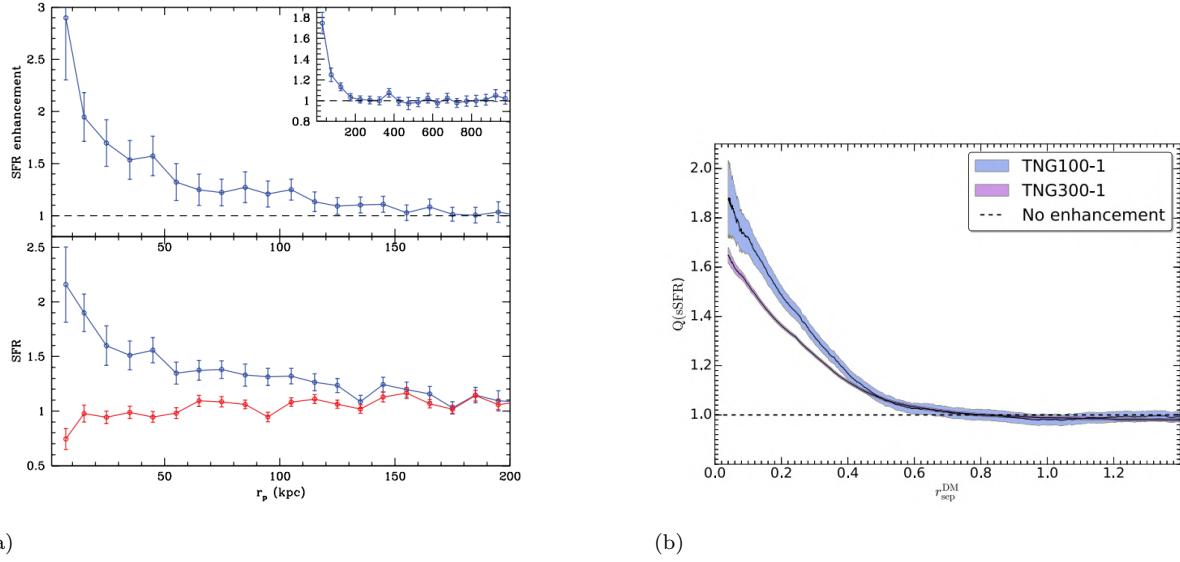


Figura 1.4: En el panel (a) se grafica el aumento en la tasa de formación estelar ( $SFR$ ) con respecto a la separación física proyectada ( $r_p$ ) para la muestra espectroscópica de galaxias pares observada con *SDSS* del trabajo de [Patton et al. \(2013\)](#). En el panel superior se grafica el aumento de la  $SFR$  promedio ( $SFR_{pares}/SFR_{control}$ ) en función de ( $r_p$ ). La línea discontinua señala cero aumento y el grafico del recuadro extiende la gráfica hasta 1000 kpc. El panel de abajo muestra la  $SFR$  promedio de las galaxias pares del *SDSS* (en azul) y la muestra de control asociada (en rojo) con respecto a  $r_p$ . Figura extraída de [Patton et al. \(2013\)](#). En el panel (b) se presenta el aumento de la  $sSFR$  con respecto a la separación relativa de los halos de materia oscura ( $r_{sep}^{DM}$ ) para las simulaciones TNG100-1 y TNG300-1. Las regiones sombreadas representan el error estándar de  $2\sigma$  promedio. Figura extraída de [Patton et al. \(2020\)](#).

masivas ( $M_* > 10^{10} M_\odot$ ) dependen de la distancia a su compañera más cercana. Para esto, [Patton et al. \(2020\)](#) utilizan las simulaciones cosmológicas hidrodinámicas *IllustrisTNG* – 100 e *IllustrisTNG* – 300 ([Nelson et al., 2019](#)), que corresponden a cajas cúbicas de volumen  $110.7 \text{ Mpc}^3$  y  $302.6 \text{ Mpc}^3$ , respectivamente. De esta manera, amplían el rango de distancia, la resolución y también el *redshift*, ahora cubriendo un rango de  $0 < z < 1$  (en comparación con [Patton et al. \(2013\)](#) de  $z < 0.2$ ). El aumento en la  $sSFR$  lo obtienen al comparar con una muestra de control que coincide en *redshift*, masa estelar, aislamiento y densidad local para las galaxias. Los autores estiman que el hecho de tener una compañera cercana aumenta la  $sSFR$  de galaxias masivas en TNG100-1 en un 14.5 %. También se muestra un aumento en separaciones 3D usando TNG300-1 que se extienden hasta 280 kpc. Finalmente, [Patton et al. \(2020\)](#) encuentran que el aumento en la  $sSFR$  en *IllustrisTNG* ocurre en sistemas donde la galaxia principal y su compañera más cercana tienen sobrepuertos sus radios virales, como se expone en la Figura 1.4b, confirmando que estos aumentos están asociados con galaxias que están interactuando gravitacionalmente. Complementando observationalmente el estudio de formación estelar en galaxias en interacción, [Shah et al. \(2022\)](#) analizan

espectroscópicamente 1327 pares de galaxias masivas en el *redshift*  $0.5 < z < 3.0$ . Donde sus resultados indican que existe un aumento en la SFR para los pares de galaxias en comparación a la muestra de control de galaxias aisladas, específicamente en los pares donde las galaxias están más cercanas entre sí. Además, este aumento es mayor en el rango de *redshift*  $0.5 < z < 1.0$  a comparación de  $1 < z < 3$ .

Adicionalmente, eventos intensos como la explosión de una supernova, provocan que aumente la presión local en el medio interestelar, pudiendo resultar en una expansión de la región perturbada. La presión puede aumentar a tal punto que se desarrolla un frente de choque (*shock front*) en los bordes de la perturbación que se está expandiendo, y este flujo en las proximidades del frente se conoce como *shock* u onda de choque (*shock wave*). Si bien, generalmente se habla de supernovas como un evento que puede ocasionar *shocks*, estos también se pueden ver impulsados por la presión del gas fotoionizado, los vientos estelares y las colisiones entre gas interestelar acumulado (Draine and McKee, 1993). Como por ejemplo, en el caso del sistema “*The Mice*” (NGC 4676), donde Barnes (2004) encuentran que los modelos de *shocks* son los que mejor explican la morfología que se observa en las galaxias.

Posteriormente, en el estudio de Rich et al. (2015), los autores analizan los *shocks* radiativos en 27 galaxias cercanas ultraluminosas y luminosas en el infrarrojo (*U/LIRGs*, por sus siglas en inglés), utilizando espectroscopía integral de campo (*IFS*, por sus siglas en inglés) obtenida con *GOALS* (*Great Observatory All – sky LIRG Survey*, Armus et al. 2009). El cual representa diferentes estados de fusión desde sistemas *starburst* aislados hasta estados posteriores a la fusión en sistemas masivos, así como también galaxias de grupos compactos. En general, incluyen galaxias *starburst*, galaxias con núcleo galáctico activo (*AGN*, por sus siglas en inglés), *LINERs* y sistemas que se encuentran en la zona de composición. Los autores analizan las propiedades detalladas de las líneas de emisión del gas para luego mapear la cinemática del gas, las fuentes de radiación ionizante y junto a ello la retroalimentación presente en cada sistema. Con esto, y utilizando razones de flujos de líneas y las dispersiones de velocidad, encuentran evidencia de una excitación de *shock* que se extiende en muchas *U/LIRGs* locales. En su estudio encuentran también que estos *shocks* se vuelven una componente más importante a medida que la fusión entre galaxias progresiona, y asocian la presencia de núcleos galácticos activos como una posible implicación de sus resultados.

Dentro de las diferentes características morfológicas que se ven alteradas por consecuencia de interacciones entre galaxias, es en las estructuras de gas que se forman luego de las perturbaciones morfológicas, en donde se da origen a las regiones de formación estelar, donde el gas es lo suficientemente denso como para comenzar a formar estrellas.

### 1.2.1. Formación estelar gatillada por interacciones

Como consecuencia de las interacciones gravitatorias entre galaxias, el gas presente en el medio interestelar se ve perturbado y se comienza a comprimir (por ejemplo, debido a fuerzas gravitacionales o también *shocks*). El medio interestelar (*ISM*, por sus siglas en inglés) se define como el medio compuesto de gas y polvo que está entre las estrellas, por lo que se vuelve un pilar fundamental en la creación de estrellas.

De esta manera, las interacciones gravitacionales entre galaxias provocan que el hidrógeno (elemento más abundante en el Universo) se condense y se enfrie, al alterar las propiedades hidrodinámicas del sistema, como la presión y densidad. De este modo, las interacciones ayudan a que se generen las condiciones necesarias en el gas para formar estrellas, dando lugar a las nubes de hidrógeno molecular ( $H_2$ ). Son estas estrellas jóvenes, calientes y masivas -generalmente tipo O y B- las que comienzan a emitir radiación UV debido a su alta temperatura efectiva. Dicha radiación comienza a ionizar el hidrógeno, provocando que la región se convierta en una región de hidrógeno ionizado, también llamadas regiones HII. Debido a que la fotoionización del gas se mantiene por la radiación de las estrellas recientemente formadas, entonces el tiempo de vida de las regiones HII se limita al tiempo de vida de las estrellas ionizantes,  $\approx 3\text{-}10$  millones de años (Draine, 2011). Entonces, una buena manera de analizar el fenómeno de interacción entre galaxias, es a través del estudio de las regiones HII, las cuales se convierten en trazadores de las interacciones debido a su directa relación entre su tiempo de vida y el de las estrellas presentes. Las cuales a su vez son responsables de la emisión en las líneas nebulares, que posteriormente permiten cuantificar ciertas propiedades físicas en las galaxias en interacción, como la abundancia química, la densidad electrónica o las edades, lo que permite caracterizar los sistemas en interacción.

En general, para poder estudiar la formación de estrellas a través del gas, en primera instancia se puede investigar cómo se distribuye el hidrógeno neutro (HI) en las galaxias

involucradas en la interacción, esto se puede estudiar observando el sistema en la línea de emisión en 21 cm, donde se podrían comenzar a observar agrupaciones de gas. Otra manera puede ser observando el hidrógeno molecular, a través de emisiones de CO, donde se puede observar el gas denso por la compresión del gas. Finalmente, se pueden estudiar las regiones HII a través de la emisión nebulosa que se observa en el espectro electromagnético, con el fin de analizar los diferentes gases que están siendo ionizados.

En las galaxias espirales, como se comentó en secciones anteriores, es más probable encontrar actividad de formación estelar. Por ejemplo, en el panel izquierdo de la Figura 1.5, se muestran imágenes tomadas con filtros centrados en  $H\alpha$  y [NII] de la galaxia espiral NGC 4321. Estos gases ionizados son unos de los más predominantes en regiones HII, sobre todo la emisión de  $H\alpha$ . Por ello, se observan galaxias con formación estelar utilizando estos filtros, debido a que filtran la emisión de  $H\alpha$  en las regiones HII y permiten trazar la formación estelar. Es importante destacar que las regiones HII, observadas como las emisiones más intensas del gas, se distribuyen principalmente en los brazos de las galaxias, como se observa en el panel izquierdo de la Figura 1.5. Por otra parte, al observar la galaxia con un filtro rojo, que resalta la componente de continuo estelar (panel derecho de la Figura 1.5), se puede observar la estructura de la galaxia sin considerar la emisión nebulosa ([Osterbrock and Ferland, 2006](#)).

Las regiones HII son nebulosas de emisión que presentan un espectro electromagnético en la región visible (4000-7000 Å) característico y reconocible, compuesto típicamente por líneas de emisión intensas tales como  $H\beta$  cerca de la región azul del espectro, [OIII]  $\lambda\lambda 4959/5007\text{\AA}$  en la parte verde del espectro,  $H\alpha$ , [NII]  $\lambda\lambda 6548/6584\text{\AA}$  y [SII]  $\lambda\lambda 6716/6731\text{\AA}$  en la región roja del espectro, como se puede notar en la Figura 1.6, correspondiente al trabajo de [Torres-Flores et al. \(2020\)](#), donde analizan diferentes regiones HII del sistema Arp 314, el cual es un sistema compuesto por tres galaxias en interacción, dos de ellas son galaxias espirales y el tercer objeto es una galaxia irregular, que los autores denominan Arp 314-3. En particular, se muestra el espectro de una de las regiones de formación estelar más intensa encontrada por [Torres-Flores et al. \(2020\)](#) en Arp 314-3. Las líneas de emisión características se etiquetan en el espectro.

Las líneas de emisión se producen por la emisión de fotones en longitudes de onda específicas, que ocurren cuando un electrón de un ion excitado, salta de un nivel de energía a otro más bajo. En el caso del hidrógeno, cuando el electrón hace este salto desde el nivel

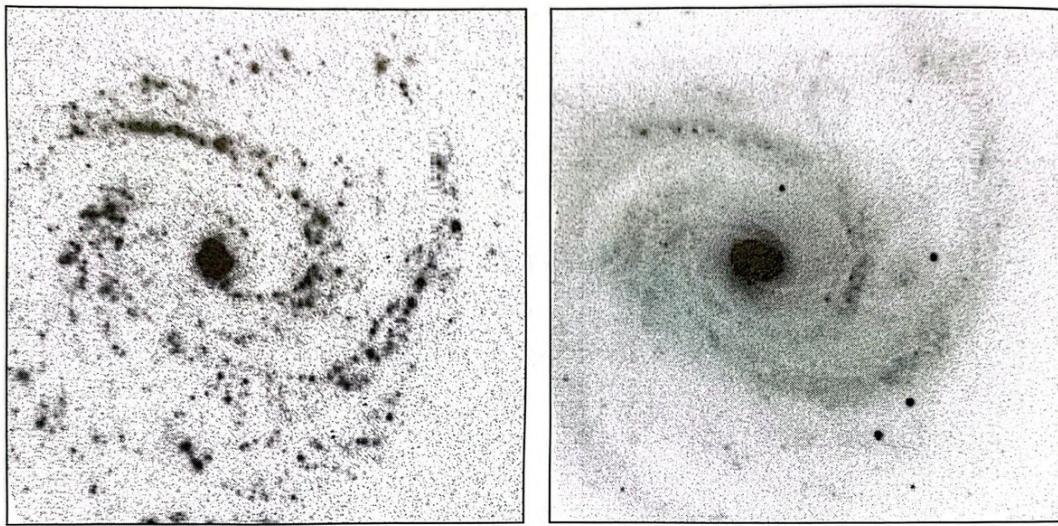


Figura 1.5: Imágenes de la galaxia espiral NGC 4321. En el panel izquierdo, la imagen se observó con un filtro angosto centrado en 6500 Å, las cuales filtran la emisión en H $\alpha$  y permiten observar las regiones HII. En el panel derecho se muestra la misma región pero ahora observada con un filtro de continuo rojo que resalta la población estelar, para omitir la emisión nebulosa y destacar la población estelar. Imágenes extraídas de [Osterbrock and Ferland \(2006\)](#).

$n=3$  a  $n=2$ , libera fotones en la longitud de onda 6563Å, considerando una temperatura electrónica de  $T_e = 10\,000\ K$ . Esto se conoce como caso de recombinación B. Mientras que las líneas de emisión prohibidas, denotadas con los corchetes cuadrados como [OIII] o [NII], se les llama así debido a que se generan por transiciones que son muy poco probables de reproducir, ya que sólo se observan en ambientes de baja densidad, como por ejemplo nebulosas.

Las regiones de formación estelar se asocian a una población de estrellas jóvenes y masivas. En el trabajo de [Kennicutt \(1998\)](#) mencionan que sólo las estrellas con masas  $> 10M_\odot$  y tiempos de vida  $< 20$  millones de años contribuyen significativamente en el flujo ionizante integrado, por lo que las líneas de emisión entregan una medida confiable y casi instantánea de la tasa de formación estelar; con ello, permiten realizar un estudio directo y preciso de la población estelar joven y masiva.

En este sentido, [Kennicutt \(1998\)](#) propone una medida directa para obtener la tasa de formación estelar a través de la luminosidad en H $\alpha$ , definida como:

$$SFR(M_\odot/\text{año}) = 7.9 \times 10^{42} L(H\alpha)(\text{ergs/s}) \quad (1.1)$$

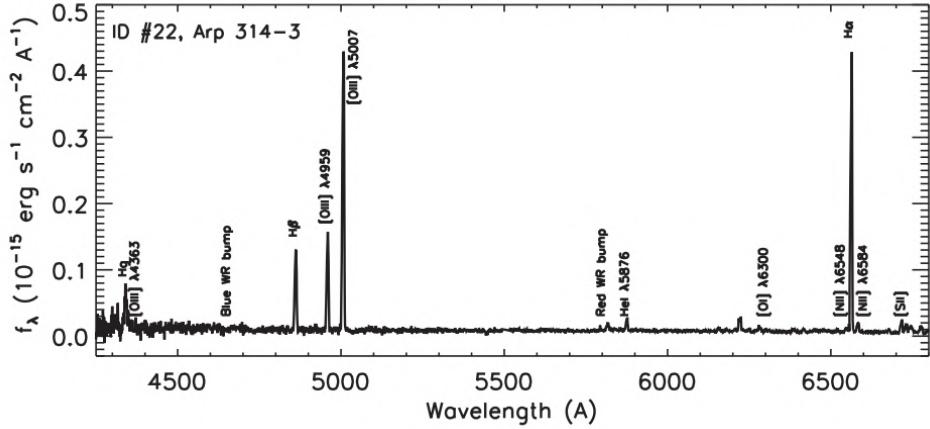


Figura 1.6: Espectro típico de una región de formación estelar, en este caso, de una de las regiones más intensas de Arp 314-3 estudiada en [Torres-Flores et al. \(2020\)](#). Figura extraída de [Torres-Flores et al. \(2020\)](#).

Como el responsable de la ionización del gas no solamente puede ser la formación estelar asociada a regiones HII, [Baldwin et al. \(1981\)](#) proponen diferentes diagramas de diagnóstico óptico basado en razones de líneas de emisión nebulosa. En la Figura 1.7 se muestra el diagrama *Baldwin, Phillips y Terlevich (BPT)*. Este diagrama utiliza las líneas de emisión más intensas en estas regiones de gas ionizado, a través de la razón  $[\text{OIII}] \lambda 5007\text{\AA}/\text{H}\beta \lambda 4861\text{\AA}$  en función de  $[\text{NII}] \lambda 6584\text{\AA}/\text{H}\alpha \lambda 6563\text{\AA}$  y la razón  $[\text{OIII}] \lambda 5007\text{\AA}/\text{H}\beta \lambda 4861\text{\AA}$  en función de  $[\text{SII}] \lambda\lambda 6716,31\text{\AA}/\text{H}\alpha \lambda 6563\text{\AA}$ . Utilizan estas razones ya que, al ser cercanas en longitud de onda, no son dependientes de la corrección por extinción, y de cierto modo tampoco de la calibración en flujo. Los autores proponen estos diagramas para poder diferenciar entre cuatro mecanismos de excitación: fotoionización por estrellas tipo O y B asociada a regiones HII, nebulosas planetarias, objetos fotoionizados por una ley de potencia de una fuente continua (*AGN*) y objetos excitados por *shocks*, ya que todos muestran diferentes espectros.

En general, las regiones de formación estelar, en específico, las regiones HII son de sumo interés si se quiere estudiar, analizar y comprender la evolución de galaxias. Debido a su alta influencia en el medio interestelar con eventos como una explosión de supernovas, así como también, su rol en formar estrellas, que luego serán responsables de la evolución química de la galaxia.

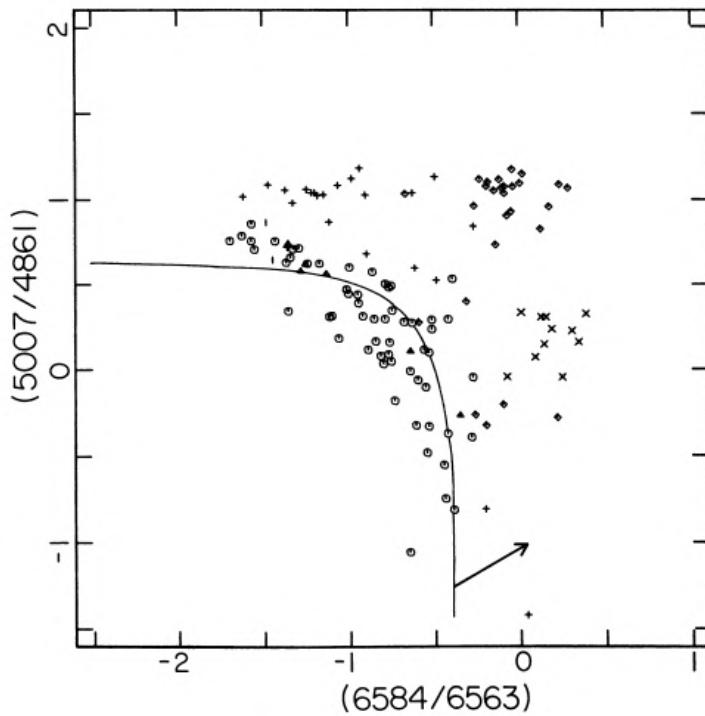


Figura 1.7: Diagrama de diagnóstico óptico utilizando la razón entre las líneas [OII]  $\lambda 5007\text{\AA}/\text{H}\beta \lambda 4861\text{\AA}$  con respecto a la razón de [NII]  $\lambda 6584\text{\AA}/\text{H}\alpha \lambda 6563\text{\AA}$  propuesto por primera vez en el trabajo de Baldwin et al. (1981). Los círculos representan regiones HII normales, los diamantes representan los AGN (ley de potencia), los shocks se representan con “x” y las nebulosas planetarias con “+”. Figura extraída de Baldwin et al. (1981).

### 1.3. Evolución química de galaxias en interacción

Otra manera de estudiar el fenómeno de interacción o fusión de galaxias, y de poder analizar la evolución de las galaxias involucradas, es a través del estudio de la abundancia química de las galaxias. Esto se debe a que la abundancia es también una de las propiedades alteradas por la influencia de diferentes procesos que pueden ocurrir en una interacción o fusión entre galaxias.

La evolución de las propiedades químicas del medio interestelar y también de las poblaciones estelares, es una herramienta clave para comprender los diferentes procesos que modelan la evolución galáctica e impulsan su formación. En este sentido, estudiar el contenido de elementos químicos en las galaxias, a través de las abundancias químicas y su distribución espacial, y cómo esto se ajusta a diferentes propiedades galácticas, entrega

información única sobre los procesos evolutivos en diferentes épocas del Universo ([Maiolino and Mannucci, 2019](#)).

En astronomía, se habla de metalicidad al referirse a cualquier elemento químico más pesado que el helio, y se estudian las abundancias de estos elementos con respecto al hidrógeno. En el contexto de interacción de galaxias, las alteraciones tanto en el medio interestelar como en la morfología de las galaxias, desencadenan flujos del gas presente que pueden ser desde las zonas exteriores de la galaxia hacia las zonas interiores (*inflows*), o desde las zonas interiores de la galaxia hacia las partes más exteriores (*outflows*, asociado a vientos estelares). La abundancia química se vuelve entonces una herramienta para medir la fracción de elementos removidos del disco ya sea por *outflows* de gas o por desprendimiento del gas (*stripping*). A su vez, la abundancia también es sensible a la dilución mediante *inflows* de gas prístico, i.e., gas no enriquecido y primordialmente constituido por hidrógeno y helio, tal como en el Universo primitivo, donde el medio aún no estaba enriquecido por procesos estelares como por ejemplo explosiones de supernovas, caracterizadas por enriquecer con elementos químicos el medio interestelar ([Maiolino and Mannucci 2019; Sánchez 2020](#)).

En general, las galaxias con mayor formación estelar muestran baja metalicidad. A medida que se van observando galaxias a *redshift* más altos, estas se muestran con menor metalicidad que las observadas a  $z = 0$  ([Maiolino and Mannucci, 2019](#)). De hecho, con datos espectroscópicos del *Telescopio Espacial James Webb (JWST)*, por sus siglas en inglés), [Curti et al. \(2024\)](#) encuentran que las galaxias con  $z > 6$  están menos enriquecidas en comparación a galaxias locales que coinciden en masa estelar y *SFR*. Los autores sugieren que los elementos químicos se eliminan de forma más eficiente por los *outflows* impulsados por SN, o también, que el gas se diluye por la acreción estocástica de gas prístico. Es decir, en un Universo primitivo las galaxias no estaban tan enriquecidas químicamente, sino que, su contenido químico era compuesto por gases prístinos.

De esta manera, investigar el contenido químico de las galaxias entrega información crucial sobre los mecanismos clave involucrados en su evolución. Esto es debido a que las distintas generaciones de estrellas aportan diferentes elementos químicos al medio interestelar, que a su vez dependen de la etapa de su vida en que se encuentren.

### 1.3.1. Gradientes de abundancia de oxígeno y galaxias en interacción

Debido a la variabilidad en el contenido químico presente en las galaxias, es que se vuelve relevante el análisis de las abundancias químicas en función de la distancia al centro de la galaxia, a través de los gradientes de abundancias. Generalmente, el gradiente relaciona la abundancia relativa de un elemento químico con respecto al hidrógeno en función del radio proyectado, es decir, a medida que se aleja del centro galáctico hacia las zonas periféricas del sistema.

En este sentido, el oxígeno se vuelve un elemento interesante a analizar, puesto que es el elemento químico más abundante y el más frecuente después del hidrógeno y el helio. El oxígeno es un elemento  $\alpha$  expulsado principalmente por supernovas de tipo “core – collapse”, las cuales son generadas por la muerte de estrellas masivas que viven poco tiempo y, por lo tanto, su enriquecimiento relativo está estrechamente relacionado con los últimos eventos de formación estelar ([Sánchez, 2020](#)).

En el contexto de interacción de galaxias, durante este último tiempo se ha demostrado empíricamente con observaciones ([Bresolin et al. 2009, 2012; Bresolin 2019; Kewley et al. 2010; Rupke et al. 2010b; Rich et al. 2012; Torres-Flores et al. 2014; Sánchez et al. 2014; Pan et al. 2025](#)) y teóricamente con simulaciones ([Rupke et al. 2010a; Perez et al. 2011; Torrey et al. 2012; Tapia-Contreras et al. 2025](#)) que los encuentros gravitacionales alteran la distribución espacial del gas presente en las galaxias.

En numerosos estudios se ha encontrado que el gradiente de abundancia de oxígeno en galaxias con interacción se va aplanando al observar a radios más alejados del centro. Esto quiere decir que la región central de las galaxias ya no es la estructura más abundante en comparación a las zonas periféricas de las galaxias (como sí se observa en sistemas donde no se detectan signos de interacción), sino que ahora, las zonas externas de las galaxias muestran un contenido similar en abundancia de oxígeno, lo cual hace que el gradiente se aplane. Este gradiente se analiza comúnmente en función de  $R_{25}$ , definido como el radio en el cual el brillo superficial alcanza un valor de 25 mag/arcsec<sup>2</sup> en la banda B ([Schneider, 2006](#)).

Algunos autores asocian este fenómeno a un flujo de gas más pobre desde las zonas exteriores de la galaxia hacia el núcleo, haciendo que el centro galáctico se vea con un

mayor contenido de gas prístino y su abundancia sea similar a las regiones alejadas, lo que resulta en un gradiente plano.

En este contexto, [Kewley et al. \(2010\)](#) investigan el gradiente de abundancia de oxígeno para ocho galaxias en pares cercanos en base a diferentes regiones HII, a través de espectroscopía. Los autores encuentran que el gradiente de abundancia, en específico de la abundancia de oxígeno, se muestra menos pronunciado que los gradientes en galaxias espirales aisladas como la Vía Láctea, M83 o M101, como se puede observar en la Figura 1.8. Con este estudio, los autores determinan que los gradientes de abundancia en galaxias interactuando son sistemáticamente diferentes de los gradientes en galaxias espirales aisladas. Además, indican que este aplanamiento se puede deber a *inflows* de gas.

Durante el mismo año, [Rupke et al. \(2010a\)](#) analizaron este fenómeno, pero a través de simulaciones numéricas hidrodinámicas de *N*-cuerpos de fusiones entre galaxias tipo disco de igual masa, donde confirman que el aplanamiento es debido a *inflows* de gas prístino desde las zonas periféricas de las dos galaxias que se están fusionando. En específico, notan que el gradiente se comienza a aplanar justo después del primer encuentro cercano entre las galaxias, debido a la mezcla de gas. [Rupke et al. \(2010b\)](#) presentan los gradientes de abundancia de oxígeno para 16 galaxias espirales (asociadas en pares) que están en interacción y que ya pasaron por el primer pericentro. Consideran una razón de masas cercanas a uno, es decir, se habla de fusiones mayores. Los autores encuentran nuevamente gradientes planos en la muestra de galaxias en interacción en comparación con la muestra de control de espirales aisladas. Luego, al analizar estos resultados con respecto a las simulaciones previamente obtenidas, los autores refuerzan la idea de que son los *inflows* de gas los responsables del gradiente plano.

Sin embargo, otros autores sugieren que este aplanamiento de gradiente se puede deber a un flujo de gas Enriquecido que va desde el centro de la galaxia hacia las zonas periféricas, lo cual hace que las regiones más alejadas del núcleo presenten abundancias de oxígeno similares a las del centro galáctico, provocando un aplanamiento en el gradiente.

[Perez et al. \(2011\)](#) analizan galaxias en interacción a través de simulaciones que consideran un modelo químico-hidrodinámico auto-consistente, donde al incluir formación estelar, retroalimentación de supernovas y evolución química, llegan a un gradiente que se va aplanando al aumentar el radio de la galaxia en interacción, al igual que las observaciones. Los autores asocian este aplanamiento en el gradiente a dos mecanismos principales, en

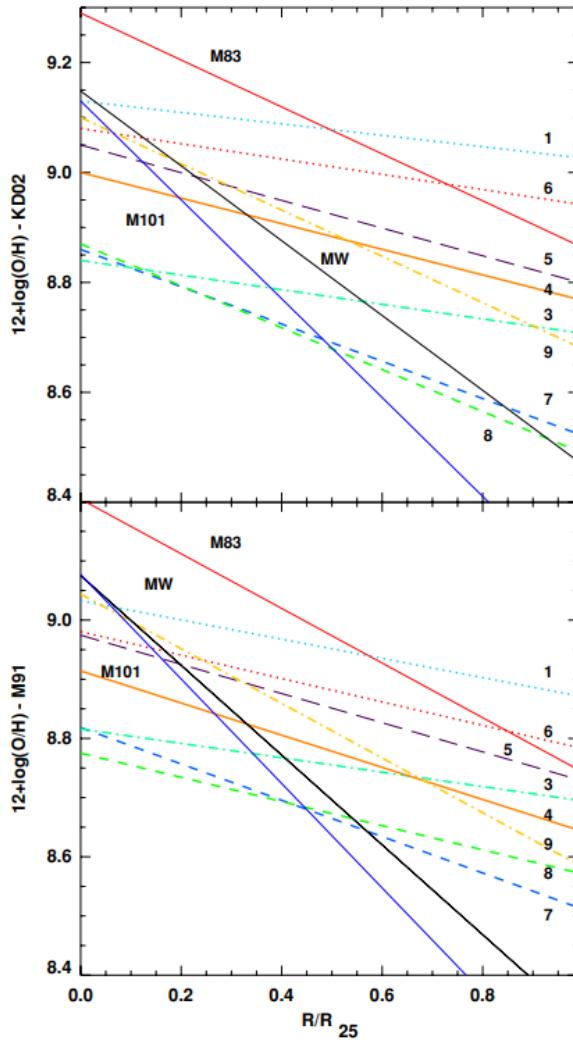


Figura 1.8: Gradiéntes de abundancia de oxígeno calculados por [Kewley et al. \(2010\)](#) con respecto a  $R_{25}$  para ocho galaxias en pares cercanos que tienen metalicidades estimadas para más de 10 regiones HII. Todos los gradiéntes son ajustes de mínimos cuadrados de las abundancias estimadas para las regiones utilizando tanto el calibrador de  $[\text{NII}]/[\text{OII}]$  (panel superior) y de  $R_{23}$  (panel inferior). Para comparar, los autores incluyen los gradiéntes de galaxias espirales aisladas (Vía Láctea, M83 y M101). Figura extraída de [Kewley et al. \(2010\)](#).

primera instancia, notan que luego del primer encuentro, el gradiente se aplana debido a *inflows* de gas pobre en metales que va hacia el núcleo y diluyen la abundancia central, pero también sugieren que este mismo *inflow* de gas es el responsable de gatillar estallidos de formación estelar, que posteriormente se transforman en *outflows* de gas metálico proveniente de supernovas, lo cual enriquece el medio en las zonas más alejadas del centro galáctico. De hecho, los autores notan que después de esta retroalimentación de supernovas,

que se da luego del segundo pericentro, la pendiente del gradiente se puede volver incluso positiva.

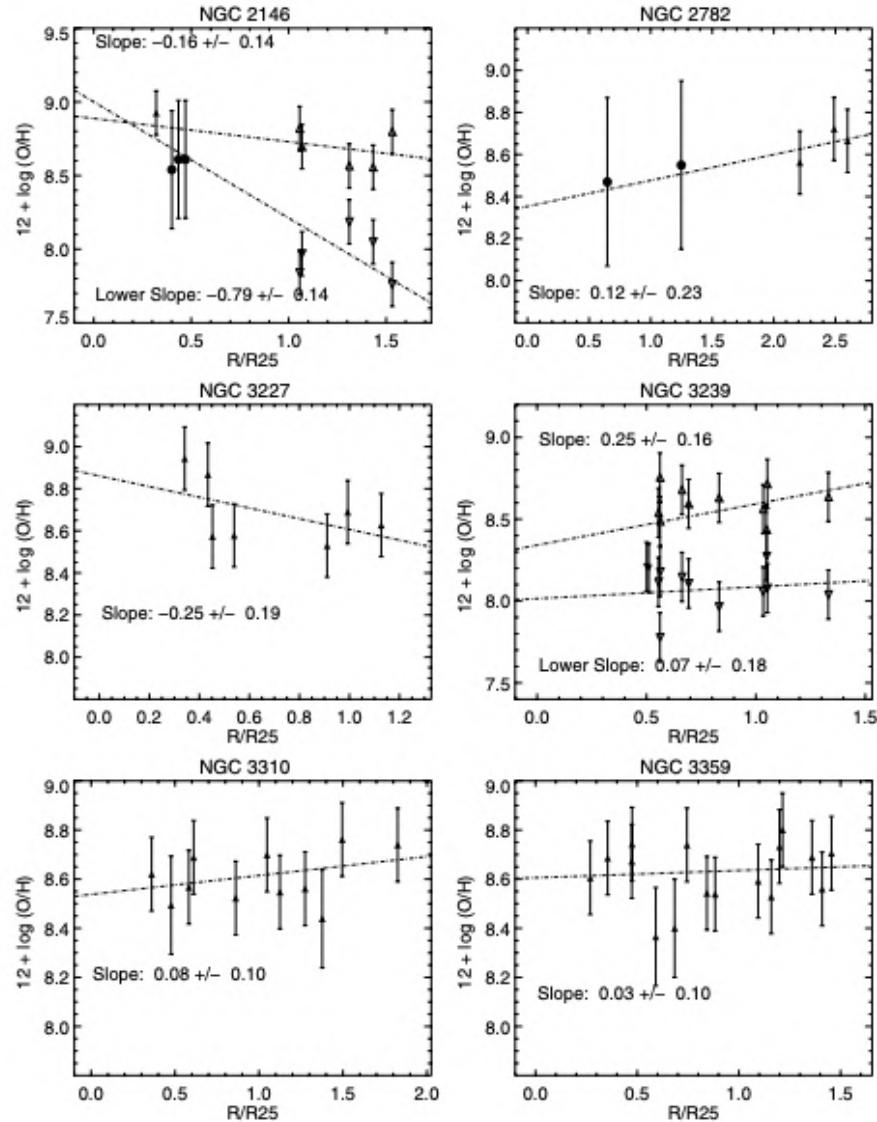


Figura 1.9: Gradiéntes de abundancia de oxígeno relativas al radio en términos de  $R/R_{25}$ . La línea punteada representa el ajuste lineal por mínimos cuadrados para las abundancias químicas. Las pendientes se muestran en cada gráfico. Figura extraída de Werk et al. (2011).

En el estudio realizado por Werk et al. (2011) se analizan espectroscópicamente diferentes regiones HII localizadas en las zonas exteriores de galaxias cercanas (a una distancia  $D < 40$  Mpc) con discos de HI extendidos, con el fin de estimar sus abundancias de oxígeno nebuloso. Los autores encuentran una medición convincente que muestra abundancias de

oxígeno planas en una amplia variedad de sistemas, incluyendo galaxias con y sin signos de interacción.

En la Figura 1.9 se muestran algunos de los gradientes estimados por Werk et al. (2011). Se pueden notar algunos casos donde se observan gradientes con pendientes positivas, indicando que las regiones exteriores de las galaxias presentan una metalicidad mayor que en el centro de la galaxia. Los autores sugieren entonces dos causas como las más probables para este enriquecimiento químico más allá de  $R_{25}$ : una mezcla eficiente de gas y/o también un pre-enriquecimiento del gas, probablemente debido a interacciones recientes. Además, notan una fracción de galaxias espirales sin interacción enriquecidas que también muestran un gradiente plano.

Si bien, estos gradientes aplazados se pueden observar -en ciertos estudios- luego de un quiebre en el gradiente a un cierto radio (donde en radios  $< R_{25}$  aún se observa la tendencia de pendiente negativa, pero es luego de este radio que se comienza a notar una pendiente más plana), existen otros trabajos donde exponen sistemas que muestran incluso una pendiente positiva en el gradiente. Esto implica que el contenido metálico ya no es similar tanto en el centro como en las periferias, sino que ahora, las zonas externas de la galaxia serían incluso más abundantes que el núcleo galáctico.

Con el objetivo de observar el gradiente en galaxias a alto *redshift*, Queyrel et al. (2012) estudian 26 galaxias a  $z \sim 1.2$  utilizando *IFS* con VLT/SINFONI para derivar el contenido metálico global y resuelto espacialmente. Los autores encuentran que siete galaxias presentan gradientes de metalicidad positivos, es decir, la metalicidad aumenta con el radio. En específico, de las siete galaxias que tenían pendientes positivas, cuatro eran galaxias en interacción. Por esto, los autores sugieren que las interacciones pueden ser las responsables de aplazar el gradiente e incluso invertirlo. Otra conclusión importante de este trabajo es que encontraron correlaciones interesantes. Una de ellas, es que las galaxias menos metálicas tienden a mostrar el gradiente positivo, mientras que las galaxias con mayor contenido metálico tienen una pendiente negativa. Con este resultado sugieren también que el aplazamiento se puede deber a los *inflows* de gas menos metálico hacia el centro de los discos, debido a interacciones.

Por otra parte, en el estudio de Torres-Flores et al. (2014) examinan las regiones de formación estelar en las colas de marea del sistema en interacción NGC 92, utilizando datos espectroscópicos de Gemini/GMOS. Los autores encuentran un gradiente de abundancia de

oxígeno plano, que es consistente con estudios anteriores sobre este fenómeno. Sin embargo, notan que al estudiar los gradientes de velocidad éste no se observa, por lo que suponen una falta de flujos de gas en las colas. De este modo, los autores sugieren que una fracción del gas enriquecido del centro galáctico pudo ser expulsada hacia la cola de marea cuando ocurrió la interacción.

Durante el mismo año, [Rosa et al. \(2014\)](#) derivan los gradientes de abundancia de oxígeno para diferentes regiones HII observadas en 11 galaxias en pares cercanos a través de *longslit* con GMOS-S. Los autores encuentran que los gradientes se observan planos para todas las galaxias en comparación con galaxias espirales aisladas. De este modo, notan que cuatro objetos presentan un quiebre en  $R/R_{25}$ , donde para el gradiente interno, dos de ellos muestran pendientes negativas mientras que otro muestra un gradiente positivo, pero los tres objetos muestran un gradiente plano en las regiones periféricas de las galaxias. Además, notan que el objeto restante de esos cuatro muestra una pendiente positiva en el gradiente interno, y para las partes externas un comportamiento plano. Los autores mencionan que para los cuatro sistemas interactuantes, los valores más altos de *SFR* se localizan bastante cerca de la zona de quiebre en el gradiente. Finalmente los autores sugieren que el aplanamiento en los gradientes de oxígeno puede interpretarse como un enriquecimiento químico debido a la formación estelar inducida por los flujos de gas a lo largo de los discos. En la Figura 1.10 los autores grafican sus gradientes de abundancias obtenidos junto a los publicados por [Kewley et al. \(2010\)](#), [Bresolin et al. \(2012\)](#), [Torres-Flores et al. \(2014\)](#). Además, incluyen cuatro galaxias espirales sin interacción para comparar, mostrando que se observan con pendientes mucho más pronunciadas que los sistemas interactuando.

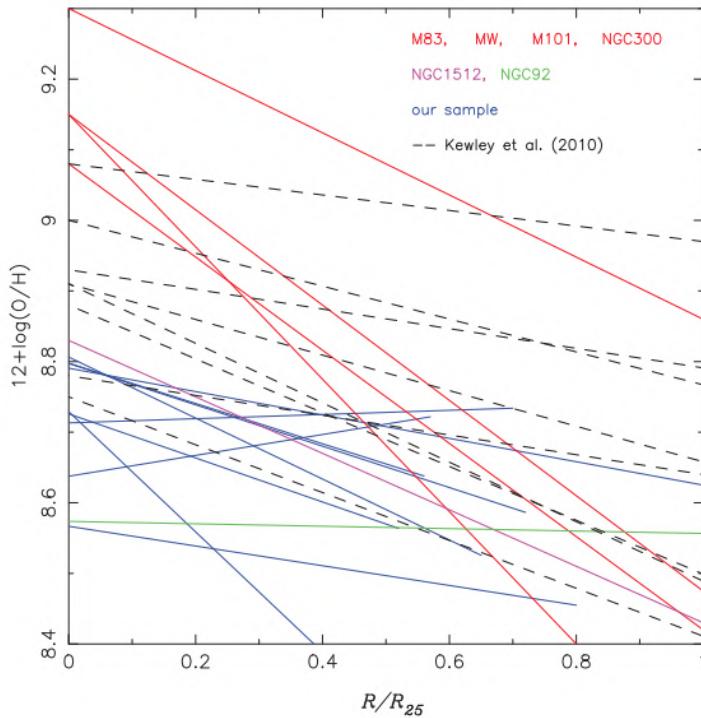


Figura 1.10: Gradienes de abundancias de oxígeno en función de  $R/R_{25}$  para una muestra de galaxias pares en interacción obtenida por Rosa et al. (2014) (línea azul), comparado a una muestra de cuatro galaxias espirales sin interacción (línea roja). También se muestran los gradienes de las galaxias en interacción NGC 1512 (Bresolin et al., 2012), NGC 92 (Torres-Flores et al., 2014) y la muestra de ocho galaxias interactuando de Kewley et al. (2010). Figura extraída de Rosa et al. (2014).

Complementando los estudios de gradienes en galaxias con un *redshift* intermedio, Carton et al. (2018) analizan 84 galaxias con formación estelar en un rango de *redshift*  $0.08 < z < 0.84$  con datos de MUSE. En su estudio encuentran gradienes con pendientes negativas en 32 galaxias, gradienes planos en 26 galaxias y también notan algunos gradienes con pendientes positivas en 7 galaxias. Los autores encuentran una relación entre la pendiente de los gradienes y los tamaños de las galaxias. En particular, sugieren que las galaxias más pequeñas ( $r_d < 3$  kpc, con  $r_d$  definido como la longitud de escala exponencial del disco) son las que muestran una gran dispersión en los gradienes, abarcando tanto pendientes positivas como negativas, mientras que las galaxias más grandes ( $r_d > 3$  kpc) sólo muestran pendientes negativas, además, con una menor dispersión en el gradiente.

Finalmente, con respecto al gradiente de metalicidad en galaxias de menor tamaño, Bresolin (2019) investiga cuatro galaxias espirales de baja masa ( $< 10^9 M_\odot$ ) y cercanas, utilizando espectros de regiones HII obtenidos con Gemini/GMOS. Encuentran un aplanamiento

en el disco externo de NGC 1058, similar a lo observado en galaxias con discos extendidos, sugiriendo que la mezcla y flujos de gases podrían aumentar la metalicidad en las regiones exteriores. Los autores comparan con modelos de evolución química y notan que estos predicen pendientes más pronunciadas, no como las observadas que se van ligeramente aplanando. Esto lo asocian a que, en los modelos, descuidan los procesos importantes en la evolución química como los *outflows* de gas y la mezcla radial de metales.

En estudios más recientes, se ha encontrado la misma tendencia de aplanamiento en el gradiente producto de la interacción gravitatoria entre galaxias. Por ejemplo, en el trabajo de [Pan et al. \(2025\)](#) los autores investigan la distribución espacial de galaxias en interacción que se observan en diferentes estados de la fusión (antes y después del primer pericentro, en el apocentro y también en la coalescencia final). Con esto, los autores encuentran que los gradientes se aplanan justo después del primer pericentro, probablemente por flujos de gas. Por otro lado, con datos de *JWST*, [Ju et al. \(2025\)](#) analizan 25 galaxias en  $0.5 \lesssim z \lesssim 1.7$  del *survey MSA-3D*. En su trabajo encuentran que la tendencia de aplanamiento en el gradiente se ve más en galaxias más masivas que las menos masivas, las cuales presentan gradientes más pronunciados. En simulaciones, esta tendencia se mantiene, [Tapia-Contreras et al. \(2025\)](#) estudian galaxias con masas estelares entre  $10^8 M_\odot \lesssim M_* \lesssim 10^{10} M_\odot$  a  $z = 0$ , y encuentran que las galaxias menos masivas son las que tienden a aplanar su gradiente, por la influencia de la retroalimentación de SN así como también por *inflows* de gas.

En resumen, estos diversos estudios destacan cómo las interacciones entre galaxias modifican los gradientes de abundancia de oxígeno, generalmente aplanándolos debido a *inflows* de gas pobre en metales o también *outflows* de gas más enriquecido en metales. Aunque en ciertos casos, los gradientes positivos sugieren una mezcla de gases más compleja y menos estudiada, abriendo puertas a nuevos estudios para analizar los gradientes de abundancias en galaxias en interacción.

Este trabajo se desarrolla de la siguiente manera, el capítulo [2](#) expone los objetivos que motivan esta investigación, el capítulo [3](#) desglosa el estado del arte de NGC 1313, el capítulo [4](#) presenta los datos espectroscópicos usados y también la reducción de los mismos. En el capítulo [5](#) se describe el análisis realizado en este trabajo y en el capítulo [6](#) se listan los resultados encontrados. Finalmente, en el capítulo [7](#) se discuten los resultados obtenidos, para dar lugar a las conclusiones generales y trabajo futuro en el capítulo [8](#).

# Capítulo 2

## Objetivos

El estudio de galaxias en interacción juega un rol crucial en el entendimiento de las transformaciones morfológicas de galaxias, el aumento en tasas de formación estelar y el proceso de evolución química.

El sistema local NGC 1313, con sus *shells* de estrellas, brazos asimétricos compuestos de regiones HII y subestructuras al suroeste del mismo, aísla a descifrar la historia detrás de estos fuertes signos de interacción, puesto que lo más intrigante es que este sistema no parece tener una compañera que haya interactuado recientemente, ni tampoco pertenece a un grupo de galaxias, lo que lo hace un objeto de estudio interesante en el contexto de formación y evolución de galaxias.

El objetivo principal de esta tesis es:

- Analizar las principales propiedades físicas y químicas del sistema NGC 1313, con el propósito de comprender cómo la interacción ha influenciado el estado evolutivo en que se encuentra la galaxia.

Para ello, se usan datos espectroscópicos observados con el espectrógrafo GMOS<sup>1</sup> de Gemini Sur en el modo multi-objeto, los cuales permiten caracterizar la composición química del sistema, puesto que el espectro visible presenta líneas de emisión importantes para el entendimiento del enriquecimiento químico presente.

---

<sup>1</sup>[Hook et al. \(2004\)](#)

Estudiar los espectros de emisión en diferentes regiones HII del sistema permite caracterizar propiedades físicas del mismo, por ejemplo, al analizar cómo varían y se comportan las propiedades del gas ionizado presente en los brazos de la galaxia, cerca del centro y en regiones alejadas del mismo. Con la espectroscopía de rendija múltiple es posible estudiar diferentes regiones de la galaxia, abarcando un área mayor en el sistema, lo que permite discernir entre los diferentes mecanismos de ionización del sistema como un todo y así determinar el dominante. Además de entender la distribución química de la galaxia, al detallar la mezcla de metales presentes debido a la interacción. Este sistema en particular tiene la ventaja de ser un sistema cercano, esto permite observar subestructuras con suficiente resolución espacial. Por otra parte, y tomando en cuenta que se usa un telescopio de 8 metros, se pueden analizar los espectros de las subregiones con una relación señal/ruido óptima.

Para lograr el objetivo principal, se desarrollaron los siguientes objetivos específicos:

- Estudiar el gradiente de abundancia de oxígeno, para analizar cómo se comporta y varía la abundancia a medida que se aleja del centro de la galaxia.
- Estudiar las propiedades físicas de las regiones de formación estelar del sistema NGC 1313, tales como densidades electrónicas, metalicidades, edades y masas.
- Interpretar cómo se está desarrollando la formación estelar presente en las regiones de formación estelar de NGC 1313, para determinar si corresponde a un estallido de formación estelar o al escenario de formación estelar continua.
- Establecer cuál es el principal mecanismo de ionización en las regiones en estudio de NGC 1313.

Para llevar a cabo el análisis de los objetivos específicos, se desarrollaron diferentes acciones, las cuales son:

- Determinar las abundancias de oxígeno de las regiones de formación estelar ubicadas en los brazos de NGC 1313 y las estructuras ubicadas al suroeste de la misma. Con esto, comparar los valores y analizar si algunas regiones vienen con un material más (o menos) metálico que el centro de la galaxia.

- Usar las abundancias de oxígeno para construir el gradiente de abundancia química.
- Construir diagramas de diagnóstico que permiten establecer el principal mecanismo de ionización.
- Estimar masas de las regiones de formación estelar en el sistema NGC 1313.
- Estimar edades de las regiones de formación estelar observadas en NGC 1313, a través del ancho equivalente de la línea H $\alpha$ .

Las características morfológicas de la galaxia NGC 1313 pertenecen a un estado evolutivo de galaxias que no ha sido totalmente descifrado, donde se tiene una galaxia de baja masa (entre  $1$  a  $5 \times 10^9 M_\odot$ , [Tolstoy et al. 2009](#)), con fuertes signos de interacción pero aún se puede contemplar su barra y brazos espirales. En base a esto, tener una caracterización física y química de esta galaxia permite agregar una pieza más al rompecabezas de la formación y evolución de galaxias, ya que este tipo de análisis favorece a la extrapolación de los resultados obtenidos con interacciones que ocurren en un Universo distante y temprano. En el mismo sentido, podemos aportar empíricamente con los resultados observacionales obtenidos en este trabajo a los nuevos modelos que tienen como objetivo simular la evolución completa de, en este caso, galaxias de baja masa en interacción.

# Capítulo 3

## Objeto de estudio: NGC 1313

El objeto de estudio en esta tesis es el sistema NGC 1313, el cual corresponde a una galaxia que ha sido clasificada como “*starburst*” y que presenta su morfología perturbada, como se puede notar en la Figura 3.1, indicando que pudo haber sufrido una interacción gravitacional que ha gatillado formación estelar. Es una galaxia tipo SB(s)d ([de Vaucouleurs, 1963](#)) ubicada a una distancia de 4.19 Mpc ([Sabbi et al., 2018](#)) estimada con el método *TRGB* (*Tip of the Red Giant Branch*). Las coordenadas ecuatoriales de esta galaxia en el sistema de referencia J2000 son R.A.  $03^h18^m16.05^s$  y Dec.  $-66^d29^m53.70^s$ , y el redshift es  $z = 0.001568$  ([Ohlson et al., 2024](#)).

Quien primero estudió las propiedades de NGC 1313 fue [de Vaucouleurs \(1963\)](#) usando isofotometría, donde también quedó definida como una galaxia espiral barrada de tipo SB(s)d, es decir, que los brazos se extienden desde los extremos de la barra directamente sin la presencia de anillos y que presentan una estructura más extendida, vale decir, con los brazos abiertos. El autor define que está en un estado intermedio entre tener una forma de tipo “S” y la forma irregular similar a la Gran Nube de Magallanes. Además, establece que las galaxias más cercanas comparables en brillo y tamaño (NGC 1553 y NGC 1566) se encuentran a  $12^{\circ}$  de distancia, con velocidades radiales del orden de  $\approx 1300 \text{ km s}^{-1}$ , valor alejado de NGC 1313 con velocidad radial estimada de  $\approx 250 \text{ km s}^{-1}$ .

[Carranza and Aguero \(1977\)](#) realizaron interferometría en NGC 1313, con el propósito de estudiarla observando el medio ionizado para construir un modelo dinámico, donde estimaron propiedades como masa y velocidades usando cuatro interferómetros en la línea

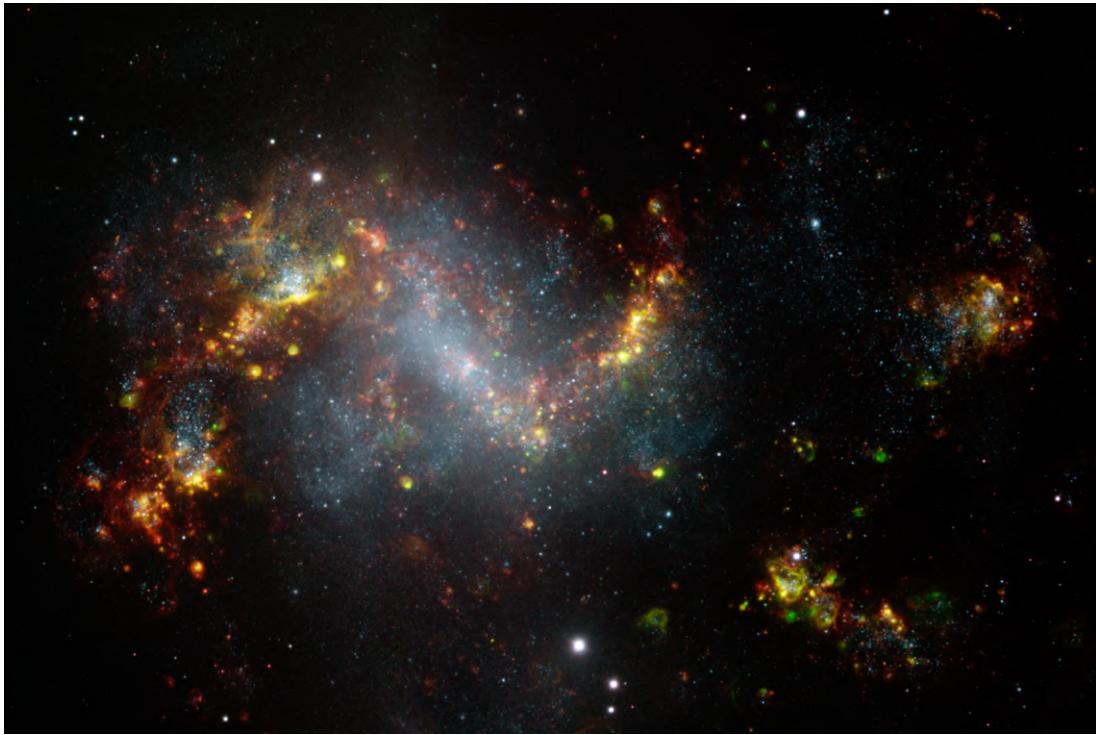


Figura 3.1: Imagen de NGC 1313 tomada con Gemini/GMOS con los filtros de HeII (azul), OIII (verde) y H $\alpha$  (rojo). El norte se ubica 31.2° a la izquierda de la vertical y la imagen cubre un campo visual de 8.28 x 5.52 arcmin.

de hidrógeno ionizado H $\alpha$ . Obtuvieron una masa total de  $2 \times 10^{10} M_{\odot}$  para el sistema, junto con isovelocidades que varían entre 530 km s $^{-1}$  para el lado norte y 400 km s $^{-1}$  para el lado sur de la galaxia, actualizando el valor propuesto anteriormente por [de Vaucouleurs \(1963\)](#). Además, notaron que la galaxia rota en torno a un centro desplazado 0.75 kpc del núcleo fotométrico.

Posteriormente, se estudiaron seis regiones de formación estelar de NGC 1313 en el trabajo de [Pagel et al. \(1980\)](#), usando el telescopio Anglo-Australiano con el *Image Photon Counting System*, con el objetivo de derivar abundancias químicas del sistema. Para las abundancias de oxígeno, el valor promedio entre las regiones HII estudiadas es de  $12 + \log(O/H) = 8.26$ . Los autores comparan estos valores de abundancias con los de la Gran Nube de Magallanes, en específico con 30 Doradus y NGC 346 ( $8.0 < 12 + \log(O/H) < 8.4$ , estimado por los autores con los datos de [Peimbert and Torres-Peimbert 1974](#) y [Pagel et al. 1978](#), respectivamente), encontrando similitud entre ellos.

Más adelante, se realiza otro análisis de cinemática y dinámica en NGC 1313 presentado

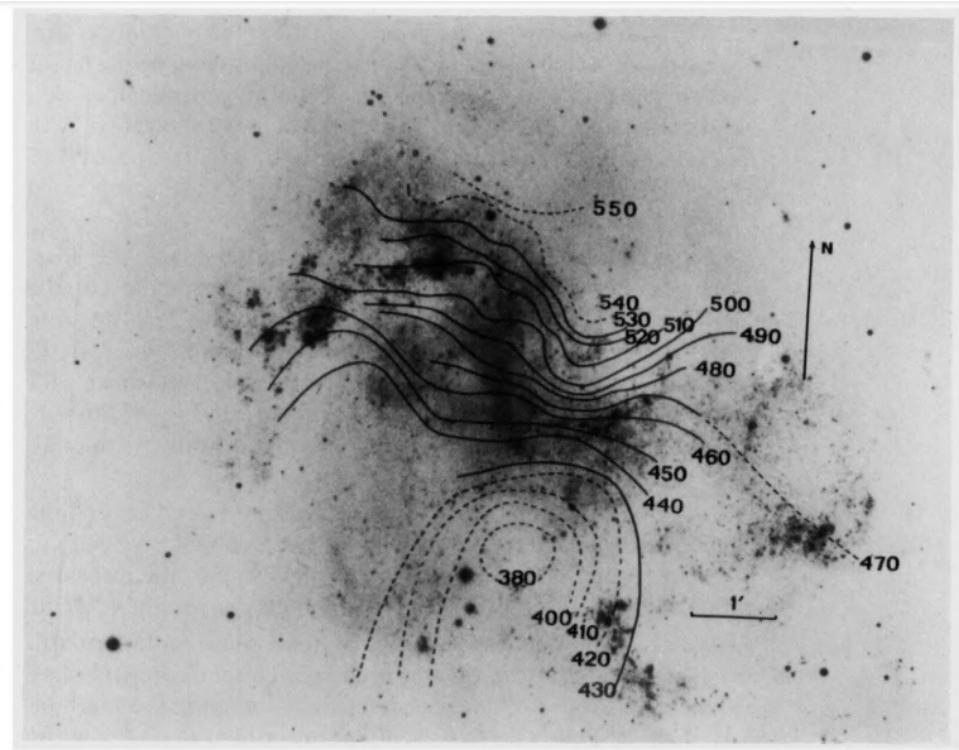


Figura 3.2: Isoveldades obtenidas con el modelo dinámico creado por [Marcelin and Athanassoula \(1982\)](#) superpuestas en una imagen de NGC 1313, observada con el filtro GG 385 en el telescopio de 3.6 metros de la ESO. Figura extraída de [Marcelin and Athanassoula \(1982\)](#).

en el trabajo de [Marcelin and Athanassoula \(1982\)](#), utilizando ocho interferómetros Fabry-Pérot en el telescopio 3.6 m de ESO en la línea de H $\alpha$ , para determinar el campo de velocidad completo del gas ionizado en el sistema. Estos autores encuentran que el centro de rotación se encuentra fuera de la barra, desplazado 1.5 kpc del núcleo (asumiendo una distancia a la galaxia de 4.5 Mpc). Además, determinan que la inclinación de la galaxia es de 38°. Por otra parte, obtienen valores de velocidad sistemática que coinciden con el trabajo anterior de [Carranza and Aguero \(1977\)](#) con respecto a lo observado en el norte y sur de la galaxia, como se puede ver en la Figura 3.2. Adicionalmente, estiman la masa total dentro de un radio de 4' desde el centro de la galaxia, llegando a un rango de  $1.5 - 1.8 \times 10^{10} M_{\odot}$ .

Luego, [Ryder et al. \(1993\)](#) realizan un estudio de múltiple longitud de onda en NGC 1313, donde observan una fuente extremadamente luminosa detectada en radio y rayos X, correspondiente a una supernova tipo II, denominada “SN 1978K” (ver Fig. 3.3). A través de la curva de luz, los datos en radio y rayos X y el espectro óptico, indican que es una SN

II inusual. Además, debido a sus extremas propiedades es que se cree que fue potenciada por un *shock* que atraviesa el medio circunestelar denso creado por la pérdida de masa extrema de un progenitor masivo.

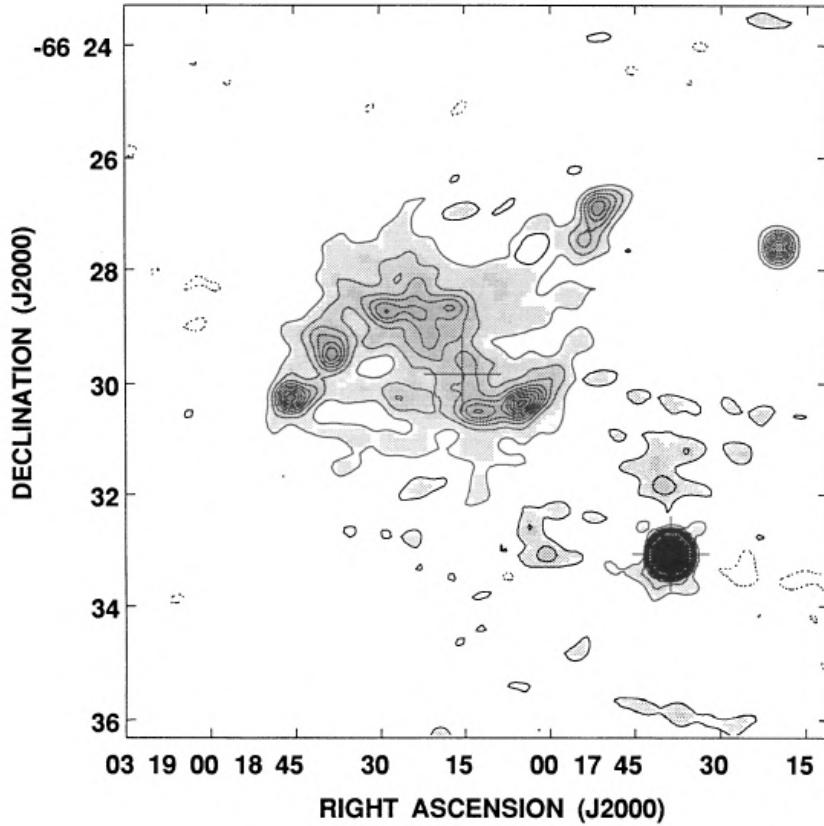


Figura 3.3: Contornos de la emisión de continuo en radio a 1.4 GHz. El norte está arriba y el este a la izquierda. Al centro se observa la emisión general de la barra, el disco y los brazos de NGC 1313. La fuente más intensa observada en la zona suroeste del sistema corresponde a la supernova SN 1978K. Las cruces representan el centro de NGC 1313 y la posición de SN 1978K. Los intervalos de contorno son 1 mJy por beam, comenzando en 1 mJy por beam. Figura extraída de [Ryder et al. \(1993\)](#).

Al año siguiente, [Peters et al. \(1994\)](#) realiza un estudio de continuo en 1.4 GHz e hidrógeno neutro HI con resoluciones de 1 kpc y  $16 \text{ km s}^{-1}$ . Analizando la distribución de hidrógeno y los mapas de velocidad encuentran una interacción de marea en curso en NGC 1313 y una galaxia satélite cercana perturbada en la región suroeste del sistema. Esto provocó un *loop* de hidrógeno que pudo haber sido extraído del plano de NGC 1313 (ver Fig. 3.4). Al momento de analizar la curva de rotación de la galaxia, encuentran que el halo de materia oscura aporta en un 85 % de la masa total dentro de un radio de 10 arcmin. Por otra parte, la emisión de continuo se constituye en un 50 % por la barra y los brazos espirales de la galaxia, mientras que el resto de emisión proviene de un objeto

compacto con un inusual índice espectral, el cual justamente corresponde a la supernova tipo II descubierta por [Ryder et al. \(1993\)](#).

Retomando el estudio de la supernova tipo II “SN 1978K”, es que [Ryder et al. \(1995\)](#) decide hacer un nuevo estudio de NGC 1313 en óptico y gas neutro HI en  $\lambda 21\text{cm}$  con el *Australia Telescope Compact Array (ATCA)*, con el fin de analizar la morfología y dinámica de la galaxia. Determinan que el disco tiene una inclinación de  $48^\circ$ , además, a través de la cinemática del *supershell* en expansión y el disco de NGC 1313, es que se demuestra que los brazos espirales de la galaxia son del tipo “*trailing arms*”. Esto quiere decir que giran en el mismo sentido de rotación de la galaxia. Los autores estiman la masa total en HI encontrando un valor de  $2.2 \times 10^9 M_\odot$ . Por otra parte, al estudiar el *supershell* presente en este sistema, determinan que abarca desde el brazo noreste hasta las regiones de formación estelar en la zona suroeste de la galaxia, con un diámetro de 3.3 arcmin ( $\approx 4.3 \text{ kpc}$ ), una masa de gas HI de  $2.1 \times 10^7 M_\odot$ , una edad dinámica de  $10^7$  años y una velocidad de expansión de  $42 \text{ km s}^{-1}$ . Cabe destacar que en este estudio desmienten el hecho de que NGC 1313 presenta una rotación asimétrica, como lo mencionan en [Ryder et al. \(1993\)](#), ya que es la influencia del *supershell* la que los lleva a concluir erróneamente que el centro estaba desplazado 1.5 kpc. En cambio, en este trabajo concluyen que con respecto a la cinemática de HI, no existe evidencia de asimetría en la rotación de la galaxia.

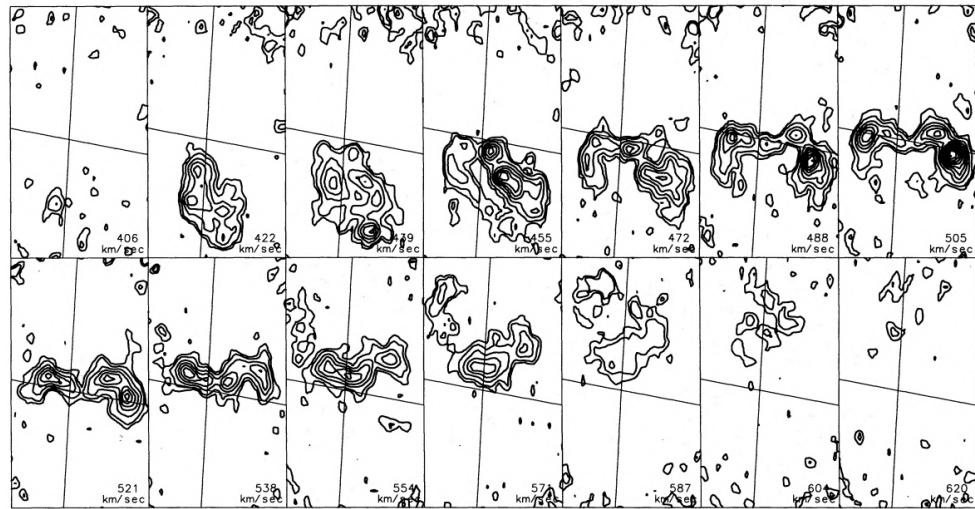


Figura 3.4: Mapas de emisión de hidrógeno atómico para cada velocidad radial observada con emisión significativa en NGC 1313. Las velocidades de cada mapa se indican en la esquina inferior derecha de cada uno. El norte está arriba y el este a la izquierda. Los contornos representan 10, 20, 40, 60, 80, 100, 120 y 140 mJy por beam. Figura extraída de [Peters et al. \(1994\)](#).

Está bien estudiado que las galaxias tipo disco presentan gradientes de abundancia química pronunciados, con una mayor abundancia en el centro que luego va decreciendo al aumentar el radio galactocéntrico (Zaritsky et al., 1994; Bresolin, 2007; Sánchez et al., 2014). Sin embargo, en el trabajo de Walsh and Roy (1997) encuentran una distribución plana en el gradiente para NGC 1313, donde a través de espectrofotometría con fibras a 33 regiones HII de la galaxia, estiman una abundancia de  $12 + \log(O/H) \approx 8.3$ . Considerando esta distribución plana, es que en el trabajo de Mollá and Roy (1999) modelan la distribución radial de abundancia de NGC 1313, con modelos de evolución química. Donde se encuentran con que no se puede reproducir el gradiente plano si se consideran otras condiciones a la vez, como la distribución radial de la densidad superficial de gas o los perfiles de formación estelar. Por ello, los autores concluyen que este fenómeno se explicaría con modelos que incluyan flujos de gas o pérdidas de masa, lo que implica que el aplanamiento del gradiente puede ser producto de una interacción.

Más adelante, en el trabajo de Hadfield and Crowther (2007) se estudia la población de estrellas Wolf-Rayet (WR) presentes en NGC 1313, a través de fotometría en banda angosta y ancha junto con espectroscopía multi-objeto, a través del instrumento *FORS1* en *VLT* (por sus siglas en inglés de *Very Large Telescope*). Al analizar las imágenes de la galaxia en banda angosta encuentran 94 candidatas a WR, que luego con espectroscopía logran confirmar características de WR en 70 casos. Además, por medio de las propiedades nebulares estiman una abundancia de oxígeno de  $12 + \log(O/H) = 8.23 \pm 0.06$ , lo cual está en acuerdo con previos estudios como el de Pagel et al. (1980) o el expuesto por Walsh and Roy (1997). Es importante destacar que dentro de la población de WR detectada en NGC 1313, Hadfield and Crowther (2007) descubren la primera Wolf-Rayet tipo WO (caracterizadas por presentar una intensa línea de OVI  $\lambda 3820\text{\AA}$ ) identificada más allá del Grupo Local. Finalmente, de imágenes en  $H\alpha$  con el continuo sustraído, los autores infieren una SFR de  $0.6 M_\odot$  por año.

Como aún se desconoce qué le dio lugar a la apariencia perturbada de NGC 1313, en el trabajo de Silva-Villa and Larsen (2012) presentan un estudio basado en imágenes de *HST/ACS* en las bandas *V* e *I* observadas en diferentes regiones de la galaxia para entender su morfología, donde a través de poblaciones estelares resueltas, estiman la historia de formación estelar (*SFH*) por medio de diagramas sintéticos de color-magnitud en los últimos 100 millones de años. Para trazar la distribución de la formación estelar reciente usan las estrellas que estén en las fases de combustión de Helio roja y azul. Con esto

encuentran que la región suroeste de la galaxia presenta un burst de formación estelar según la *SFH*, por lo que los autores apoyan la idea propuesta por Peters et al. (1994) de que NGC 1313 está experimentando una interacción con una galaxia satélite, observada como una galaxia satélite perturbada por las mareas en la zona suroeste. Sin embargo, no encuentran indicios de perturbación por interacción en otras regiones de la galaxia, por lo que sugieren que el objeto involucrado en la interacción correspondería a una galaxia compañera de tamaño moderado tal que no desencadena un estallido de formación estelar global.

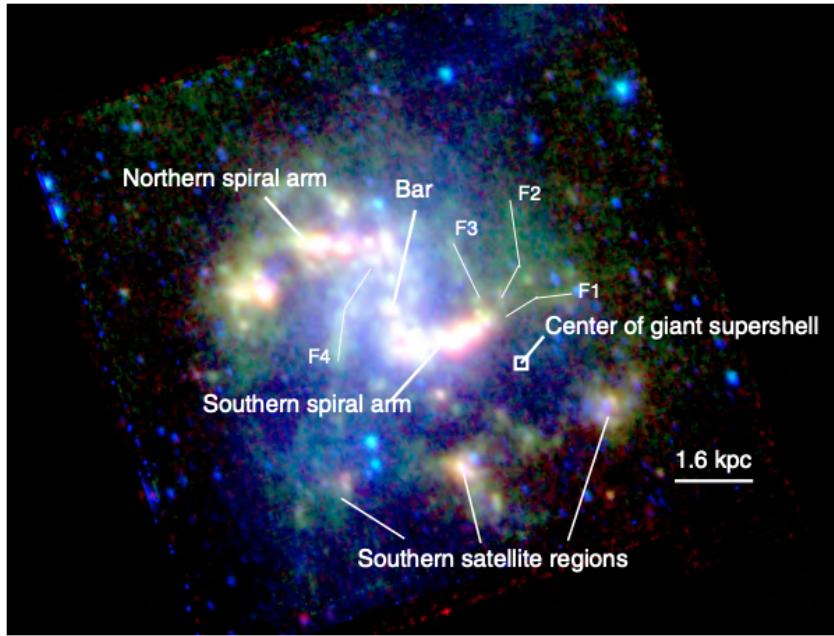
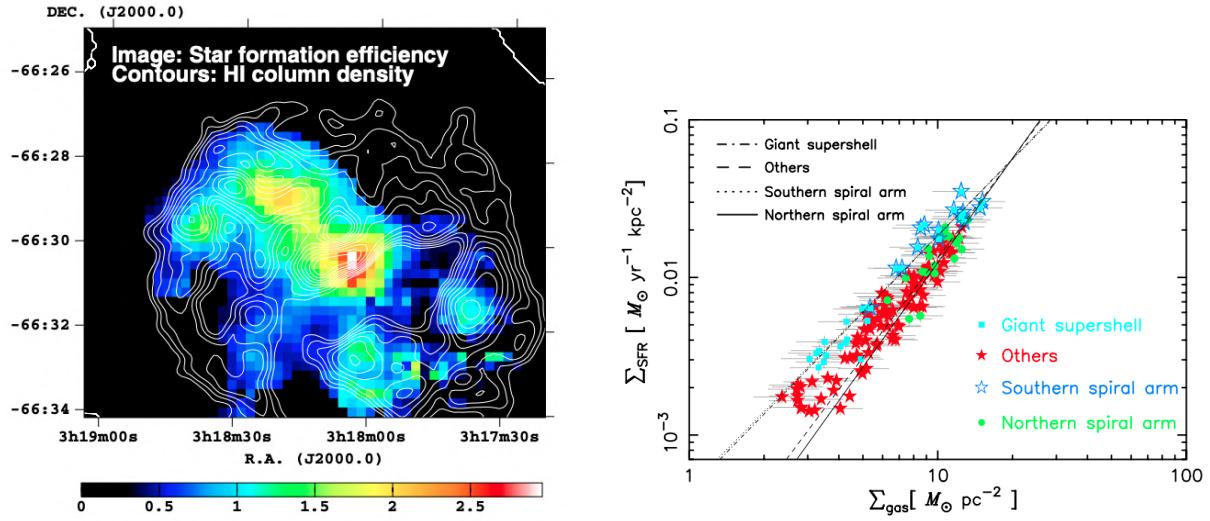


Figura 3.5: Imagen compuesta de NGC 1313 observada con AKARI, en las bandas  $3.2 \mu\text{m}$  (azul),  $7 \mu\text{m}$  (verde) y  $24 \mu\text{m}$  (rojo). El norte se encuentra arriba y el este a la izquierda. Las líneas blancas marcadas por F1-F4 representan las estructuras de filamentos. La posición del centro del *supershell* está marcada con el cuadrado blanco, según Ryder et al. (1995). Figura extraída de Suzuki et al. (2013).

Posteriormente, en el trabajo de Suzuki et al. (2013) estudian las regiones de formación estelar en NGC 1313 con observaciones del satélite en infrarrojo AKARI en 10 bandas, desde los  $3.2 \mu\text{m}$  hasta  $160 \mu\text{m}$  (ver Fig. 3.5). Esto con el objetivo de desentrañar la relación entre la densidad superficial del gas ( $\sum_{gas}$ ) y la tasa de formación estelar ( $\sum_{SFR}$ ) dentro del disco de la galaxia, para obtener la distribución espacial de la eficiencia de formación estelar (SFE). Los autores realizan el estudio puesto que aún no está resuelta la relación directa entre el *supershell* gigante y las regiones de formación estelar en NGC 1313. De este modo encuentran que la SFE muestra altos valores en las regiones alrededor del *supershell* (ver Figura 3.6a), con el valor más alto en las regiones del brazo sur de la

galaxia. En particular, el índice de ley de potencia para el *supershell* es de  $N = 1.62 \pm 0.06$  (presentado en Figura 3.6b), lo cual evidencia que este *supershell* ha potenciado la SFE de la galaxia al desencadenar formación estelar.



(a) Distribución espacial de la SFE superpuesta en contornos de HI, que representan la densidad de columna de HI. La barra de color está escalada en unidades de  $10^{-9}$  por año.

(b) Relación entre  $\Sigma_{\text{gas}}$  y  $\Sigma_{\text{SFR}}$  para diferentes regiones de formación estelar en NGC 1313.

Figura 3.6: Figuras extraídas de [Suzuki et al. \(2013\)](#). Panel (a) presenta la distribución espacial de la eficiencia de formación estelar. Panel (b) muestra la relación entre la densidad superficial de gas y la tasa de formación estelar.

Durante el mismo año, en el trabajo de [Bachetti et al. \(2013\)](#) se estudian las dos fuentes de rayos X ultra-luminosas (ULXs) en NGC 1313, denominadas X-1 y X-2. Las ULXs son fuentes puntuales con luminosidades aparentes en rayos X que superan el límite de Eddington<sup>1</sup> para agujeros negros de masa estelar (*StMBH*, por sus siglas en inglés).

Estas fuentes fueron primeramente nombradas por [Feng and Kaaret \(2006\)](#) al observar con el satélite XMM-Newton diferentes regiones de NGC 1313 en rayos X, encontrándose con estas dos fuentes ultra luminosas. Luego de estudiar la correlación entre la luminosidad en rayos X de las fuentes y el índice de fotones de la ley de potencia, [Feng and Kaaret \(2006\)](#) sugiere que NGC 1313 X-1 corresponde a un sistema binario de agujeros negros. Por otra parte, NGC 1313 X-2 no se comporta igual, puesto que presenta menos energía. De esta manera, los autores sugieren que NGC 1313 X-2 puede ser potenciada por un *jet* que alimenta a la nebulosa que rodea a X-2. Estos dos objetos de estudio los retoma

<sup>1</sup>El límite de Eddington es la luminosidad máxima que puede mantener una estrella u objeto compacto sin que la presión de radiación supere la fuerza gravitacional.

[Bachetti et al. \(2013\)](#) al analizar nuevas observaciones de XMM-Newton y del telescopio espacial NuSTAR. Combinando estos datos logran ampliar el rango espectral, puesto que XMM-Newton tiene bandas energéticas desde 0.2 keV hasta 12 keV, mientras que NuSTAR abarca un rango desde 3 keV hasta 80 keV. Esto permitió obtener por primera vez el espectro de NGC 1313 X-1 entre el rango 0.3-30 keV. De esta manera determinan que X-1 sería un StMBH bastante masivo, entre  $70\text{--}100 M_{\odot}$ , acreciendo cerca del límite de Eddington, con una corona grande y fría que cubre gran parte del disco interior. Con respecto a X-2, se estima que posee una masa de  $\approx 25M_{\odot}$  y una luminosidad que está cambiando de super a sub Eddington.

En cuanto a la población estelar de NGC 1313, [Messa et al. \(2021\)](#) utilizan imágenes NIR con *Hubble Space Telescope* para investigar la escala de tiempo que necesita un cúmulo estelar joven para salir de la nube de gas en que se originó, a través de mapas de emisión nebulosa en la línea Paschen- $\beta$ . Se observa en el infrarrojo cercano puesto que este no se ve afectado por extinción como las líneas H $\alpha$  o H $\beta$ , lo que permite observar a través del polvo presente en cúmulos debido a la formación estelar activa. Luego, agregan datos fotométricos en banda ancha y angosta en NUV y óptico, para realizar un ajuste de la distribución espectral de energía (*SED*, por sus siglas en inglés) y así determinar edades, masas y extinciones. En la muestra final de 100 cúmulos, calculan masas en el rango de  $\log_{10}(M/M_{\odot}) = 2.5 - 3.5$  y extinciones  $E(B-V) \leq 1.0$  mag, y además, encuentran que si se consideran sólo los cúmulos jóvenes ( $\leq 6$  millones de años), el 40 % ya presentan bajas extinciones ( $E(B-V) \leq 0.25$  mag) incluso en edades tempranas ( $\leq 3$  millones de años), mientras que el resto lo logra al alcanzar una edad de 5 millones de años. Esto sugiere que el polvo es rápidamente apartado de los cúmulos. Los autores derivan el tiempo que toma el cúmulo para escapar de la nube gaseosa que le dio origen según la morfología que presente el gas. Así, obtienen un tiempo de 3 – 5 millones de años, aproximadamente 1 millón de años mayor a lo estimado solamente con NUV-óptico, dando hincapié a la importancia de observar con NIR para no tener sesgo por polvo.

Durante este último período, se han estudiado con detalle las fuentes ultraluminosas NGC 1313 X-1 y NGC 1313 X-2 ([Gúrpide et al. 2022](#), [Gúrpide et al. 2024](#), [Gúrpide and Castro Segura 2024](#)). Con respecto a X-1, a través de observaciones con MUSE, [Gúrpide et al. \(2022\)](#) detectan una burbuja alrededor de la ULX que muestra evidencia de ser ionizada por *shocks* en sus bordes exteriores, donde en su interior almacena una región ionizada de rayos X. Además, encuentran 2 remanentes de supernova cercanas a la ULX.

Luego, al comparar la potencia mecánica con la luminosidad en rayos X de la fuente, encuentran que tiene un valor similar e incluso mayor a esta, lo que evidencia que NGC 1313 X-1 alberga un acretor Super-Eddington, es decir, que el objeto (en este caso la ULX) acreta materia a una tasa que excede el límite de Eddington.

En cuanto a NGC 1313 X-2, se determina que es una fuente pulsante, donde en el trabajo de [Gúrpide et al. \(2024\)](#) utilizan datos en multibandas para comprender la distribución espectral de energía (*SED*), con el objetivo de estudiarla en el UV, un rango menos estudiado en ULX que permite restringir su potencia radiativa. Los autores determinan que parece existir un amplio rango de luminosidades en el extremo UV de las ULXs, esto afecta directamente su capacidad para ionizar He+, lo cual podría explicar por qué no todas las galaxias con formación estelar y pobres en metales muestran emisión de HeII  $\lambda 4686\text{\AA}$ .

Recientemente, en los trabajos de [Finn et al. \(2024a\)](#) y [Finn et al. \(2024b\)](#) se han estudiado las propiedades de las nubes moleculares de NGC 1313 desde dos ámbitos, uno centrado en cómo influye la morfología de la galaxia y otro en cómo influye el ambiente dentro de la galaxia en estas propiedades. Este análisis lo realizan con observaciones CO (2-1) de ALMA, a través de una comparación con NGC 7793, una galaxia espiral SA(s)d cercana que presenta similar masa estelar (NGC 7793  $M_\star = 3.2 \times 10^9 M_\odot$  y NGC 1313  $M_\star = 2.6 \times 10^9 M_\odot$ , calculado por [Calzetti et al. \(2015\)](#)), metalicidad ( $12 + \log(O/H) = 8.52$ ) y una SFR de  $0.52 M_\odot$  por año, mientras que para NGC 1313 se considera una SFR de  $1.15 M_\odot$  (calculado por [Calzetti et al. \(2015\)](#) con datos de UV lejano). [Finn et al. \(2024a\)](#) encuentran que NGC 1313 tiene significativamente más cúmulos masivos ( $M_\star > 10^4 M_\odot$ ) y especialmente, más cúmulos jóvenes masivos (<10 millones de años) que NGC 7793. Esto lo atribuyen a que NGC 1313 presenta más perturbaciones de las ondas de densidad espirales en sus brazos, que radican en propiedades de nubes ligeramente más extremas. Por otra parte, encuentran que a cierta escala, NGC 1313 tiene nubes moleculares con energías cinéticas más altas que NGC 7793, además, sus nubes están más cerca del equilibrio virial, lo que puede estar relacionado a su mayor tasa de formación de cúmulos masivos. Además, encuentran que NGC 1313 presenta mayores densidades superficiales y tiempos de caída libre<sup>2</sup> más bajos en comparación con la galaxia NGC 7793.

Finalmente, [Finn et al. \(2024b\)](#) utilizan sus recientes resultados para ahora estudiar

---

<sup>2</sup>Tiempo que tardaría un objeto en colapsar bajo su propia atracción gravitatoria, si no existieran otras fuerzas presentes que se le opongan.

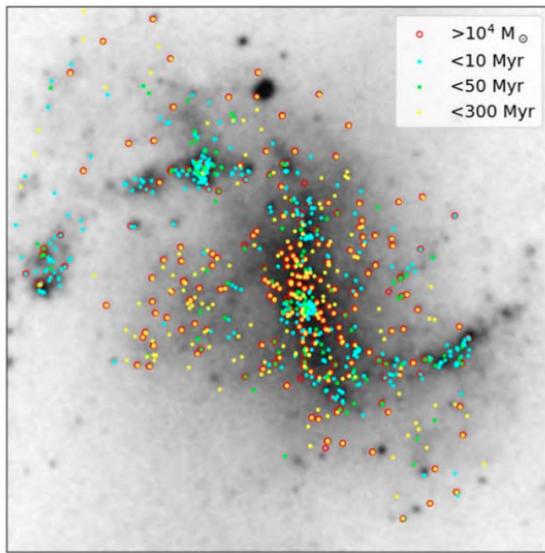


Figura 3.7: Imagen en banda roja de DSS2 con la posición de los cúmulos identificados en el catálogo LEGUS para NGC 1313, coloreados por edad, siendo turquesa los menores a 10 millones de años, verde los que están entre 10 y 50 millones de años y en amarillo los que están entre 50-300 millones de años. Los cúmulos que tienen masas mayores a  $10^4 M_{\odot}$  están encerrados en un círculo rojo. El norte se encuentra hacia arriba y el este a la izquierda. Figuras extraídas de [Finn et al. \(2024a\)](#).

dentro de la misma galaxia el ambiente de las nubes moleculares, considerando las propiedades ya encontradas en [Finn et al. \(2024a\)](#). De esta manera encuentran que la zona interior de NGC 1313 alberga los cúmulos más masivos y antiguos, mientras que el brazo norte contiene los cúmulos más jóvenes y menos masivos (ver Fig. 3.7). En cuanto al brazo sur de la galaxia, presenta menor cantidad de cúmulos masivos jóvenes que el brazo norte. En general, los brazos de NGC 1313 presentan propiedades más extremas en sus nubes moleculares que la barra o las regiones interiores de los brazos, además de contener gran parte de la masa de gas molecular. En propiedades como anchos de línea, densidad superficial y presión, el brazo sur de la galaxia se muestra más extremo que el ubicado al norte. Los autores concluyen que esto se debe a que el brazo sur está más influenciado por la interacción en la región suroeste de la galaxia. Además, sugieren que el hecho de que NGC 1313 presente mayor cantidad de cúmulos estelares, además de ser más masivos, puede deberse a que el entorno es más variable y por ende provoca propiedades de nubes moleculares más intensas.

A pesar de tener una extensa cadena de estudios, la galaxia NGC 1313 aún no tiene una única historia de sus signos de interacción, donde un estudio de abundancias químicas en diferentes regiones de la galaxia aporta en el entendimiento de su evolución química luego

de la posible interacción, lo que a su vez, contribuye al estudio de formación y evolución de galaxias.

# Capítulo 4

## Datos

En este capítulo, se desglosan todos los detalles con respecto a los datos usados en esta tesis. Primero se describirán las técnicas observacionales usadas con Gemini-GMOS para la creación de la máscara espectroscópica y posteriormente se describirá el proceso de reducción con el que se trabajaron los datos.

### 4.1. Espectroscopía GMOS

Los espectros obtenidos para la galaxia NGC 1313 fueron observados con el especlógrafo multi-objeto GMOS ([Hook et al., 2004](#)) ubicado en el telescopio Gemini Sur en modo fila, bajo el programa GS-2019B-Q-103 (Investigador Principal: Paulo Assunção Lago). Las observaciones se realizaron durante las noches del 2º semestre 2019.

Como el objetivo de esta tesis es caracterizar la composición química del gas ionizado presente en el sistema, se observaron 2 campos con GMOS de 5.5 minutos de arco<sup>2</sup> cada uno. En un campo se engloba el cuerpo central de la galaxia, es decir, sus dos brazos, mientras que el otro campo abarca las dos estructuras de regiones de formación estelar al suroeste de NGC 1313.

Para preparar la observación primero se deben localizar las regiones de formación estelar con el objetivo de crear la máscara espectroscópica GMOS. En este sentido, se observó

la galaxia NGC 1313 con el filtro H $\alpha$ , puesto que este resalta las regiones de formación estelar y evita la saturación de la población estelar presente en el centro de la galaxia. Las regiones se eligieron mediante inspección visual, considerando la limitación de no sobreponer espacialmente las ranuras, de esta manera, se cortan las dos máscaras GMOS correspondientes a los dos campos observados. En la Figura 4.1 se presentan los dos campos observados de NGC 1313, emparejados a través de R.A. y Dec. Donde un campo cubre el cuerpo principal de la galaxia, mientras que el otro logra cubrir las estructuras de formación estelar al suroeste de la misma.

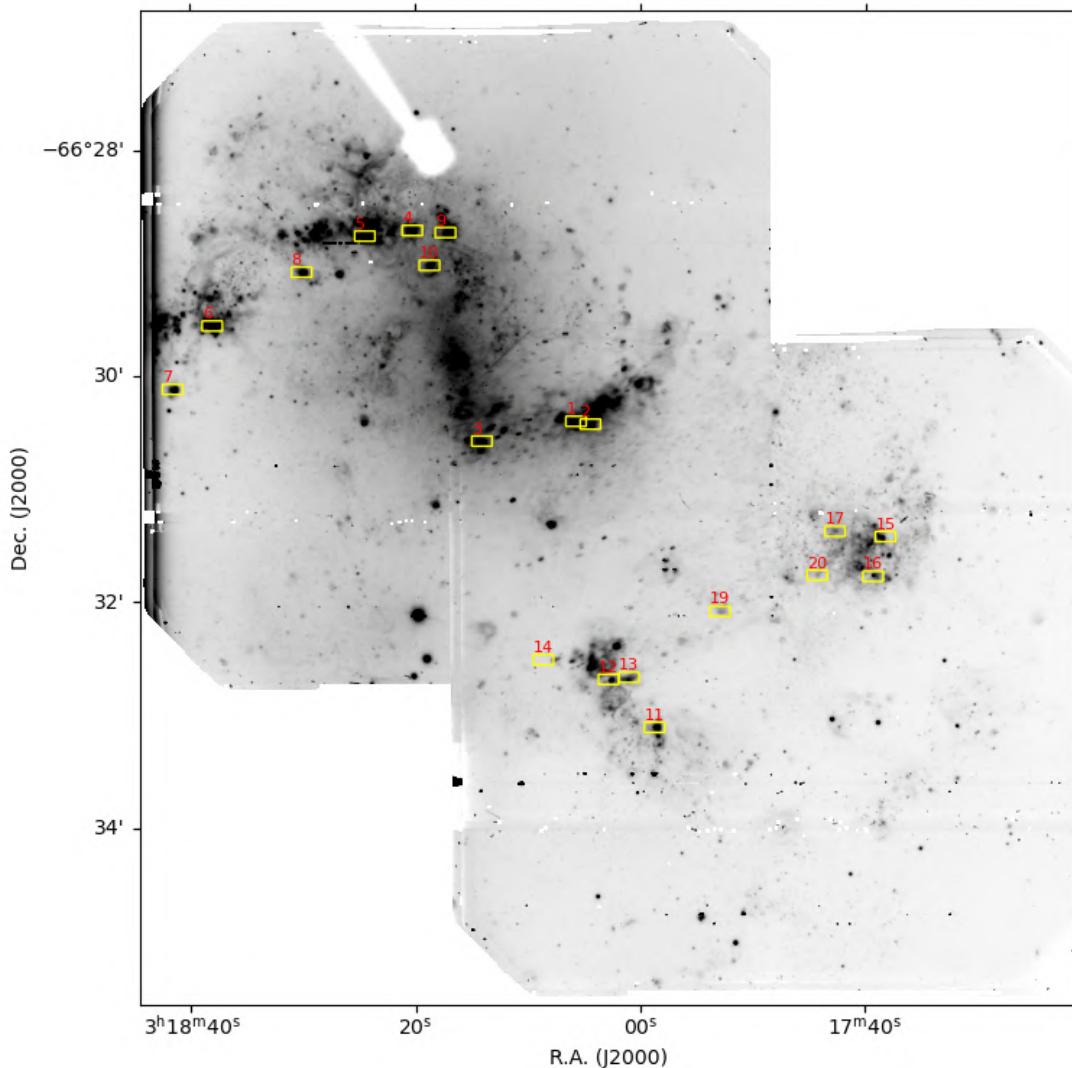


Figura 4.1: Imágenes en H $\alpha$  de los dos campos observados con GMOS en NGC 1313. Los rectángulos amarillos representan las regiones de formación estelar estudiadas en este trabajo, acompañadas de su ID en color rojo. El norte está hacia arriba y el este a la izquierda.

En vista de que las regiones de formación estelar no son fuentes puntuales, se eligió un ancho de ranura de  $0.75''$ , con el fin de maximizar la resolución para la red de difracción usada (R400). Con esto, se obtuvo una resolución espectral en  $\text{H}\alpha$  de  $R \sim 1300$ , con  $\Delta\lambda \sim 5\text{\AA}$ . Para orientar el instrumento y localizar las ranuras en las regiones de formación estelar, se adoptó un ángulo de posición instrumental de  $90.1^\circ$ .

Tabla 4.1: Configuración observacional e instrumental de la espectroscopía GMOS

Parámetro	Campo 1		Campo 2	
	Exp 1	Exp 2	Exp 1	Exp 2
$\lambda_c [\text{\AA}]^a$	5200	5300	5200	5300
Fecha UT <sup>b</sup>	2019/11/05	2019/11/05	2019/11/05	2019/11/05
Tiempo UT <sup>b</sup>	06:49:48.8	07:12:19.3	07:44:58.8	08:07:58.3
Rango [\text{\AA}] <sup>c</sup>	4030 - 7645	4130 - 7745	4032 - 7854	4132 - 7954
Masa de aire <sup>d</sup>	1.304	1.335	1.393	1.443
$t_{exp}$ [s] <sup>e</sup>	1050	1050	1079	1079
Estrella de calibración	LTT3218	LTT3218	LTT3218	LTT3218

<sup>a</sup> Longitud de onda central donde la luz fue dispersada, en Angstroms.

<sup>b</sup> Fecha y tiempo universal al comenzar la observación.

<sup>c</sup> Rango de cobertura espectral con respecto al centro del campo GMOS, en Angstroms.

<sup>d</sup> Promedio de la masa de aire durante la observación.

<sup>e</sup> Tiempo de exposición con que fueron tomadas las observaciones, en segundos.

Se realizaron dos observaciones por cada campo, obteniendo un total de cuatro observaciones con tiempos de exposición 1050 s para el campo 1 y 1079 s para el campo 2. Las observaciones se centraron en 5200\text{\AA} y 5300\text{\AA} para el campo 1 y campo 2, respectivamente. Se elige esta longitud de onda central puesto que considerando el *redshift* del sistema ( $z = 0.001568$ ; [Ohlson et al. 2024](#)), se estimó que la línea de  $\text{H}\beta$  4861\text{\AA} se observaría en 4868.6\text{\AA} y la de [SII] 6731\text{\AA} en 6741.5\text{\AA}, las cuales son los dos extremos de longitud de onda que se deben alcanzar para llevar a cabo los análisis de esta tesis (expuestos en capítulo 5). Para estas observaciones se utilizó la red de difracción R400\_G5325 que tiene una densidad de 400 líneas por milímetro y una dispersión de 0.074 nanómetros por píxel. El binning fue de 2x2. Las ranuras tienen diferentes coberturas espetrales debido a que varían su posición en la máscara y en la longitud de onda central, por lo que no existe un rango fijo de cobertura espectral para todas las observaciones. Sin embargo, el rango espectral que cubren todas las ranuras va desde 4130\text{\AA} hasta 7645\text{\AA}.

Estas configuraciones fueron seleccionadas para lograr la mejor señal de las líneas de emisión que son de interés en esta tesis ( $\text{H}\beta \lambda 4861\text{\AA}$ ,  $[\text{O III}] \lambda\lambda 4959/5007\text{\AA}$ ,  $\text{H}\alpha \lambda 6563\text{\AA}$ ,  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548/6584\text{\AA}$ ,  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716/6731\text{\AA}$ ). De esta manera, llevar a cabo los análisis que nos permiten estimar las propiedades físicas del sistema.

En la Tabla 4.1 se muestran las configuraciones de observación para la toma de datos trabajados en esta tesis.

## 4.2. Reducción de datos espectroscópicos GMOS

Los espectros fueron reducidos con el software **IRAF** (v2.16, [Tody 1986, 1993](#)), usando los paquetes de Gemini (v1.14, [Gemini Observatory and AURA 2016](#)). A continuación, se listan y describen todos los procesos desarrollados durante la reducción de datos.

Primero, se crea el *Master Bias* usando la tarea `gbias`, donde se combinan los *bias*<sup>1</sup> individuales, a los cuales se les sustrae el *overscan*<sup>2</sup> y se les recorta la sección del mismo.

En las CCD existen columnas de píxeles dañados, como por ejemplo, píxeles saturados. En estos casos se les asigna un valor de cuentas “1” y de esta manera no se desvían del valor promedio de cuentas del resto de píxeles. Este proceso se conoce como “enmascarar” y se aplicó con la tarea `imreplace` a los amplificadores<sup>3</sup> 3, 5, 6, 8, 10 y 11 de la CCD.

Luego se corrigen por *bias* las observaciones de los campos de NGC 1313 (desde ahora “ciencias”), los *flats*<sup>4</sup> y las lámparas con la tarea `gsreduce`. Aquí se sustrae y recorta el *overscan*.

En algunos casos, se encuentra una diferencia entre el corte en la máscara y la posición física en la que debería ir la ranura, es decir, si la ranura debiese tener su inicio en el píxel

---

<sup>1</sup>Imagen observada a obturador cerrado y con tiempo de exposición de 0 s, usada para cuantificar el ruido electrónico.

<sup>2</sup>Región de la CCD que no recibe luz entrante pero es parte de la imagen resultante, ubicada a los bordes de la CCD (filas o columnas)

<sup>3</sup>Secciones de la CCD en las que se subdividen los chips de la CCD. La CCD se divide en 3 secciones llamadas chips, cada una con 4 amplificadores, con un total de 12 amplificadores.

<sup>4</sup>Imagen observada a un objeto uniformemente iluminado, usada para corregir por la sensibilidad con la que la CCD recibe los fotones.

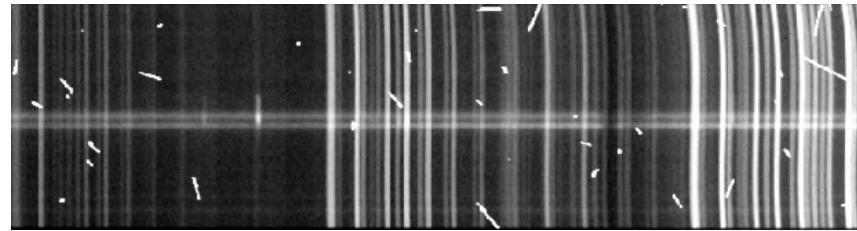
“ $x$ ” y término en el píxel “ $y$ ” en el eje espacial (eje y), existen algunas ranuras que, debido al error asociado en el corte de la máscara, comienzan en un píxel “ $x$ ” pero terminan en un píxel “ $y + 1$ ”. Para solucionar esto, se crea una imagen de gradiente que servirá de referencia para cortar las ranuras de todas las observaciones. Para ello, se crea el mosaico de un *flat* arbitrario y se cortan las ranuras con las tareas `gmosaic` y `gscut`, respectivamente. Se inspeccionan las posiciones de las ranuras en la imagen de mosaico con ayuda de la tarea `tmark`. En caso de que se vea desplazado el píxel en donde la máscara está haciendo el corte, se edita la *MDF* (por sus siglas en inglés de *Mask Definition File*) del flat usado con la tarea `tedit`, donde se puede editar el píxel en que termina la ranura. Una vez conformes con los cortes, se tiene la imagen de gradiente de referencia para el resto de observaciones.

La calibración por longitud de onda se hace con la lámpara de cobre y argón *CuAr*, a través de la tarea `gswavelength`. En este proceso, se transforma de píxeles a longitud de onda, es por esto que se usa una lámpara con líneas de emisión conocidas. Se chequea la calibración con la misma lámpara usando la tarea `gstransform` antes de calibrar la ciencia, para corroborar que se realizó apropiadamente. Una manera de saber que la calibración está correcta, es revisando el espectro en 2 dimensiones (eje spectral en “ $x$ ” y eje espacial en “ $y$ ”) en ds9 ([Joye and Mandel, 2003](#)). Si la calibración quedó con las líneas de emisión con forma de “S”, se debe re-calibrar, puesto que una misma línea de emisión no puede abarcar diferentes rangos de longitud de onda, por lo que las líneas deben estar verticales, como se ejemplifica en la Figura 4.2. Una vez confirmado que el espectro se ve correcto en 2D, se da por terminado el proceso. En la calibración por longitud de onda realizada en este trabajo se obtuvo un valor cuadrático medio (“*rms*” por sus siglas en inglés) de 0.28 Å.

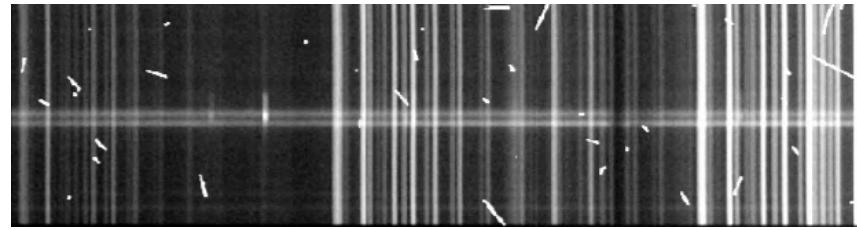
Posteriormente, se crea el *Master Flat* usando la tarea `gsflat` y se corrige la imagen de ciencia por el mismo, con la tarea `gsreduce`.

Todos los rayos cósmicos fueron removidos con la tarea `lacos_spec`, la cual usa una identificación laplaciana de rayos cósmicos, desarrollada por [van Dokkum \(2001\)](#). En la Figura 4.3 se ilustran ejemplos de la ranura de la región 1 con y sin rayos cósmicos.

Luego, se calibran las imágenes de ciencia por longitud de onda con la tarea `gstransform` usando las lámparas ya calibradas.

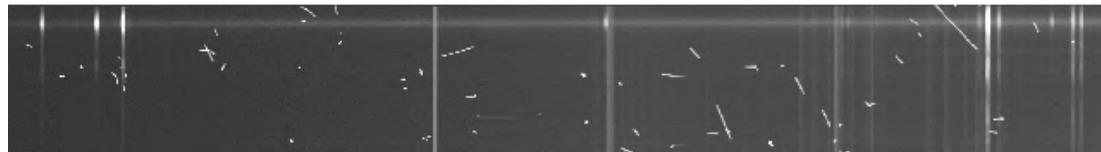


(a) Ranura de región 10 mal calibrada.



(b) Ranura de región 10 bien calibrada.

Figura 4.2: Ejemplificación de una mala y buena calibración por longitud de onda, al corregir la forma de “S” en las líneas de emisión para la región 10 observada en este trabajo. En el panel superior se presenta el caso en que la calibración no es la adecuada, puesto que una misma línea de emisión abarca diferentes rangos de longitud de onda, mientras que en el panel inferior se muestra una calibración correcta, donde la línea se ve vertical.



(a) Ranura de región 1 con rayos cósmicos.



(b) Ranura de región 1 sin rayos cósmicos.

Figura 4.3: Ejemplificación de una ranura con y sin rayos cósmicos, correspondiente a la región 1 observada en este trabajo. En el panel superior se muestra la ranura con todos los rayos cósmicos, mientras que en el panel inferior se muestra la ranura luego de remover los rayos cósmicos con la tarea `1acos_spec` de [van Dokkum \(2001\)](#).

Para eliminar los espacios entre los chips de la CCD (*gaps*) se usa la tarea `gemcombine`, la cual combina las dos longitudes de onda central en un solo espectro y así aumentamos la señal con respecto al ruido, además de recuperar información que pudo haber caído en un *gap* en una longitud de onda central pero que en la otra sí se detectaba información.

Finalmente se utiliza la tarea `gsextract` para extraer el espectro de la región observada y restarle el continuo estelar adyacente a la emisión. La extracción del espectro se denomina como “apertura”, la cual es la región espacial en donde está la fuente de emisión a la que le queremos extraer el espectro, con el fin de tenerlo en una dimensión (eje espectral en “*x*” e intensidad -o número de cuentas- en eje “*y*”). Esta apertura es diferente en cada caso, ya que depende de la emisión de la fuente (si es más puntual o extendida) y el tamaño del *slit*. El continuo que se le resta a la fuente de emisión se elige de manera manual, seleccionando la región del *slit* que no se vea contaminada por la emisión y solamente corresponda al cielo adyacente.

Esto finaliza el proceso de reducción del espectro, sólo falta calibrarlos por flujo. Para ello, se hace el mismo procedimiento de reducción a la estrella LTT 3218, para crear con ella la función sensibilidad con la tarea `gsstandard`, la cual es una curva que representa cómo responde la CCD a la luz entrante en función de la longitud de onda. Luego, se calibran por flujo todos los espectros a través de la tarea `gscalibrate`, que permite transformar de píxeles a valor de flujo en unidades de  $erg \text{ } \text{\AA}^{-1} s^{-1} cm^{-2}$ . La estrella estándar fue observada en condiciones atmosféricas diferentes que las máscaras, por lo tanto, la calibración por flujo debe considerarse como relativa y no absoluta.

Un ejemplo de uno de los espectros reducidos en este trabajo, se presenta en la Figura 4.4, correspondiente a la región 1, donde se pueden observar las características típicas de una región de formación estelar, con intensas líneas de emisión nebulosa, además de un continuo débil. Una vez calibrados los espectros por flujo, están listos para el análisis.

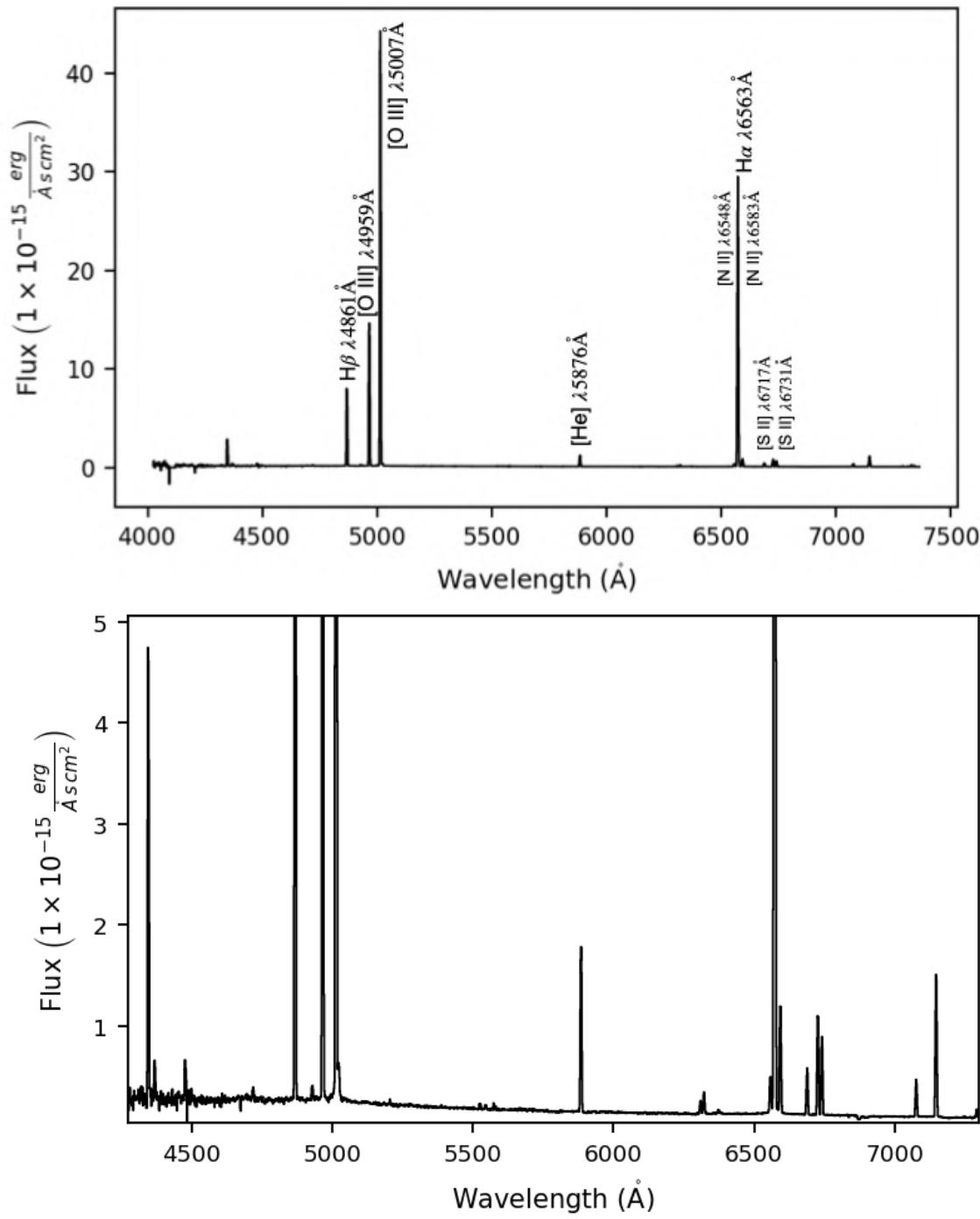


Figura 4.4: Espectro de la región 1 observada en NGC 1313 en este trabajo. Se etiquetan las líneas de emisión características de una región de formación estelar. En el panel inferior se muestra un zoom a la base de las principales líneas de emisión.

### 4.3. Fotometría Legacy Survey

Con el objetivo de estimar las masas estelares de las regiones observadas en NGC 1313, en este trabajo se utilizan las imágenes del DR10 de Legacy Survey (Dey et al., 2019) en las bandas  $g$  e  $i$ , debido a la alta profundidad que se alcanza con la *Dark Energy Camera (DECam)*, llegando a observar objetos con magnitudes aparentes de, por ejemplo, 24 magnitudes en banda  $g$ , con una escala de píxel de  $0.262''/\text{pixel}$ . Para descargar las imágenes, se adoptó un radio de 8 arcmin con respecto a las coordenadas ecuatoriales en grados (J2000) de la posición fiducial de NGC 1313 extraída de NED Database. De esta manera, se abarca la misma área que los dos campos observados en este trabajo. Las imágenes en banda  $g$  y banda  $i$  utilizadas para la estimación de masas estelares, se muestran en el panel izquierdo y derecho de la Figura 4.5, respectivamente.

El valor de *zero-point* en las imágenes del Legacy Survey es fijo para todas las bandas y corresponde a  $zp = 22.5$ . Esto debido a que en el DR10, el brillo de los objetos se almacena como flujos lineales en unidades de *nanomaggies*, de esta manera, establecen que la conversión de flujos lineales a magnitudes se calcula mediante:

$$m = 22.5 - 2.5 \log_{10} (F) \quad (4.1)$$

siendo  $F$  el flujo de la región y  $m$  la magnitud aparente. De esta manera, se “normaliza” el zeropoint como 22.5 para todas las bandas y todas las regiones observadas por este survey. En las imágenes del DR10 el cielo ya viene sustraído, por lo que el flujo integrado en la región se considera como intrínseco de la fuente y se transforma a magnitud con la ecuación 4.1.

Además, se utilizaron las imágenes de peso para el mismo campo en los filtros  $g$  e  $i$  para estimar las incertezas asociadas al flujo de las regiones. Esta imagen contiene el error en la medición de flujo para cada píxel del campo observado.

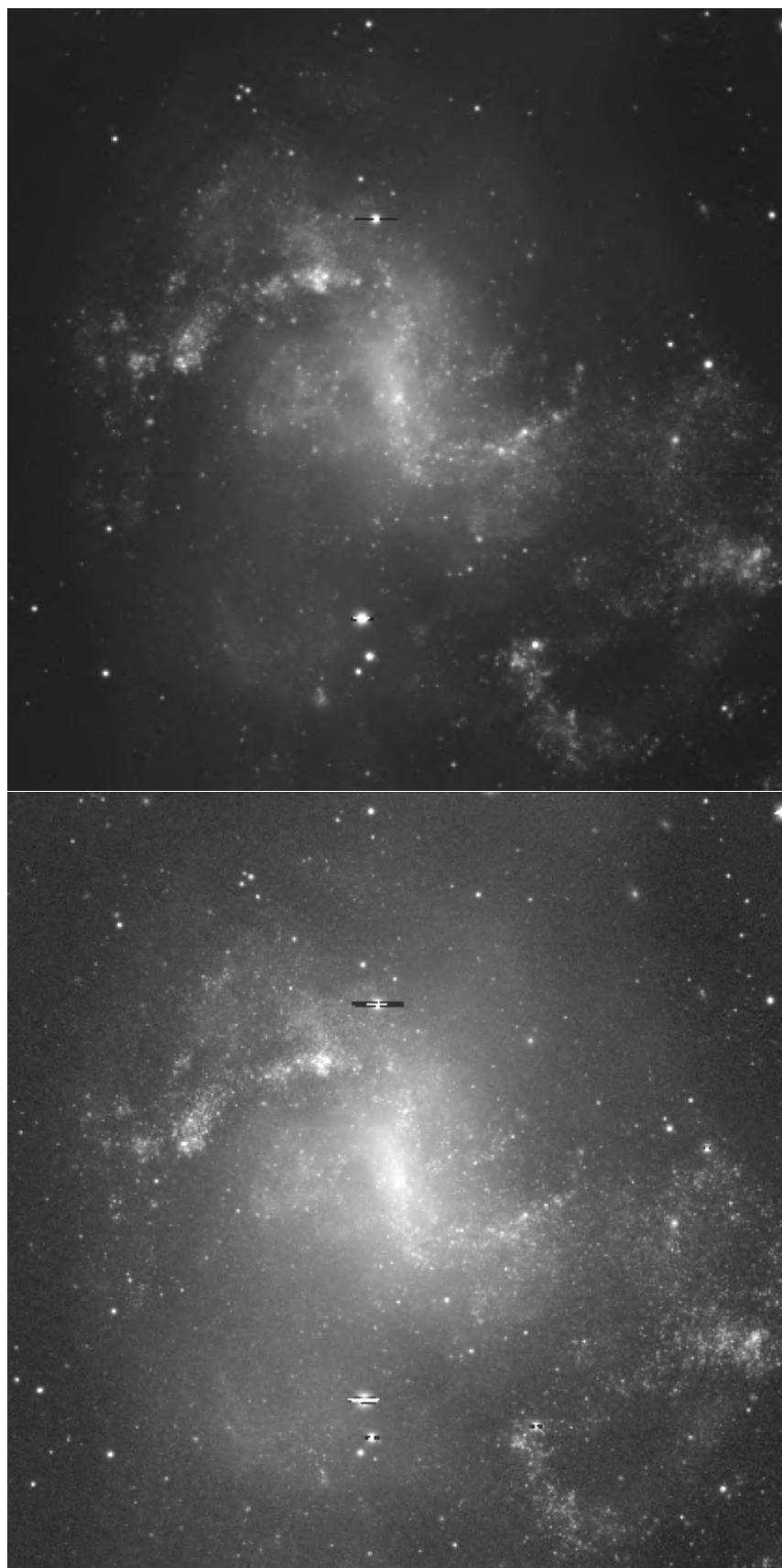


Figura 4.5: Imágenes fotométricas extraídas del DR10 Legacy Survey para un radio de 8 arcmin desde la posición fiducial del sistema NGC 1313 según NED Database. En el panel superior se muestra la imagen en banda *g* y en el panel inferior se muestra la imagen en banda *i*. El norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda.

# Capítulo 5

## Análisis

### 5.1. Extinción

El fenómeno de extinción de la luz es debido al polvo presente en la línea de visión respecto a la fuente de emisión, esto ocurre cuando el polvo interestelar absorbe y re-emite los fotones de las mismas. En el rango UV del espectro electromagnético el polvo absorbe, en el rango óptico el polvo absorbe y dispersa, mientras que en el rango IR el polvo re-emite. En base a esto, la extinción de luz se relaciona con el espectro electromagnético de modo que las longitudes de onda más cortas se ven mayormente afectadas por el polvo, provocando que las fuentes se vean más rojas de lo que son intrínsecamente, esto se conoce como enrojecimiento ([Schneider, 2006](#)).

La extinción en una longitud de onda  $\lambda$  se puede medir como:

$$A_\lambda = m_\lambda - m_{\lambda,0} \quad (5.1)$$

Donde  $m_\lambda$  es la magnitud observada de la fuente y  $m_{\lambda,0}$  es la magnitud intrínseca sin el polvo presente. Sin embargo, obtener directamente el valor de extinción no es trivial.

El exceso de color se define como la diferencia entre dos magnitudes y se calcula con la siguiente expresión:

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0 = A_B - A_V \quad (5.2)$$

Donde  $E(B - V)$  es el exceso de color usando las bandas  $B$  (4420 Å) y  $V$  (5400 Å). El término  $(B - V)$  es la diferencia en magnitudes observada, es decir, con la influencia del polvo interestelar, mientras que  $(B - V)_0$  es la diferencia en magnitudes intrínseca de la fuente, en ausencia del polvo. De esta manera, las extinciones para la banda  $B$  y  $V$  son  $A_B$  y  $A_V$ , respectivamente.

Las extinción en magnitudes está directamente relacionada con la profundidad óptica  $\tau_V$  a través de la ecuación 5.3.  $\tau_V$  es un indicador de la opacidad del medio, esto permite cuantificar la luz que se está absorbiendo o dispersando al atravesar el medio (Schneider, 2006).

$$A_V = 1.086\tau_V \quad (5.3)$$

El exceso de color y la extinción está directamente relacionada con el parámetro  $R_V$ , el cual es el coeficiente de extinción y se representa por:

$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)} \quad (5.4)$$

$R_V$  representa la relación entre la extinción total y selectiva en la banda  $V$  y depende de las propiedades de los granos de polvo presentes en la región de interés. Además, describe la pendiente de la curva de extinción, dándonos el comportamiento de la extinción en diferentes longitudes de onda (Cardelli et al., 1989).

Para obtener las propiedades intrínsecas de las fuentes de emisión estudiadas en este trabajo, debemos elegir una ley de extinción que nos permita corregir por el polvo interestelar presente en nuestra galaxia, lo cual se denomina como corrección por extinción galáctica y luego corregir por el polvo correspondiente a las diferentes regiones de formación estelar, denominado como corrección por extinción interna.

### Ley de Extinción de Calzetti

En el trabajo realizado por [Calzetti et al. \(1994\)](#), se estudiaron 39 galaxias *starburst* y compactas azules en el rango óptico y UV observadas con *International Ultraviolet Explorer* ([Boggess et al., 1978](#)), con el objetivo de entender las propiedades de la extinción por polvo en las regiones externas de las galaxias. Compararon cinco modelos con diferentes distribuciones geométricas de polvo, adoptando leyes de extinción para la Vía Láctea y la Gran Nube de Magallanes. Sin embargo, encontraron que ninguno de estos modelos se ajustaba correctamente a cómo era el polvo en las galaxias con formación estelar. Por lo que establecieron una ley de extinción directamente de los datos en óptico y UV.

Luego, [Calzetti et al. \(2000\)](#) realizaron un estudio fotométrico a ocho galaxias *starburst* observadas con *Infrared Space Observatory* ([Kessler et al., 1996](#)) en conjunto con datos fotométricos extraídos del *Infrared Astronomical Satellite* ([Neugebauer et al., 1984](#)), modelando la emisión del polvo a una longitud de onda  $\lambda > 40 \mu\text{m}$ . Encontraron que en galaxias *starburst* la emisión de polvo frío en el infrarrojo lejano contribuía en un 70 % al flujo total, mientras que la emisión UV en longitudes de onda menores a  $0.2 \mu\text{m}$  contribuía en un 15 % a la emisión en infrarrojo lejano.

Estimaron el comportamiento de la curva de extinción, representado por el parámetro  $k'(\lambda) = A'(\lambda) / E_s(B-V)$ , que nos permite obtener la forma intrínseca de la emisión estelar  $F_i(\lambda)$ , definida en [Calzetti et al. \(1994\)](#) como:

$$F_i(\lambda) = F_0(\lambda) 10^{0.4E_s(B-V)k'(\lambda)} \quad (5.5)$$

donde  $F_i(\lambda)$  y  $F_0(\lambda)$  son las densidades de flujo observado del continuo estelar intrínseco y observado, respectivamente. Luego, relacionan directamente el exceso de color estelar  $E_s(B-V)$  con el exceso de color derivado de las líneas de emisión provenientes del gas nebuloso, a través de la siguiente ecuación:

$$E(B - V)_{estelar} = (0.44 \pm 0.03) E(B - V)_{gas} \quad (5.6)$$

El comportamiento de la curva, descrito por  $k'(\lambda)$ , se define en [Calzetti et al. \(2000\)](#),

según el rango en longitud de onda, de la siguiente manera:

$$k'(\lambda) = \begin{cases} 2.659(-1.857 + 1.040/\lambda) + R'_V, & \text{si } 0.63 \mu\text{m} \leq \lambda < 2.20 \mu\text{m} \\ 2.659(-2.156 + 1.509/\lambda - 0.198/\lambda^2 + 0.011/\lambda^3) + R'_V, & \text{si } 0.12 \mu\text{m} \leq \lambda < 0.63 \mu\text{m} \end{cases} \quad (5.7)$$

Donde adoptan una extinción total en el rango visual correspondiente a  $R_V = 4.05 \pm 0.80$ .

Las líneas de Balmer H $\alpha$  6563Å y H $\beta$  4861Å son sensibles al polvo, por lo que usar la razón entre ellas permite determinar el exceso de color debido al polvo interestelar ([Osterbrock, 1989](#)). El decrecimiento Balmer consiste en la transición del electrón de un orbital mayor a uno menor (en particular, de uno mayor a 2 a n=2), donde en la línea de H $\alpha$  el electrón pasa del orbital n=3 a n=2, mientras que en H $\beta$  se transporta del orbital n=4 a n=2. Según [Osterbrock and Ferland \(2006\)](#) el valor teórico intrínseco de la razón de líneas  $\frac{H\alpha}{H\beta} = 2.86$ , considerando una temperatura electrónica de T = 10 000 K y una densidad electrónica de  $n_e = 100 \text{ cm}^{-3}$  para el caso de recombinación “B”.

Con esta información, se adopta la expresión propuesta por [Domínguez et al. \(2013\)](#) para estimar el exceso de color nebuloso, la cual fue obtenida a partir del análisis realizado a 128 galaxias con formación estelar y está definida como:

$$E(B - V)_{gas} = 1.97 \log_{10} \left[ \frac{(H\alpha/H\beta)_{obs}}{2.86} \right] \quad (5.8)$$

### Corrección por extinción galáctica e interna para espectroscopía GMOS

En esta tesis se adopta la ley de [Calzetti et al. \(2000\)](#), la cual es usada para galaxias *starburst*. Con esta ley se corrigen las regiones observadas tanto por extinción galáctica como interna a través de la librería `extinction` en Python. Se adopta esta ley, puesto que al usar la ley de extinción de [Fitzpatrick \(1999\)](#) para la corrección galáctica, usando la librería `extinction` y el valor de  $A_V=0.299$  extraído de NED, se pudo haber estado sobrecorrigeando los espectros. Esta decisión se tomó debido a que cuando se tenían los

espectros calibrados por flujo listos para corregir por extinción, las razones  $H\alpha/H\beta$  eran mayores a 2.86 (el valor teórico para esta razón según [Osterbrock and Ferland 2006](#)), lo cual es lo esperado asumiendo que aún está el polvo presente y por ende la línea de  $H\alpha$  debe tener al menos 2.86 veces la intensidad de  $H\beta$ . Sin embargo, luego de corregir por extinción galáctica, estas razones eran menores al valor teórico establecido, lo cual sería incorrecto puesto que la línea de  $H\beta$  sería entonces más intensa de lo esperado según la teoría, lo que impide seguir con una corrección por extinción interna si las razones de  $H\alpha/H\beta$  ya no estaban dentro del rango correcto.

Cabe destacar que, como este trabajo se basa en razones de líneas de emisión que están próximas en longitud de onda para llevar a cabo los análisis, no es un problema haber corregido tanto por extinción galáctica como interna con la ley de extinción de [Calzetti et al. \(2000\)](#).

El exceso de color gaseoso y estelar se calculó a través de las ecuaciones [5.8](#) y [5.6](#), respectivamente. Para medir el flujo de las líneas de Balmer  $H\alpha$  y  $H\beta$  que permitieron corregir por extinción estos datos, se usó la librería `LiMe` ([Fernández et al., 2024](#)) que permite obtener el flujo de líneas de emisión a través de un ajuste gaussiano, proceso que se detalla en la siguiente sección.

Los valores de exceso de color estelar asociados a las diferentes regiones de formación estelar se muestran en la última columna de la Tabla [5.1](#).

Tabla 5.1: Coordenadas de las regiones HII, junto a sus flujos de las diferentes líneas de emisión y sus valores de exceso de color estelar asociado.

ID	R.A. J2000	Dec J2000	$H\beta \lambda 4861$	[OIII] $\lambda 5007$	$H\alpha \lambda 6563$ [ $\times 10^{-15}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$ ]	[NII] $\lambda 6584$ [erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$ ]	[SII] $\lambda 6716$	[SII] $\lambda 6731$	E(B-V) <sub>s</sub>
1	03:18:05.64	-66:30:24.69	76.52 ± 2.16	427.05 ± 16.03	257.49 ± 1.86	7.16 ± 1.89	6.45 ± 0.10	4.96 ± 0.09	0.11 ± 0.01
2	03:18:04.38	-66:30:26.06	14.93 ± 0.59	74.59 ± 3.72	46.17 ± 0.47	1.63 ± 0.45	1.93 ± 0.03	1.43 ± 0.02	0.05 ± 0.02
3	03:18:14.08	-66:30:34.99	11.54 ± 0.49	34.51 ± 1.40	38.74 ± 0.35	2.52 ± 0.33	2.49 ± 0.10	1.58 ± 0.07	0.11 ± 0.02
4	03:18:20.21	-66:28:42.79	27.35 ± 0.72	119.36 ± 4.47	83.54 ± 1.72	3.30 ± 1.74	3.08 ± 0.04	2.36 ± 0.03	0.04 ± 0.01
5	03:18:24.47	-66:28:45.81	41.37 ± 1.18	110.08 ± 2.77	142.62 ± 3.54	7.63 ± 3.14	6.80 ± 0.08	5.18 ± 0.07	0.13 ± 0.02
6	03:18:38.02	-66:29:32.76	26.80 ± 0.97	124.78 ± 3.33	80.04 ± 1.26	3.35 ± 1.23	4.61 ± 0.06	3.51 ± 0.05	0.03 ± 0.02
7	03:18:41.43	-66:30:07.14	9.75 ± 0.31	26.24 ± 0.89	30.15 ± 0.32	1.89 ± 0.31	1.72 ± 0.04	1.21 ± 0.03	0.05 ± 0.01
8	03:18:30.05	-66:29:05.04	6.79 ± 0.35	29.68 ± 0.99	21.26 ± 0.13	0.72 ± 0.12	0.72 ± 0.01	0.51 ± 0.01	0.06 ± 0.02
9	03:18:17.16	-66:28:44.19	8.35 ± 0.28	14.36 ± 0.65	31.09 ± 0.72	0.79 ± 0.21	2.08 ± 0.06	1.63 ± 0.05	0.18 ± 0.02
10	03:18:18.68	-66:29:01.14	3.43 ± 0.13	10.08 ± 0.38	10.28 ± 0.10	0.54 ± 0.10	0.46 ± 0.02	0.27 ± 0.02	0.03 ± 0.01
11	03:17:58.56	-66:33:06.30	10.56 ± 0.44	26.64 ± 1.31	32.02 ± 0.39	2.03 ± 0.38	2.28 ± 0.04	1.62 ± 0.03	0.04 ± 0.02
12	03:18:02.69	-66:32:41.67	5.61 ± 0.22	17.46 ± 1.01	17.43 ± 0.20	0.74 ± 0.20	0.75 ± 0.02	0.53 ± 0.01	0.06 ± 0.02
13	03:18:01.25	-66:32:41.09	1.57 ± 0.10	2.89 ± 0.13	4.56 ± 0.05	0.29 ± 0.05	0.40 ± 0.01	0.25 ± 0.01	0.01 ± 0.02
14	03:18:07.79	-66:32:30.76	0.96 ± 0.05	3.68 ± 0.15	2.81 ± 0.04	0.17 ± 0.04	0.19 ± 0.01	0.13 ± 0.01	0.01 ± 0.02
15	03:17:38.42	-66:31:25.36	5.91 ± 0.16	17.75 ± 0.77	19.29 ± 0.36	0.91 ± 0.39	1.12 ± 0.02	0.77 ± 0.01	0.09 ± 0.01
16	03:17:39.38	-66:31:45.77	3.83 ± 0.23	12.80 ± 0.63	12.51 ± 0.19	0.48 ± 0.19	0.58 ± 0.02	0.43 ± 0.02	0.09 ± 0.02
17	03:17:42.75	-66:31:21.99	0.95 ± 0.07	2.17 ± 0.11	2.78 ± 0.06	0.19 ± 0.05	0.29 ± 0.01	0.21 ± 0.01	0.02 ± 0.03
18	03:17:52.96	-66:32:05.00	0.56 ± 0.08	3.78 ± 0.14	1.63 ± 0.03	0.12 ± 0.02	0.15 ± 0.01	0.01 ± 0.01	0.01 ± 0.01
19	03:17:44.94	-66:32:14.56	0.45 ± 0.12	0.45 ± 0.06	0.14 ± 0.03	0.08 ± 0.02	0.18 ± 0.01	0.14 ± 0.01	0.01 ± 0.01

## 5.2. Medición de flujos para líneas de emisión: LiMe

Para analizar los espectros, se deben medir los flujos de las líneas de emisión. En este trabajo, se miden los flujos de las líneas de emisión con la librería **LiMe**, desarrollada por Fernández et al. (2024).

**LiMe** ajusta un perfil gaussiano a las líneas de emisión a través de bandas, las cuales son los intervalos de la línea de emisión y dos continuos adyacentes que no contengan características de emisión. Estos continuos que representan la componente estelar se le restan al flujo de la línea, para así tener el flujo intrínseco de la línea en emisión. Una banda corresponde a una matriz de 6 componentes ( $w_1, w_2, \dots, w_6$ ), la cual está ordenada de menor a mayor valor. De este modo,  $w_1$  y  $w_2$  son la longitud de onda inicial y final del continuo adyacente hacia el azul del espectro, es decir, a la izquierda de la línea,  $w_3$  y  $w_4$  son la longitud de onda inicial y final de la línea de emisión que queremos medir y finalmente  $w_5$  y  $w_6$  son la longitud de onda inicial y final del continuo adyacente a la derecha de la línea de emisión, es decir, más al rojo en el espectro. En la Figura 5.1 se muestra cómo se ven las bandas en el espectro.

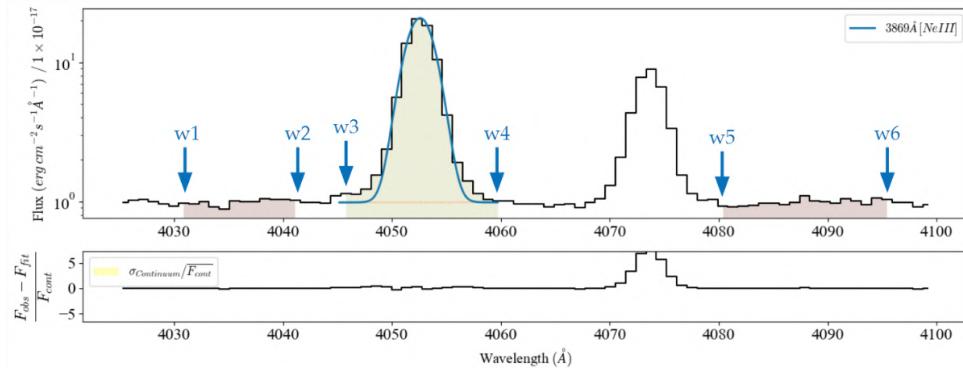


Figura 5.1: Ejemplo de las bandas para la línea de emisión [NeIII]  $\lambda 3869\text{\AA}$ . Figura extraída de **LiMe**<sup>1</sup>.

Esta librería entrega como salida el flujo del perfil gaussiano junto a su incertezza. El flujo del perfil se calcula a través de la siguiente expresión:

$$F_i = A_i \cdot \sqrt{2\pi} \cdot \sigma_i \quad (5.9)$$

<sup>1</sup><https://lime-stable.readthedocs.io/en/latest/>

Donde  $A_i$  y  $\sigma_i$  son la amplitud y desviación estándar de la componente gaussiana, respectivamente. La amplitud se define como la altura de la línea con respecto al continuo adyacente. La incertezza del perfil ajustado corresponde al error de  $1\sigma$ , este es el error estándar, el cual indica cuánto debe aumentar el valor del parámetro para aumentar el valor de  $\chi^2$  en una unidad, calculado por el algoritmo de mínimos cuadrados a través de `lmfit`.

`LiMe` puede adoptar diferentes condiciones para el perfil ajustado. Se puede ajustar un perfil único en el caso de tener una única línea de emisión, como por ejemplo para la línea de H $\beta$  expuesta en la Figura 5.2, o también, se pueden ajustar líneas combinadas (“blended”), las cuales se componen de diferentes transiciones y/o componentes cinemáticos, donde al añadir el sufijo “*b*” e incluir las condiciones cinemáticas en el archivo de configuración (tales como velocidad radial o dispersión de velocidades), la librería ajusta un perfil por componente. Un ejemplo de este ajuste en los espectros de este trabajo se observa en la Figura 5.3, para el caso del doblete de [SII]  $\lambda\lambda 6716, 6731\text{\AA}$  en la región 3, donde en el archivo de configuración se especifica que ambas transiciones tienen la misma cinemática y se ajustan dos componentes, correspondientes a un perfil por línea. A modo de ejemplo, también se presentan los ajustes gausianos en las líneas H $\alpha$   $\lambda 6563\text{\AA}$  junto al doblete [NII]  $\lambda\lambda 6548, 84\text{\AA}$  (ver panel superior de Fig. 5.4) y el ajuste realizado para la línea [OIII]  $\lambda 5007\text{\AA}$  (panel inferior de Fig. 5.4). Ambos ajustes son realizados en la región 1 observada en este trabajo. Cabe destacar que al ser tan intensas las líneas de emisión, se grafican en logaritmo para una mejor visualización.

Se observaron 20 regiones con emisión en H $\alpha$ . Sin embargo, una de ellas (región #18) correspondía a un cúmulo joven que fue observado por presentar emisión en dicha longitud de onda, pero que realmente se observa como un espectro típico de un cúmulo, con una contribución importante de continuo estelar y líneas de absorción. Por ello, y al no presentar emisión en el resto de líneas de interés, su espectro no fue analizado en esta tesis. De esta manera, en este trabajo se analizaron 19 regiones de formación estelar, que mostraron el total de líneas de emisión necesarias para desarrollar el análisis propuesto.

Los flujos e incertezas de las líneas de emisión que se estiman en este trabajo, se presentan en la Tabla 5.1, donde además se incluye el exceso de color estelar. Los flujos presentados en la Tabla ya se encuentran corregidos por extinción.

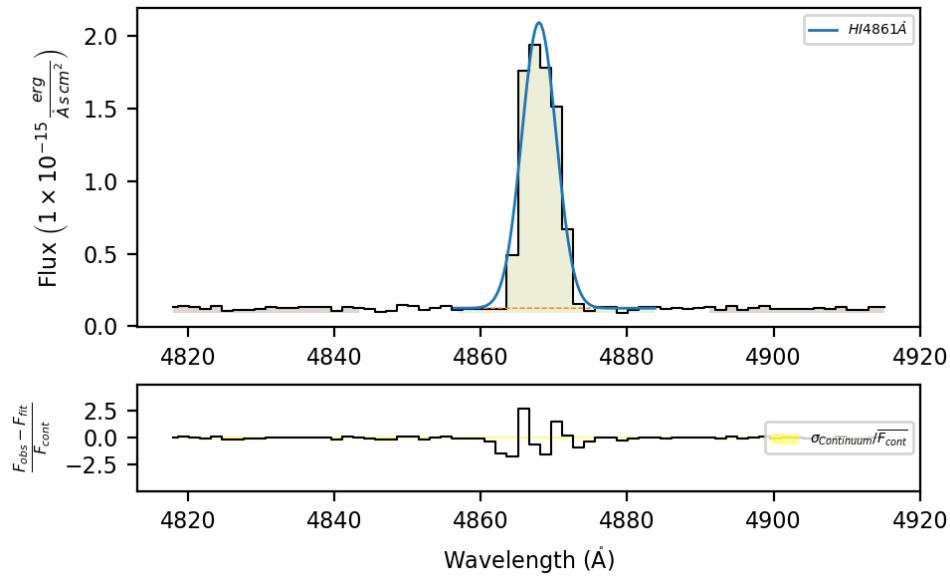


Figura 5.2: Ajuste gaussiano para la línea  $\text{H}\beta \lambda 4861\text{\AA}$  observada en este trabajo para la región 3, con la librería LiMe. En el panel superior se presentan la región integrada (zona amarilla) y el perfil gaussiano ajustado (línea azul). A ambos extremos de la línea se ven los continuos adyacentes seleccionados (zona naranja). En el panel inferior se muestra la incerteza del ajuste.

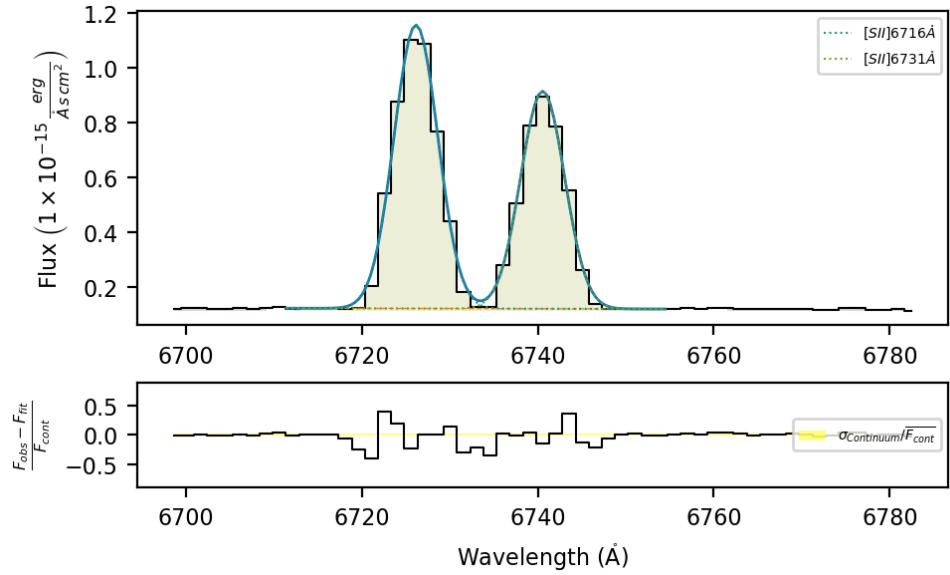


Figura 5.3: Ajuste gaussiano para las líneas  $[\text{SII}] \lambda 6716, 6731\text{\AA}$  observadas en este trabajo para la región 1, con la librería LiMe. En el panel superior se presentan la región integrada (zona amarilla) y el perfil gaussiano ajustado (línea azul). A ambos extremos de la línea se ve los continuos adyacentes seleccionados (zona naranja). En el panel inferior se muestra la incerteza del ajuste.

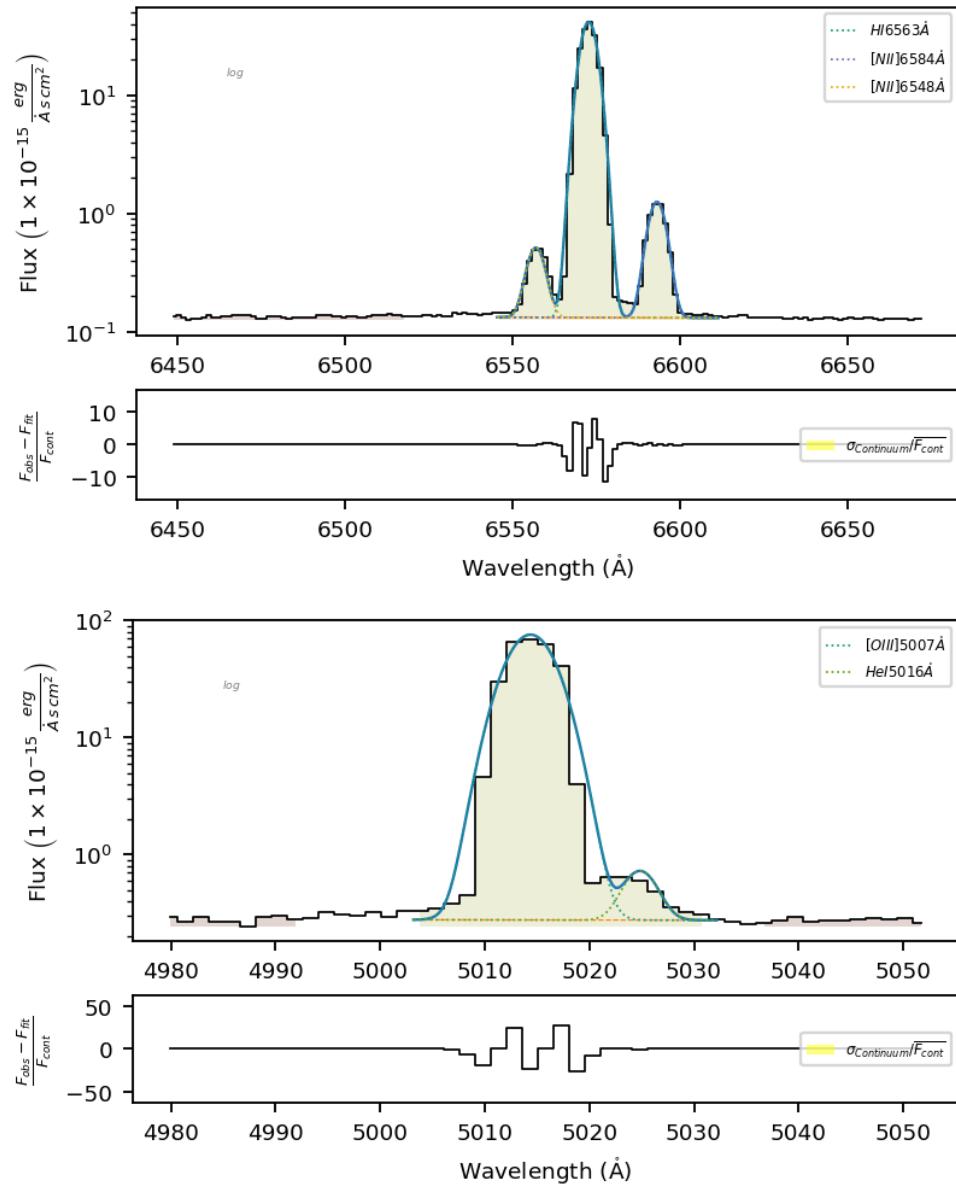


Figura 5.4: Panel superior: Ajuste gaussiano para la línea H $\alpha$   $\lambda$ 6563 Å junto con el doblete [NII]  $\lambda$ 6548,84 Å. Panel inferior: Ajuste gaussiano para la línea [OIII]  $\lambda$ 5007 Å junto con la línea HeI  $\lambda$ 5016 Å. Ambos espectros son observados en este trabajo en la región 1. Las indicaciones son las mismas que para Fig. 5.3.

### 5.3. Identificación de mecanismos de ionización

Se ha demostrado empíricamente que una manera de identificar el principal mecanismo de ionización es a través de razones entre las intensidades de diferentes líneas de emisión. En este contexto, se han propuesto diferentes límites para diferenciar entre un mecanismo u otro en los diagramas para determinar los mecanismos de ionización, tal como el propuesto por [Baldwin et al. \(1981\)](#) y comúnmente conocido como diagrama *BPT*.

#### 5.3.1. Diagrama de diagnóstico *BPT*.

Los modelos fueron realizados con el fin de derivar un nuevo esquema de clasificación entre galaxias con formación estelar activa o galaxias con núcleo galáctico activo (*AGN*, por sus siglas en inglés), a través del diagrama de diagnóstico óptico propuesto por [Baldwin et al. \(1981\)](#). Para ello, utilizaron las siguientes razones entre flujos de líneas: [OIII]/H $\beta$  vs. [NII]/H $\alpha$ , [OIII]/H $\beta$  vs. [SII]/H $\alpha$  y [OIII]/H $\beta$  vs. [OI]/H $\alpha$ .

Un primer límite es el propuesto por [Kewley et al. \(2001\)](#) (desde ahora “K01”), quienes realizaron un estudio modelando una muestra de 157 galaxias con formación estelar activa en el infrarrojo, usando los códigos de PEGASE v2.0 ([Fioc and Rocca-Volmerange, 1997](#)) y STARBURST99 ([Leitherer et al., 1999](#)) para generar la distribución espectral de energía (*SED*, por sus siglas en inglés) de cúmulos de estrellas jóvenes. Además, utilizan su código MAPPINGS III ([Sutherland and Dopita, 1993](#)) para incluir modelos de fotoionización que consideran la física del polvo y el agotamiento químico.

En esta tesis, se utilizan los diagramas de [OIII]/H $\beta$  vs. [NII]/H $\alpha$  y [OIII]/H $\beta$  vs. [SII]/H $\alpha$ , cuyos límites están parametrizados por las ecuaciones 5.10 y 5.11, respectivamente. Estos límites se establecen como cotas superiores para definir si el mecanismo de ionización corresponde únicamente a formación estelar, en el caso de pasar este límite, se entiende que sería un *AGN* el que predomina como mecanismo de ionización.

$$\log \left( \frac{[OIII] \lambda 5007\text{\AA}}{H\beta \lambda 4861\text{\AA}} \right) = \frac{0.61}{\log([NII] \lambda 6584\text{\AA} / H\alpha \lambda 6563\text{\AA}) - 0.47} + 1.19 \quad (5.10)$$

$$\log \left( \frac{[O\text{III}] \lambda 5007\text{\AA}}{H\beta \lambda 4861\text{\AA}} \right) = \frac{0.72}{\log([S\text{II}] \lambda 6716,31\text{\AA} / H\alpha \lambda 6563\text{\AA}) - 0.32} + 1.30 \quad (5.11)$$

Posteriormente, [Kauffmann et al. \(2003\)](#) (desde ahora “K03”) toman una muestra de 122808 galaxias observadas con *Sloan Digital Sky Survey (SDSS, York et al. 2000)*, donde analizan las propiedades de las galaxias anfitrionas de 22623 núcleos activos en un rango de *redshift* de  $0.02 < z < 0.3$  y un rango de magnitudes en la banda  $r$  de  $14.5 < r < 17.7$ .

El análisis se enfocó en estudiar la luminosidad de  $[O\text{III}] \lambda 5007\text{\AA}$ , puesto que esta línea es un trazador de la actividad en el núcleo. Para ello, compararon la muestra de AGNs con una muestra de galaxias sin un núcleo activo, a través de sus tamaños, concentraciones y densidades superficiales de masa, historias de formación estelar y edades.

El límite establecido por K03 para definir que una galaxia es AGN, considerando las razones  $[O\text{III}]/H\beta$  vs.  $[N\text{II}]/H\alpha$  está parametrizado como:

$$\log \left( \frac{[O\text{III}] \lambda 5007\text{\AA}}{H\beta \lambda 4861\text{\AA}} \right) > \frac{0.61}{\log([N\text{II}] \lambda 6584\text{\AA}/H\alpha \lambda 6563\text{\AA}) - 0.05} + 1.3 \quad (5.12)$$

En la Figura 5.5 se observa la actualización de límites para el diagrama de diagnóstico de [Baldwin et al. \(1981\)](#) con los límites agregados por K01 y K03 para la razón de líneas  $[O\text{III}]/H\beta$  vs.  $[N\text{II}]/H\alpha$ .

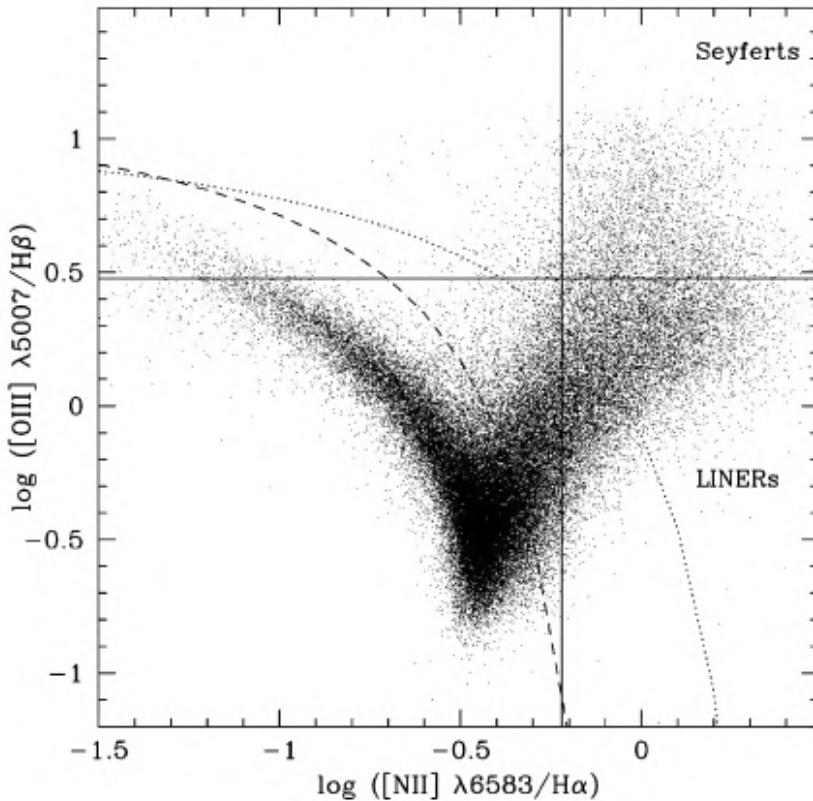


Figura 5.5: Diagrama de diagnóstico *BPT* (Baldwin et al., 1981) con los límites propuestos por K01 (línea punteada) y K03 (línea discontinua), para separar los diferentes tipos de mecanismos de ionización. Figura extraída de Kauffmann et al. (2003).

Se puede observar una zona entre ambos límites propuestos, la cual se conoce como zona compuesta. Esta zona se origina puesto que los límites establecidos para diferenciar entre *AGN* y formación estelar no son un valor exacto, es por ello que se ha estudiado esta región en específico como un fenómeno aún incierto. Estudios como el de Stasińska et al. (2008) han analizado la naturaleza de las galaxias que habitan esta región, encontrando que existen galaxias que presentan razones de líneas correspondientes a un núcleo activo, pero realmente, es la población de estrellas evolucionadas las que son capaces de emular las razones de líneas de un *AGN*, como estrellas post AGB o enanas blancas. Sin embargo, en otro estudio del mismo año realizado por Allen et al. (2008) crean modelos donde consideran *shocks*. En dicho análisis encuentran que galaxias que presentan *shocks* con velocidades intermedias (200-500 km/s) caen en la región de composición. Por otro lado, en el estudio de Cid Fernandes et al. (2010) se comenta acerca de esta región, mencionando que el límite de K01 fue establecido para poder seleccionar con certeza las galaxias que

contengan un agujero negro activo. Por lo tanto, las galaxias clasificadas como compuestas que se encuentran entre los límites K01 y K03, no necesariamente tienen un *AGN*, así como también, los sistemas compuestos de *SF+AGN* pueden ubicarse por sobre el límite K01. Por ello, los autores concluyen que la línea de K01 no está diseñada para trazar el límite de “*AGN puro*”, sino, para definir un límite inferior en los sistemas compuestos de *SF+AGN*.

Más adelante, [Kewley et al. \(2006\)](#) (desde ahora “K06”) analizaron una muestra de 85224 galaxias que presentan líneas de emisión observadas con el *SDSS*. En este estudio, encuentran un límite de separación claro para distinguir entre los dos tipos de *AGN* que pueden predominar como mecanismo de ionización en el diagrama de diagnóstico óptico, los cuales son *AGN* tipo *Seyfert* o *LINER* (línea de emisión nuclear de baja ionización), como muestra la Figura 5.6. Además, estudian las propiedades de las galaxias anfitrionas de estos diferentes objetos. De esta manera, derivan una nueva clasificación empírica que separa entre galaxias con formación estelar, zona compuesta (*AGN + HII*), y galaxias tipo *Seyfert* o *LINERs*. El límite establecido por los autores para separar entre los dos tipos de *AGN* es válido en el diagrama de diagnóstico óptico que considera las razones de líneas  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$  vs.  $[\text{SII}]/\text{H}\alpha$  y está definido como:

$$\log \left( \frac{[\text{OIII}] \lambda 5007\text{\AA}}{\text{H}\beta \lambda 4861\text{\AA}} \right) > 1.89 \log \left( \frac{[\text{SII}] \lambda 6716, 31\text{\AA}}{\text{H}\alpha \lambda 6563\text{\AA}} \right) + 0.76 \quad (5.13)$$

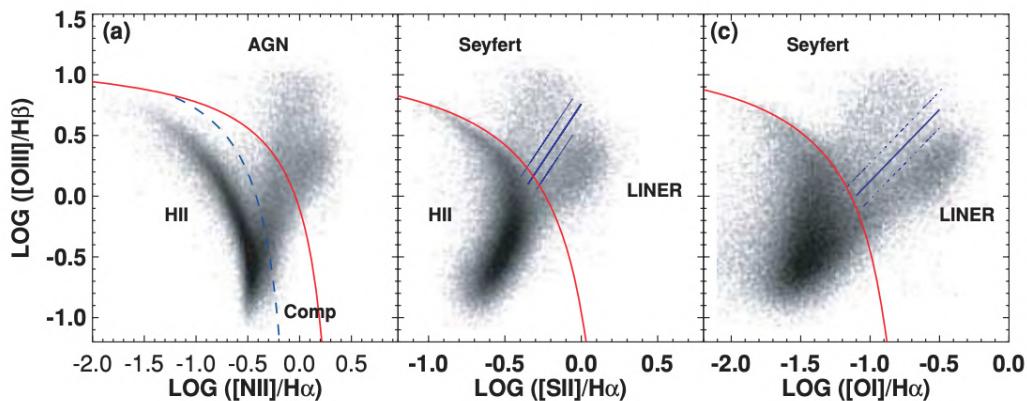


Figura 5.6: Esquema de los tres tipos de BPT junto a los nuevos límites propuestos por [Kewley et al. \(2006\)](#) para clasificar galaxias mediante razones de líneas de emisión. Se grafican las líneas de estallidos de formación estelar extremos ([Kewley et al. \(2001\)](#), línea roja continua), la línea de formación estelar pura ([Kauffmann et al. \(2003\)](#), línea azul discontinua) y los nuevos propuestos por los autores que permiten clasificar los *AGN* entre *Seyfert* o *LINER*. Figura extraída de [Kewley et al. \(2006\)](#).

Con este estudio encuentran que, las galaxias *LINERs* son mayores, más masivas, con menos polvo y menos concentradas que las *Seyfert*, así como también, tienen mayor dispersión de velocidades y menor luminosidad en [OIII]  $\lambda$ 5007Å. Finalmente, sus resultados indican que la gran mayoría de las galaxias *LINERs* tienen un núcleo activo. Además, la diferencia más significativa entre *Seyfert* y *LINERs* es la tasa de acreción.

Considerando las diferentes parametrizaciones mencionadas y la cobertura espectral en los datos GMOS-S, en esta tesis se utilizan los límites K01, K03 y K06, en los diagramas ópticos que consideran la razón [OIII]/H $\beta$  con respecto a las razones [NII]/H $\alpha$  y [SII]/H $\alpha$ .

### 5.3.2. Diagrama de diagnóstico *WHAN*

Por otra parte, existen diferentes métodos para estimar el mecanismo de ionización predominante en galaxias, como lo es el propuesto por [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#). En su trabajo, determinan un nuevo diagrama de clasificación, el cual se basa en utilizar el ancho equivalente de H $\alpha$  (EW(H $\alpha$ )) con respecto a razones de líneas de emisión, tales como [NII]  $\lambda$ 6584Å/H $\alpha$   $\lambda$ 6563Å, como se muestra en la Figura 5.7.

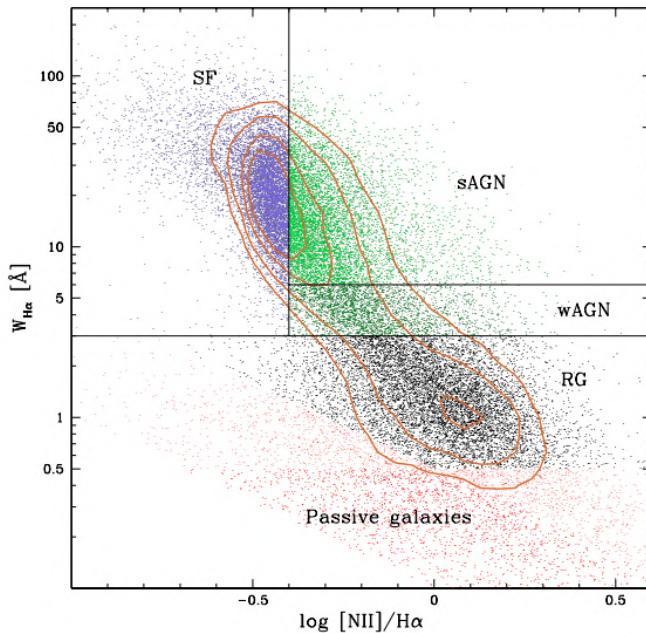


Figura 5.7: Diagrama WHAN con las categorías propuestas por [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#): *SF*, *sAGN*, *wAGN*, *RGs* y *PGs*. Los puntos que tengan [NII] o H $\alpha$  más débil que 0.5 Å, se grafican en color naranjo, mientras que los puntos rojos corresponden a *PGs*. Figura extraída de [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#).

La razón de utilizar el EW(H $\alpha$ ) es porque permite agregar una gran población de galaxias que no podían estudiarse en los otros diagramas ya que no mostraban algunas líneas de emisión requeridas. Además, uno de los objetivos del diagrama WHAN es distinguir entre dos clases distintas que se juntan en la región de líneas de emisión de baja ionización (*LINER*) en los diagramas de diagnósticos clásicos. Estas dos clases diferentes corresponden a las galaxias que contienen un núcleo galáctico débilmente activo (*wAGN*, por sus siglas en inglés) y a las galaxias retiradas (*RGs*, por sus siglas en inglés), las cuales son galaxias que dejaron de formar estrellas y además están ionizadas por sus estrellas calientes de baja masa que ya evolucionaron.

El criterio que usaron para diferenciar entre *wAGN* y *RGs* fue el valor del parámetro  $\xi$ , el cual mide la razón entre la luminosidad de H $\alpha$  corregida por extinción y la luminosidad esperada según la fotoionización de una población estelar mayor que  $10^8$  años. Sin embargo, no es la variable  $\xi$  la que usan directamente, sino que eligen usar un parámetro más accesible que a su vez es una buena aproximación observacional al valor  $\xi$ : el ancho equivalente de H $\alpha$ .

De esta manera, obtienen las siguientes categorías:

- Galaxias con formación estelar pura:  $\log[\text{NII}]/\text{H}\alpha < -0.4$  y  $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 3 \text{ \AA}$
- *AGN* fuerte (*Seyferts*):  $\log[\text{NII}]/\text{H}\alpha > -0.4$  y  $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6 \text{ \AA}$
- *AGN* débil (*wAGN*):  $\log[\text{NII}]/\text{H}\alpha > -0.4$  y  $3 \text{ \AA} < \text{EW}(\text{H}\alpha) < 6 \text{ \AA}$
- Galaxias retiradas (*RGs*, falsos *AGN*):  $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 3 \text{ \AA}$
- Galaxias pasivas (galaxias sin líneas de emisión):  $\text{EW}(\text{H}\alpha)$  y  $\text{EW}([\text{NII}]) < 0.5 \text{ \AA}$

En este trabajo, se utiliza el diagrama WHAN para corroborar el mecanismo de ionización de las fuentes a estudiar, en caso de existir un sesgo en los diagramas de diagnóstico óptico tradicionales según las líneas de emisión usadas.

## 5.4. Densidades electrónicas

La estructura de la densidad de una región HII es íntimamente relacionada con su expansión natural, por lo que el estudio de la distribución de la densidad electrónica es un parámetro importante en el punto de vista de la evolución dinámica de una nebulosa ([Copetti et al., 2000](#)).

La densidad electrónica ( $N_e$ ) puede ser medida a través de la comparación entre dos líneas de emisión del mismo ión, pero emitidas en diferentes niveles con casi la misma energía de excitación, por lo que la tasa relativa de excitación depende solamente de la razón entre las fuerzas de colisión. Si estos dos niveles tienen diferentes probabilidades de transición radiativa o tasas de des-excitación por colisión, tanto la población relativa de los dos niveles dependerá de la densidad, así como también la razón entre las intensidades de las líneas de emisión ([Osterbrock and Ferland, 2006](#)).

Las líneas usadas para estimar las densidades electrónicas son [OII]  $\lambda 3729/\lambda 3726$  y [SII]  $\lambda 6716/\lambda 6731$  (razón “RS2”). [Osterbrock and Ferland \(2006\)](#) proponen una cota superior para el valor de la razón entre el doblete de [SII], correspondiente a  $RS2 = 1.43$ . Si se obtienen razones mayores a 1.43, se asume una densidad electrónica menor a  $10 \text{ cm}^{-3}$ . Esto debido a que, cuando la razón supera el límite establecido, la razón RS2 ya no es un parámetro que permita estimar la densidad electrónica, especialmente en densidades bajas.

Dentro de los estudios de densidades electrónicas en galaxias en interacción, [Krabbe et al. \(2014\)](#) estudiaron el comportamiento de la densidad electrónica en regiones de formación estelar localizadas en pares de galaxias, en particular, observan siete sistemas en interacción y los comparan con una muestra de galaxias aisladas. Encontraron que la densidad electrónica engloba un rango más amplio en galaxias en interacción. En particular, para los sistemas interactuando encontraron un rango de  $N_e = 24 - 532 \text{ cm}^{-3}$ , mientras que para sistemas aislados obtienen un rango más acotado, de  $N_e = 40 - 137 \text{ cm}^{-3}$ .

Considerando el rangopectral de las observaciones, en este trabajo se usará la razón entre las intensidades de las líneas [SII]  $\lambda 6716/\lambda 6731$ , a través de la tarea `temden` del paquete `nebular` de `stsdas` en `IRAF`. Esta tarea calcula la densidad electrónica a través del programa de cinco niveles para iones, llamado `FIVEL`, desarrollado por [De Robertis et al. \(1987\)](#). Para realizar este cálculo, se asume una temperatura electrónica de  $T = 10000K$ ,

la cual es la comúnmente usada para estudios de regiones de formación estelar.

Las incertezas para la razón RS2 se propagaron con la librería `uncertainties` de Python considerando los errores en la medición de flujo de las líneas. La librería utiliza la teoría de propagación de errores lineales calculando automáticamente derivadas y propagándolas analíticamente a los resultados.

Los valores obtenidos para las razones RS2 y sus incertezas junto a las densidades electrónicas de las regiones estudiadas, se muestran en la Tabla 6.3.

## 5.5. Estimación de edades con ancho equivalente de H $\alpha$

El ancho equivalente ( $EW$ ) es una manera de medir la fuerza o intensidad de una línea espectral. Matemáticamente, se expresa mediante la siguiente ecuación:

$$EW = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (5.14)$$

Aquí,  $F_\lambda$  es el flujo observado de la línea en cierta longitud de onda “ $\lambda$ ” y  $F_c$  es el flujo del continuo fuera de la línea espectral. Geométricamente, el ancho equivalente de una línea representa la cantidad de área que se debe integrar del continuo para que tenga la misma cantidad de flujo o energía que la línea de emisión (o absorción), en unidades de Angstroms (Å) (Carroll and Ostlie, 2017).

Como este parámetro depende del continuo estelar y de la fotoionización de las estrellas masivas que están ionizando el gas, varía con el paso del tiempo, ya que la población estelar va evolucionando y la vida de las estrellas masivas que ionizan el gas (con masas hasta  $\approx 100 M_\odot$ ) es corta, del orden de unos pocos millones de años (Kroupa et al., 2024). Esto permite usar el ancho equivalente de la línea de H $\alpha$  para estimar edades, en particular, en galaxias starburst, ya que es en las regiones de formación estelar donde se presenta la línea de H $\alpha$  (Leitherer and Heckman, 1995).

Para estimar la edad de una región HII, se comparan los anchos equivalentes de  $\text{H}\alpha$  de la observación con respecto a los modelos de poblaciones estelares, los cuales simulan la evolución de dicha población. De esta manera, tenemos un proxy de la edad que tendría la región observada en relación con los modelos.

Uno de los modelos que permiten estimar edades son los propuestos por [Leitherer et al. \(1999\)](#), los modelos de *Starburst99* (SB99), el cual es un conjunto de modelos que predicen propiedades espectroscópicas y fotométricas de galaxias con formación estelar activa. Estos modelos consideran dos casos para la ley de formación estelar, un estallido instantáneo de formación estelar (también llamado población estelar simple), o una formación estelar continua a un tasa constante. Además, contemplan tres diferentes funciones de masa inicial (IMF, por sus siglas en inglés *initial mass function*), entre ellas la *IMF* de Salpeter ([Salpeter, 1955](#)) con un  $\alpha = 2.35$ , en un rango de masas de  $1\text{-}100 M_{\odot}$ , junto a cinco diferentes valores de metalicidades, a saber  $Z = 0.040, 0.020 (=Z_{\odot}), 0.008, 0.004, 0.001$ . Finalmente, los modelos cubren edades desde  $10^6$  a  $10^9$  años.

[Leitherer et al. \(1999\)](#) establecen la tasa de formación estelar continua como  $1 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  y la masa total de la población estelar simple (o instantánea) como  $10^6 M_{\odot}$ . Estos valores son elegidos para producir propiedades que son típicas regiones de formación estelar en galaxias. En este trabajo, se asume el valor de  $10^6 M_{\odot}$  como la masa estelar total de las regiones.

Un ejemplo de este tipo de análisis es llevado a cabo en [Alfaro-Cuello et al. \(2015\)](#), donde estiman la edad de los estallidos de formación estelar presentes en el centro del grupo compacto HCG 31, a través del uso del ancho equivalente de la línea de  $\text{H}\alpha$ . Utilizan la función de masa inicial de Salpeter para el rango de masas de 1 a  $100 M_{\odot}$  y adoptan metalicidades de  $Z= 0.004$  y  $Z = 0.008$ , para una población estelar simple.

El ancho equivalente de la línea  $\text{H}\alpha$  usado para este análisis fue obtenido con la librería **LiMe**. Esta librería calcula el  $\text{EW}(\text{H}\alpha)$  mediante la ecuación [5.14](#) y la incerteza mediante una propagación Monte Carlo de tres componentes: la incerteza del flujo de la línea (error de  $1\sigma$ ), los parámetros `cont` y `cont_err`. Se define la variable `cont` como el flujo del continuo lineal en el *peak wave*, es decir, en la longitud de onda donde el píxel alcanza su máximo valor en la región de la línea de emisión. Luego, el parámetro `cont_err` corresponde al error de `cont`, definido como la desviación estándar del flujo del continuo adyacente.

Las edades obtenidas para las 19 regiones de formación estelar se calcularon con el EW(H $\alpha$ ) de las observaciones mediante una interpolación con los datos de EW(H $\alpha$ ) de los modelos *Starburst99*, cuyos resultados se listan en la Tabla 6.1.

El cálculo de las incertezas se estimó utilizando el intervalo de confianza según las incertezas asociadas a la medición del EW(H $\alpha$ ). De esta manera, se calculó la edad para cada región considerando la cota superior e inferior de este valor.

## 5.6. Estimación de masas con fotometría

Se propone estimar la masa de las regiones HII observadas en este trabajo, a través de fotometría para caracterizar la masa estelar de las regiones.

La fotometría es una herramienta confiable para trazar la masa de una región de formación estelar si se habla en términos de infrarrojo cercano, puesto que las bandas en esta región del espectro electromagnético permiten observar el brillo de la población estelar atravesando el polvo presente en la línea de visión.

[Taylor et al. \(2011\)](#) publican el primer catálogo de estimaciones de masas estelares derivadas fotométricamente para galaxias con un *redshift*  $z < 0.65$  del survey *Galaxy And Mass Assembly (GAMA, Driver et al. 2011)*. Este análisis lo llevan a cabo utilizando las bandas  $g$  e  $i$ , a través de la ecuación:

$$\log M_*/[M_\odot] = 1.15 + 0.70(g - i) - 0.4M_i \quad (5.15)$$

Donde  $M_i$  corresponde a la magnitud absoluta de la galaxia en la banda “ $i$ ”, mientras que “ $g$ ” e “ $i$ ” son las magnitudes aparentes en los mismos filtros.

Como las regiones de formación estelar no son objetos puntuales, el área circular alrededor de la apertura está contaminada por el mismo brillo de las estrellas jóvenes presentes. Por ello, se realizó fotometría de apertura fija, utilizando la librería `photutils` en `python`. Se elige una apertura fija de 2.62” (10 píxeles considerando la escala de píxel 0.262”/píxel), valor elegido mediante inspección visual con respecto al tamaño espacial del

*slit* y la región en que fue extraído el espectro.

Se adoptó un valor fijo de centro para las regiones HII, correspondientes a las coordenadas del centro de la región en que se extrajo el espectro. Las incertezas en las magnitudes corresponden a la incerteza asociada a la imagen de peso para la misma región integrada. Es importante notar que la imagen de peso viene en unidades de medida de  $1/\text{nanomaggies}^2$ , por lo que se debe sacar el inverso y aplicar raíz para obtener el flujo en la misma unidad de medida que la imagen de ciencia.

Para corregir las magnitudes estimadas por extinción, se aplica nuevamente la ley de [Calzetti et al. \(2000\)](#) como para la espectroscopía. En este caso, se calcula la variable  $k'(\lambda)$  con la ecuación 5.7 para cada filtro según su longitud de onda central (4770.8 Å para el filtro *g* y 7774.2 Å para el filtro *i*). Con este valor, y a través de la expresión:

$$k'(\lambda) = A'(\lambda)/E_s(B - V) \quad (5.16)$$

Se obtiene la extinción para cada región ( $A'(\lambda)$ ). Para esta estimación, se utiliza el valor de exceso de color estelar calculado anteriormente (ver Tabla 5.1). La incerteza asociada al exceso de color no fue propagada, por lo que los valores se deben interpretar como límites inferiores, es decir, las regiones podrían ser más luminosas que lo estimado.

En la Tabla 6.2 se muestran las magnitudes aparentes en banda *i* y *g* corregidas por extinción junto a sus incertezas asociadas a las imágenes de peso, las magnitudes absolutas en banda *i* y las masas derivadas con la ecuación 5.15 para las 19 regiones de formación estelar observadas en este trabajo. Cabe destacar que el estudio de [Taylor et al. \(2011\)](#) se realizó para estimar la masa estelar de galaxias. Sin embargo, en este trabajo, se asume que las regiones observadas en NGC 1313 representan las propiedades a menor escala de una galaxia con formación estelar.

## 5.7. Abundancias químicas

Una propiedad fundamental en el estudio de objetos astronómicos es el contenido químico que estos presentan, ya que dependiendo de cuáles sean los elementos que lo compongan (y

su cuantificación), se puede comprender cómo ha evolucionado químicamente el objeto, además de entregar información sobre su posible origen. Por lo que analizar las componentes químicas de un sistema en interacción se convierte en una pieza clave si se quiere estudiar su estado evolutivo.

A diferencia de otras ciencias, en astronomía se le llama “*metal*” a todo elemento químico con un número atómico mayor que el Helio. Así, la “*metalicidad*”  $Z$  indica la masa de todos los metales relativa a la masa total de bariones (dominada por hidrógeno y helio), de la siguiente manera:

$$Z \equiv M_{metales}/M_{bariones} \quad (5.17)$$

Luego, la abundancia relativa de dos elementos arbitrarios,  $X$  e  $Y$  se expresa en términos de la densidad numérica  $N$  relativa al valor solar, a través de la relación:

$$[X/Y] \equiv \log(N_X/N_Y) - \log(N_X/N_Y)_\odot \quad (5.18)$$

Cuando se deriva la abundancia de elementos químicos relativos al hidrógeno, la expresión utilizada es:

$$12 + \log(X/H) \equiv 12 + \log(N_X/N_H) \quad (5.19)$$

El valor 12 fue agregado para que cualquier elemento químico tenga un valor solar positivo en la expresión.

Dado que generalmente el oxígeno es el metal más abundante en masa, la “*metalicidad*” es comúnmente expresada en términos de la abundancia química de oxígeno ([Maiolino and Mannucci, 2019](#)). De esta manera, la metalicidad suele ser indicada como:

$$12 + \log(O/H) \equiv 12 + \log(N_O/N_H) \quad (5.20)$$

No obstante, se debe mencionar que la metalicidad mencionada corresponde a la metalicidad nebulosa, la cual consiste en medir la cantidad de, en este caso, oxígeno con respecto al hidrógeno, a través de las líneas de emisión del gas ionizado en una cierta región del medio interestelar. Sin embargo, existe también la metalicidad estelar, que consiste en medir la cantidad de un cierto metal relativo al hidrógeno, a través de las líneas de absorción producidas por las estrellas. Al hablar de metalicidad en este trabajo, se hará referencia a la metalicidad nebulosa.

Para la estimación de abundancias químicas en regiones HII se utilizan las líneas de recombinación de oxígeno, puesto que este elemento es uno de los más abundantes en regiones de formación estelar. Para ello, el trazador más preciso de abundancia es la línea auroral [OIII]  $\lambda 4363\text{\AA}$  que permite obtener la temperatura electrónica ( $T_e$ ) de la región a través de la razón entre las líneas [OIII]  $\lambda\lambda 4959/5007\text{\AA}/[\text{OII}]\ \lambda 4363\text{\AA}$  ([Denicoló et al. 2002](#), [Osterbrock and Ferland 2006](#)). Este método se denomina “método directo” y es considerado el más preciso. No obstante, no es el más utilizado, ya que la línea auroral [OIII]  $\lambda 4363\text{\AA}$  es sensible a la temperatura electrónica y además se relaciona con la abundancia de oxígeno (metalicidad), por esto, a medida que la metalicidad aumenta, la temperatura electrónica disminuye, lo cual causa que la línea auroral sea cada vez más débil y difícil de detectar ([Pettini and Pagel, 2004](#)). En particular, la línea aún es intensa y posible de detectar en sistemas con metalicidades muy bajas, esto es, con abundancias de  $12 + \log(O/H) < 7.8$ . Sin embargo, en sistemas con metalicidades más altas, del orden de  $12 + \log(O/H) > 8.3$ , la línea se vuelve indetectable ([Denicoló et al., 2002](#)). Como en galaxias y/o regiones de formación estelar se espera un valor de metalicidad moderadamente alto, esta línea se vuelve súmamente débil y, por consiguiente, el método directo no es siempre la mejor opción.

Por tal motivo, es que se requiere de un método que pueda ser utilizado sin limitaciones observacionales (como lo es la dependencia con la línea [OIII]  $\lambda 4363\text{\AA}$ ). Así, surgen los “métodos empíricos”, los cuales permiten obtener abundancias químicas por medio de diferentes líneas de emisión. Estos métodos son calibrados con regiones HII a las que ya se les estimó la abundancia al medir la temperatura electrónica a través del método directo.

### 5.7.1. Calibradores semi-empíricos

De este modo, para poder estudiar las abundancias químicas de las regiones de formación estelar, es necesario adoptar un indicador o calibrador que permita estimar la metalicidad.

El primer calibrador fue  $R_{23}$  propuesto en el trabajo de [Pagel et al. \(1979\)](#) y expresado como:

$$R_{23} = \frac{[O\text{II}]\lambda 3727\text{\AA} + [O\text{III}]\lambda\lambda 3727/5007\text{\AA}}{H\beta\lambda 4861\text{\AA}} \quad (5.21)$$

[Pagel et al. \(1979\)](#) llevaron a cabo su estudio con espectros de seis regiones HII en la galaxia Scd NGC 300 y tres regiones HII en la galaxia barrada gigante NGC 1365, donde utilizan el calibrador  $R_{23}$  para estimar sus abundancias químicas. La razón de usar este método es que el oxígeno entrega una estimación del enfriamiento total y por ende, es sensible a la abundancia de oxígeno, lo que lo hace un indicador de metalicidad. A pesar de esto, al hacer uso de líneas en la región más azul del espectro es altamente dependiente de la corrección por extinción. Por otro lado, este método muestra una fuerte dependencia del parámetro de ionización y además, muestra una doble solución dependiendo si el sistema es de alta o baja metalicidad, por lo que sus resultados no permiten estimar la abundancia de manera bien definida ([Kewley and Dopita, 2002](#)).

El mismo año, se instauró el calibrador  $O_3N_2$  en el estudio realizado por [Alloin et al. \(1979\)](#). Los autores establecen un nuevo método a través de la siguiente ecuación:

$$O_3N_2 \equiv \frac{[O\text{III}]\lambda 5007\text{\AA}/H\beta\lambda 4861\text{\AA}}{[N\text{II}]\lambda 6584\text{\AA}/H\alpha\lambda 6563\text{\AA}} \quad (5.22)$$

En su trabajo, los autores determinan la abundancia química de diferentes regiones HII de baja metalicidad, tanto extragalácticas como galácticas, donde no fue posible medir la metalicidad de manera directa, por la debilidad de la línea  $[O\text{III}]\lambda 4363\text{\AA}$ . El método  $O_3N_2$  se define como un método semi-empírico que relaciona la intensidad de líneas y la temperatura. Los autores encuentran que la temperatura del gas disminuye cuando el índice  $[O/\text{H}]$  aumenta. Además, la temperatura efectiva de las estrellas ionizantes aumenta

cuando la abundancia de metales pesados disminuye. Es importante notar que en este calibrador, ya no existe una fuerte dependencia con la corrección por extinción, puesto que incorpora tanto la parte roja como azul del espectro utilizando las líneas más intensas.

Finalmente, otro calibrador semi-empírico es el establecido por Storchi-Bergmann et al. (1994), denominado  $N_2$  y definido como:

$$N_2 \equiv \log \left( \frac{[N\text{II}] \lambda 6584\text{\AA}}{H\alpha \lambda 6563\text{\AA}} \right) \quad (5.23)$$

En el estudio de Storchi-Bergmann et al. (1994) calculan la metalicidad (O/H) de 44 galaxias con formación estelar usando la distribución espectral desde el UV hasta el infrarrojo cercano, además de estimar tasas de formación estelar y edades desde los estallidos de formación estelar. Los autores encuentran que la razón 5.23 está bien correlacionada con la metalicidad (O/H), siguiendo una relación lineal. Así, determinan que el calibrador  $N_2$  es un buen trazador de metalicidad en galaxias con formación estelar.

Considerando esta idea, en el trabajo de Denicoló et al. (2002) derivan un estimador de metalicidad con el índice  $N_2$ , concluyendo que al usar esta razón de líneas se tiene como ventaja que se puede aplicar en galaxias con *redshifts* altos (hasta  $z \approx 2.5$ ) y que no depende de correcciones por enrojecimiento ni tampoco calibraciones por flujo, ya que son líneas muy próximas entre sí y además pueden ser resueltas en espectros de resolución moderada.

Un par de años después, Pettini and Pagel (2004) analizan el estudio realizado por Denicoló et al. (2002) proponiendo un nuevo ajuste para el calibrador  $N_2$ , así como también para el calibrador  $O_3N_2$  formulado por Alloin et al. (1979). En su propuesta agregan regiones HII a las que ya se les estimó de manera directa la metalicidad. De este modo concluyen que el método  $O_3N_2$  es más eficiente en galaxias que presenten una metalicidad solar o mayor, ya que en estos casos, el método  $N_2$  se satura.

Finalmente, Marino et al. (2013) ofrecen una actualización a los calibradores  $O_3N_2$  y  $N_2$ , usando una extensa muestra de regiones HII observadas con el survey *CALIFA* (*Calar Alto Legacy Integral Field Area*; Sánchez et al. 2012) junto a diferentes regiones HII extraídas de la literatura, de las cuales ya se obtuvo la metalicidad en base a la

temperatura electrónica ( $T_e$ ), con el objetivo de calibrar los nuevos métodos a proponer.

De esta forma, los autores establecen un nuevo ajuste lineal para el método O<sub>3</sub>N<sub>2</sub> presentado en la ecuación 5.24. Este ajuste es válido en un rango de  $-1.1 < \text{O}_3\text{N}_2 < 1.7$  con una precisión de  $\pm 0.36$  dex ( $\pm 0.18$  dex) en el 95 % (68 %) de las mediciones. El límite del rango de validez proviene de la gran dispersión en los datos basados en la  $T_e$ , especialmente en casos de baja metalicidad ( $\text{O}_3\text{N}_2 > 1.8$ ).

$$12 + \log(O/H) = (8.533 \pm 0.012) - (0.214 \pm 0.012) \times \text{O}3\text{N}2 \quad (5.24)$$

Por otra parte, el nuevo ajuste para el calibrador N<sub>2</sub> se muestra en la ecuación 5.25, el cual es válido en el rango  $-1.6 < \text{N}_2 < 0.2$  con una precisión de  $\pm 0.32$  ( $\pm 0.16$  dex) para el 95 % (68 %) de las mediciones.

$$12 + \log(O/H) = (8.743 \pm 0.027) + (0.462 \pm 0.024) \times \text{N}2 \quad (5.25)$$

Considerando las ventajas y desventajas de los diferentes métodos conocidos para estimar la abundancia química en regiones HII, en esta tesis se utilizan los calibradores O<sub>3</sub>N<sub>2</sub> y N<sub>2</sub> propuestos por Marino et al. (2013). Los resultados se listan en la Tabla 6.3 (sección resultados 6.5), donde los valores se han calculado considerando las incertezas en la medición de flujo de las líneas de emisión junto a las propias incertezas de las ecuaciones propuestas por Marino et al. (2013) (5.24 y 5.25) utilizando la librería `uncertainties`. Así como también se propagaron las incertezas asociadas a la dispersión del calibrador.

### 5.7.2. Distancias corregidas por proyección

Para analizar el gradiente de abundancia de oxígeno en el sistema NGC 1313, primero se deben estimar las distancias desproyectadas a las regiones observadas desde el centro de la galaxia. Esto quiere decir, corregir por ángulo de inclinación y de posición de la galaxia. Sin embargo, en primera instancia se debe decidir dónde se localiza el centro de la galaxia.

Para determinar el centro de la galaxia, se observó la galaxia en un filtro de infrarrojo

cercano, puesto que esta longitud de onda es un buen trazador de la masa estelar de las galaxias. Para ello, se obtiene una imagen de NGC 1313 observada con la banda W1 ( $3,4 \mu m$ ) de *WISE* (*Wide – field Infrared Survey Explorer*, [Wright et al. 2010](#)), y se observa dónde se ubica la región con el máximo de emisión en NIR. Se asume entonces, que el centro de la galaxia es la región con el máximo de emisión en la imagen de W1. En la Figura [6.5](#) se muestra el centro de galaxia estimado para este análisis con un círculo cian.

Teniendo el centro definido, se busca estimar las distancias desproyectadas de las regiones a estudiar. Para ello, en esta tesis se utiliza el procedimiento descrito por [Scarano et al. \(2008\)](#), expresado en las ecuaciones:

$$\cos(\theta) = \frac{-(\alpha - \alpha_0)\sin(\phi)\cos(\delta) + (\delta - \delta_0)\cos(\phi)}{r} \quad (5.26)$$

$$\sin(\theta) = \frac{-(\alpha - \alpha_0)\cos(\phi)\cos(\delta) + (\delta - \delta_0)\sin(\phi)}{r \cos(i)} \quad (5.27)$$

Donde  $(\alpha_0, \delta_0)$  corresponde al centro de la galaxia,  $(\alpha, \delta)$  son las coordenadas de cada región HII estudiada,  $\phi$  es el ángulo de posición de la galaxia,  $i$  el ángulo de inclinación y las coordenadas  $r$  y  $\theta$  son las coordenadas polares, siendo  $\theta$  el ángulo azimutal y  $r$  la posición de la región HII desde el centro de la galaxia.

Para obtener las distancias desproyectadas de las regiones, se considera el valor de  $i = 48$  para el ángulo de inclinación y  $PA = 0$  para el ángulo de posición de NGC 1313. Ambos valores son extraídos de [Ryder et al. \(1995\)](#) y siguen siendo utilizados en estudios más recientes (i.e., [Hernandez et al. 2022](#)).

Las distancias estimadas para las regiones observadas desde el centro galáctico se listan en la segunda columna de la Tabla [6.3](#).

# **Capítulo 6**

## **Resultados**

En este capítulo se presentan los resultados obtenidos en este trabajo luego de aplicar el análisis detallado en la sección anterior, para la determinación de propiedades físicas en el sistema local en interacción NGC 1313.

### **6.1. Mecanismos de ionización**

Con el objetivo de determinar el mecanismo de excitación dominante en las regiones estudiadas en la galaxia NGC 1313, se utilizaron dos diagramas de diagnóstico óptico: BPT y WHAN.

#### **Diagrama BPT**

Las razones entre las intensidades de diferentes líneas de emisión entregan información confiable para diferenciar entre distintos mecanismos de ionización, ya que dependiendo de qué mecanismo esté presente, el espectro se mostrará con ciertas características distintivas.

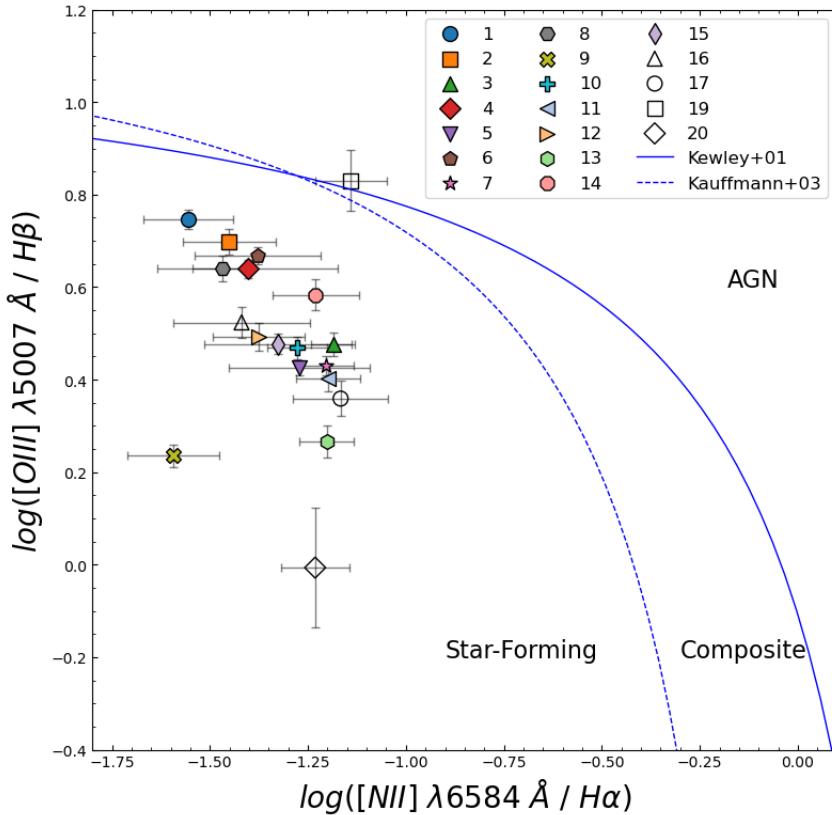


Figura 6.1: Diagrama BPT (Baldwin et al., 1981) para las 19 regiones de formación estelar de NGC 1313 estudiadas en este trabajo. En este caso, utilizando las razones de líneas  $[OIII]/H\beta$  en función de  $[NII]/H\alpha$ . La línea continua azul representa el límite propuesto por Kewley et al. (2001) y la discontinua azul el límite de Kauffmann et al. (2003), para diferenciar entre *AGN* y formación estelar.

Para ello, se usaron dos diagramas BPT, uno considerando las razones de  $[OIII] \lambda 5007\text{\AA}/H\beta \lambda 4861\text{\AA}$  en función de  $[NII] \lambda 6584\text{\AA}/H\alpha \lambda 6563\text{\AA}$ , graficado en la Figura 6.1, donde la línea continua y discontinua azul representan el límite para separar entre región HII y *AGN*, propuesto por Kewley et al. (2001) y Kauffmann et al. (2003), respectivamente. Mientras que por otro lado, también se utilizó el diagrama BPT que considera la misma razón de  $[OIII]/H\beta$  pero ahora en función de  $[SII] \lambda\lambda 6716, 6731\text{\AA}/H\alpha$ , expuesto en la Figura 6.2, aquí la línea continua azul sigue representando el límite de Kewley et al. (2001) y la línea azul discontinua ahora representa el límite propuesto por Kewley et al. (2006) para separar entre un *AGN* tipo *Seyfert* o *LINER*.

Como se observa en ambos diagramas de diagnóstico (Figuras 6.1 y 6.2), la ionización de las regiones está principalmente dominada por formación estelar, considerando las

incertezas. Sin embargo, se puede notar que existe una región que presenta una mayor fracción de [OIII]  $\lambda 5007\text{\AA}$ , correspondiente a la región #19. Es importante mencionar que la fotoionización de [OIII]  $5007\text{\AA}$  es difícil de limitar al momento de establecer un valor exacto para que sea formación estelar o *Seyfert* el mecanismo de ionización predominante ([Osterbrock and Ferland, 2006](#)). Debido a esta sensibilidad, es que no se debe interpretar la región 19 como un *Seyfert*, sino, como un valor atípico, es decir, que se desvía de la tendencia general del conjunto de datos.

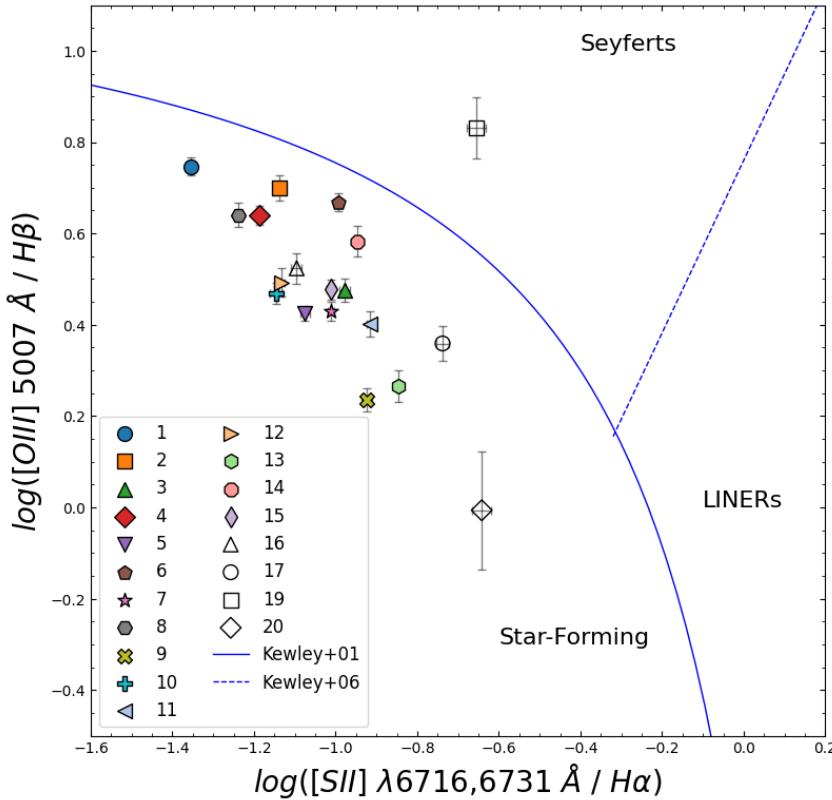


Figura 6.2: Diagrama BPT ([Baldwin et al., 1981](#)) para las 19 regiones de formación estelar de NGC 1313 estudiadas en este trabajo. En este caso, utilizando las razones de líneas [OIII]/ $H\beta$  en función de [SII]/ $H\alpha$ . La línea continua azul representa el límite propuesto por [Kewley et al. \(2001\)](#) para diferenciar entre AGN y formación estelar, mientras que la discontinua azul representa el límite de [Kewley et al. \(2006\)](#) para diferenciar entre los dos tipos de AGN.

### Diagrama WHAN

En la Figura 6.3 se presenta el diagrama WHAN para las regiones estudiadas en este trabajo. Se observa que todas las regiones son ionizadas debido a la presencia de estrellas jóvenes asociadas a regiones HII. Por ello, se descarta que la ionización de la región #19 se

asocie a características de *Seyfert*, y se corrobora que correspondía sólo a un valor atípico con respecto a la intensidad de la línea [OIII]  $\lambda 5007\text{\AA}$ .

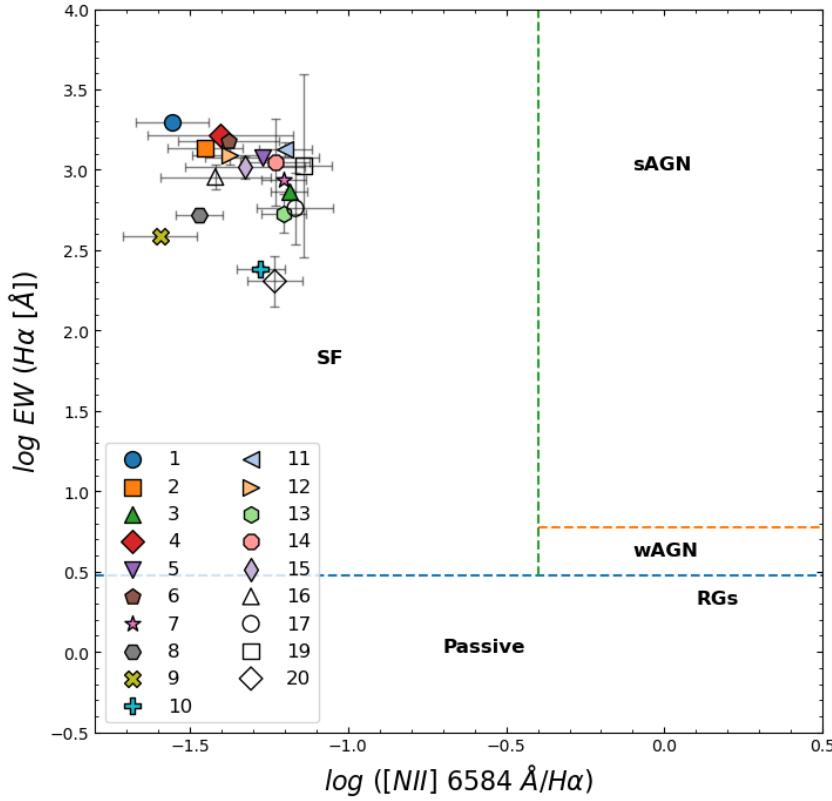


Figura 6.3: Diagrama WHAN ([Cid Fernandes et al., 2011](#)) para las 19 regiones de formación estelar observadas en NGC 1313. La línea discontinua verde representa el límite de separación entre AGN y formación estelar, mientras que la línea discontinua naranja representa la división entre un AGN intenso y otro débil. La línea discontinua azul separa entre formación estelar y galaxias pasivas.

Con esto, nuestros resultados sugieren que las regiones observadas en NGC 1313 corresponden a regiones de formación estelar (regiones HII).

## 6.2. Densidades electrónicas

Dado que la emisión en el doblete de [SII] se observó en las 19 regiones HII, se pudo estimar la razón RS2 en todas las regiones. Sin embargo, existen seis regiones que presentan valores de RS2 por encima del límite propuesto por [Osterbrock and Ferland](#)

(2006) ( $RS2 > 1.43$ ). En aquellos casos, se asume un valor de densidad electrónica menor a  $10 \text{ cm}^{-3}$ . Para las 13 regiones que sí tenían la razón dentro del rango válido (en particular desde  $1.28 < RS2 < 1.43$ ), se pudo estimar la densidad electrónica. Los valores de RS2 y densidades electrónicas para las 19 regiones se muestran en la penúltima y última columna de la Tabla 6.3, respectivamente. Con esto, se encuentran valores para la densidad electrónica de NGC 1313 en el rango de  $n_e = 10 - 142.22 \text{ cm}^{-3}$ , y un promedio de  $n_e = 71 \text{ cm}^{-3}$ , lo que representa una baja densidad electrónica.

Si bien, los valores esperados para la densidad electrónica en sistemas con interacción, según Krabbe et al. (2014), debiesen estar en el rango de  $n_e = 24 - 532 \text{ cm}^{-3}$ , es importante notar si las propiedades de los sistemas analizados en su estudio tienen semejanza con las propiedades de NGC 1313. En particular, Krabbe et al. (2014) analiza pares de galaxias que están interactuando, en el caso de NGC 1313 es un sistema que no pertenece a un par de galaxias, ni tampoco a una fusión de tipo mayor. Además, la mayoría de galaxias que estudian son de tipo SA y no SB como NGC 1313, sin embargo, una galaxia de su muestra es SB y presenta una densidad electrónica media de  $n_e = 86 \text{ cm}^{-3}$  y una mediana de  $n_e = 60 \text{ cm}^{-3}$ , dentro del rango de  $n_e = 42 - 184 \text{ cm}^{-3}$  (galaxia AM-2058B). Valores consistentes con los obtenidos en este trabajo.

Recientemente, en el trabajo de Isobe et al. (2023) analizan la densidad electrónica del medio interestelar de galaxias con formación estelar en función del *redshift*, abarcando desde  $z = 0$  hasta  $z = 9$ , con datos de JWST/NIRSpec. En este estudio encuentran que galaxias con  $z = 0 - 1$  y con masas del orden de  $10^9 M_\odot$  muestran bajas densidades electrónicas, del orden de  $n_e = 10 - 100 \text{ cm}^{-3}$ . Mientras que al aumentar en *redshift*, en  $z = 4$  alcanzan valores  $n_e > 300 \text{ cm}^{-3}$ .

Por otra parte, en el estudio de Pharo et al. (2023) analizan las densidades electrónicas en galaxias enanas que presenten líneas de emisión. Abarcando un *redshift* de  $z=0-1$ . Los autores encuentran de igual manera que Isobe et al. (2023), los objetos con  $z < 1$  muestran bajas densidades electrónicas, de  $n_e \approx 25 \text{ cm}^{-3}$ , mientras que para  $z > 1$  encuentran densidades de  $n_e \approx 100 \text{ cm}^{-3}$ . Por lo que encontrar valores en un rango  $n_e \approx 10 - 142 \text{ cm}^{-3}$  está de acuerdo con la literatura considerando el bajo *redshift* de la galaxia NGC 1313.

En general, con respecto a los valores obtenidos en función de regiones HII, en el trabajo de Copetti et al. (2000) analizan 15 regiones galácticas, donde usan el calibrador RS2 para

estimar densidades electrónicas. En su estudio, los autores encuentran que la mitad de las regiones HII son más difusas y evolucionadas, mostrando bajas densidades promedio, del orden de  $n_e \approx 20 - 140 \text{ cm}^{-3}$ . Resultado en acuerdo con lo encontrado en esta tesis. Además, los autores mencionan que estas regiones galácticas tienen densidades globales similares a las de regiones HII extragalácticas gigantes, las cuales muestran un promedio de  $n_e \approx 150 \text{ cm}^{-3}$ . Por otro lado, en general los objetos estudiados por los autores muestran bajas densidades electrónicas, de  $n_e \approx 20 - 360 \text{ cm}^{-3}$ , lo que los lleva a sugerir que esas densidades son consistentes con los valores típicos encontrados para regiones HII gigantes extragalácticas. Encontrando incluso valores del orden de decenas de  $\text{cm}^{-3}$ . Incluso en la región local gigante NGC 604 de M33 la densidad promedio es de unas pocas decenas ( $n_e \approx 30 \text{ cm}^{-3}$ , [González Delgado and Pérez 2000](#)).

### 6.3. Edades de las regiones HII

En esta tesis se utilizaron los modelos de *Starburst99* para estimar las edades de las 19 regiones HII estudiadas, a través de la interpolación de los valores de ancho equivalente de H $\alpha$  observados con respecto a los valores del modelo.

De la Figura 4.4 se ve que el continuo estelar en estos espectros es casi despreciable con respecto a la fuerte intensidad con que se observan las líneas de emisión, esta información se interpreta como que las regiones han sido formadas por un estallido instantáneo de formación estelar, en vez de una formación estelar continua. Debido a que la emisión del gas ionizado sigue intensa y al contrario, la población estelar aún no es tan evolucionada como para generar un continuo estelar considerable. Una manera de cuantificar la fuerte emisión con respecto al continuo estelar, es analizando los valores obtenidos para el ancho equivalente de H $\alpha$  en estas regiones. Por ejemplo, para la región #1 que presentó el mayor ancho equivalente, se obtuvo un valor de  $\text{EW}(\text{H}\alpha) = 1962 \pm 48 \text{ \AA}$ , es decir, se requiere barrer al menos 1900 $\text{\AA}$  con la intensidad del continuo para alcanzar la misma intensidad de emisión de la línea de H $\alpha$ . Por otro lado, la región #20 fue la que presentó menor ancho equivalente, con un valor de  $\text{EW}(\text{H}\alpha) = 203 \pm 73 \text{ \AA}$  (ver Tabla 6.1).

En este sentido, se utiliza el modelo de la Figura 83 de *Starburst99* (ver Fig. 6.4) para estimar la edad de las regiones, adoptando la función de masa inicial de Salpeter, la cual

tiene una pendiente de  $\alpha = 2.35$  y abarca un rango de masas estelares desde 1 hasta  $100 M_{\odot}$ . En la sección 6.5 se calcularon los valores de abundancia de oxígeno, donde se obtiene un promedio de  $12 + \log(O/H) \approx 8.13$  con el método N2 para las 19 regiones HII. Con estos valores, se puede calcular la metalicidad  $Z$  de las regiones. Para ello, se relaciona con la metalicidad y abundancia de oxígeno del Sol, en este caso, se usan los valores obtenidos por [Allende Prieto et al. \(2001\)](#), considerando una metalicidad  $Z_{\odot} = 0.018$  y una abundancia de oxígeno de  $12 + \log(O/H)_{\odot} = 8.69$ . La metalicidad se calcula con la siguiente relación:

$$\begin{aligned} Z_{N2} &= Z_{\odot} \cdot 10^{(12+\log(O/H)-12+\log(O/H)_{\odot})} \\ &= 0.018 \cdot 10^{8.13-8.69} \\ &= 0.0049 \end{aligned} \tag{6.1}$$

obteniendo una metalicidad promedio de  $Z = 0.0049$  con el método N2. Con esto, se adopta una metalicidad promedio de  $Z = 0.005$  para las regiones HII observadas. Con respecto a los modelos de *Starburst99*, el valor más cercano al observado corresponde a la metalicidad  $Z = 0.004$ , el cual es usado para estimar las edades.

En la Figura 6.4 se presenta el modelo utilizado en esta tesis para estimar la edad de las regiones HII en NGC 1313. Los valores de  $\text{EW}(\text{H}\alpha)$  del modelo se interpolan con los valores de  $\text{EW}(\text{H}\alpha)$  observados, a través del subpaquete `Interpolate` de la librería `SciPy` en `Python 3.12`. Las incertezas se propagan utilizando el intervalo de confianza. En específico, para la región #19, se calculó un  $\text{EW}(\text{H}\alpha) \approx 1052 \text{ \AA}$ , pero con un error de  $\approx 1381 \text{ \AA}$ . Esto quiere decir que, si consideramos la cota inferior del  $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ , el valor quedaría negativo, puesto que el error es mayor que la medición. Es por esto que, para mantener el sentido astrofísico, el error de esta región se considera del 100 %, por lo que el intervalo de confianza abarca la misma edad de la región como cota superior y cota inferior. Este gran error es posiblemente debido a que el espectro de dicha región es uno de los que presenta menor intensidad en las líneas de emisión (con un flujo en  $\text{H}\alpha$  de aprox.  $0.2 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ ). Por lo que su medición se vuelve imprecisa, a diferencia de las otras regiones con emisiones más intensas (por ejemplo, con flujos en  $\text{H}\alpha$  de  $\approx 20$  o  $40 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ ).

Los resultados para las edades de las regiones varían desde 2.73 millones de años

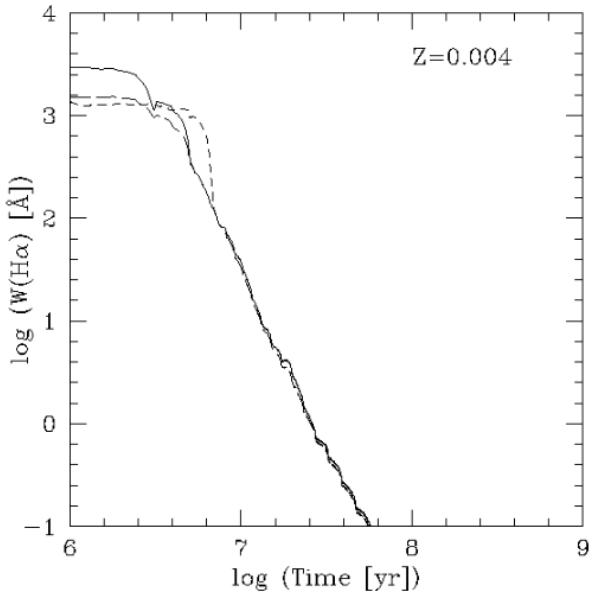


Figura 6.4: Ancho equivalente de  $\text{H}\alpha$  con respecto a la edad para el caso de una formación estelar instantánea. La metalicidad es de  $Z = 0.004$  y la masa total es de  $10^6 \text{ M}_\odot$ . La línea sólida representa un  $\alpha = 2.35$  y una masa límite superior de  $100 \text{ M}_\odot$ . La línea de trazos discontinuos largos representa un  $\alpha = 3.30$  y una masa límite superior de  $100 \text{ M}_\odot$ . La línea de trazos discontinuos cortos representa un  $\alpha = 2.35$  y una masa límite superior de  $30 \text{ M}_\odot$ . Figura extraída de los modelos de *Starburst99*.

(correspondiente a la región #1) hasta 6.02 millones de años (región #20), con un promedio de 4.2 millones de años de edad para las regiones HII observadas (listados en la Tabla 6.1). Estos resultados indican una formación reciente de estas regiones, mostrando edades menores a 10 millones de años, lo cual es lo que se esperaría obtener si se habla de regiones que se mantienen ionizadas por las estrellas tipo O y B formadas por el estallido de formación estelar, donde la vida de las regiones es dependiente de la vida de las estrellas que ionizan el medio. En específico, [Draine \(2011\)](#) indica que serían edades  $< 10$  millones de años. Así mismo, [Osterbrock and Ferland \(2006\)](#) mencionan que las estrellas tipo O con luminosidades muy altas, tienen vidas cortas, de aproximadamente  $4 \times 10^6$  años. En este sentido, con los resultados obtenidos en esta tesis, ocho regiones presentan edades menores a  $4 \times 10^6$  años, ocho regiones con edades entre  $4$  y  $5 \times 10^6$  años y tres regiones con edades mayores a  $5 \times 10^6$  años. Por lo que se puede corroborar según los valores obtenidos que estas regiones se componen de estrellas tipo O, lo esperado para regiones HII.

Por otro lado, estos resultados de edades jóvenes son coherentes con el hecho de que las regiones HII están asociadas a cúmulos estelares muy jóvenes. En este sentido, se espera que esta retroalimentación disipe fácilmente el gas circundante. De hecho, las regiones de

Tabla 6.1: Ancho equivalente de H $\alpha$  y edades estimadas a través del modelo Starburst99. Las incertezas de la edad son derivadas del intervalo de confianza según la incerteza del EW(H $\alpha$ ).

ID	EW(H $\alpha$ ) [Å]	Edad [ $\times 10^6$ años]
1	$1962.21 \pm 47.69$	$2.73^{+0.02}_{-0.02}$
2	$1353.83 \pm 99.93$	$3.33^{+0.46}_{-0.24}$
3	$731.58 \pm 25.12$	$4.74^{+0.03}_{-0.02}$
4	$1647.97 \pm 76.33$	$2.87^{+0.04}_{-0.03}$
5	$1195.84 \pm 48.56$	$3.65^{+0.19}_{-0.33}$
6	$1513.13 \pm 125.84$	$2.99^{+0.23}_{-0.11}$
7	$860.55 \pm 41.68$	$4.57^{+0.06}_{-0.07}$
8	$524.53 \pm 51.29$	$4.93^{+0.03}_{-0.03}$
9	$386.94 \pm 21.55$	$5.03^{+0.04}_{-0.03}$
10	$241.18 \pm 13.26$	$5.77^{+0.09}_{-0.11}$
11	$1341.01 \pm 137.48$	$3.40^{+0.30}_{-0.35}$
12	$1231.43 \pm 165.22$	$3.88^{+0.25}_{-0.68}$
13	$534.89 \pm 148.32$	$4.93^{+0.10}_{-0.14}$
14	$1116.47 \pm 691.81$	$3.25^{+1.74}_{-0.44}$
15	$1037.07 \pm 161.95$	$4.22^{+0.33}_{-0.55}$
16	$903.05 \pm 158.41$	$4.50^{+0.23}_{-0.35}$
17	$576.74 \pm 295.19$	$4.90^{+0.48}_{-0.35}$
19	$1052.48 \pm 1381.14$	$4.17^{+4.17}_{-4.17}$
20	$202.50 \pm 72.70$	$6.02^{+0.76}_{-0.61}$

formación estelar están quitando el gas de forma activa a una edad de aproximadamente  $10^6$  años (Krause et al., 2016), y están libres de gas denso desde unos pocos millones de años luego del inicio de la formación estelar, donde los mismos cúmulos expulsan o consumen su gas natal (Lada and Lada, 2003). En el estudio de Krause et al. (2016) también comentan que se ha demostrado que cúmulos masivos ( $> 10^5 M_\odot$ ) no presentan gas después de unos  $4 \times 10^6$  años. Además, en Bastian et al. (2014) muestran que para una muestra pequeña de  $10^6 M_\odot$  ya no hay gas presente entre  $4-15 \times 10^6$  años, lo cual es consistente con estudios anteriores de masas menores. Con esto, Krause et al. (2016) sugiere que alrededor de los  $4 \times 10^6$  años el gas puede haber sido expulsado, se puede haber desprendido más suavemente por un viento cargado de masa o también se ha transformado muy eficientemente en estrellas. Por lo tanto, los resultados obtenidos para las regiones HII de NGC 1313 restringidos a edades menores que  $6 \times 10^6$  años son esperables, puesto que se trataría de cúmulos muy jóvenes aún inmersos (o recién emergidos) en el gas que ellos mismos ionizan.

## 6.4. Masas estelares para las regiones HII

Al momento de interpolar los datos de EW(H $\alpha$ ) con los modelos de Starburst99 propuestos por [Leitherer et al. \(1999\)](#), se debe adoptar una masa estelar total fija para las regiones HII. El valor usado en el modelo es  $10^6 M_{\odot}$ , el cual es aceptado como un valor típico de regiones de formación estelar ([Osterbrock and Ferland, 2006](#)). Sin embargo, realizamos la estimación y obtenemos las masas estelares ( $M_{\star}$ ) para las 19 regiones de formación estelar estudiadas en NGC 1313. Así, a través de fotometría con las imágenes de Legacy Survey, se calcularon las masas para las regiones, expuestas en la Tabla 6.2.

Los valores obtenidos para las masas varían entre  $10^{4.24}$  a  $10^{5.70} M_{\odot}$ , donde el valor mínimo y máximo corresponden a las regiones #20 (en las nubes suroeste) y #10 (región más cerca del centro en el brazo noreste), respectivamente, con un promedio de  $10^{5.04} M_{\odot}$ . Esto quiere decir que las regiones presentan masas desde decenas hasta cientos de miles de masas solares en estrellas. Estos resultados son comparables en órdenes de magnitud a las masas estelares de grandes regiones de formación estelar, como por ejemplo la enorme región de formación estelar activa 30 Dorados ubicada en la Gran Nube de Magallanes, la cual presenta una masa estelar total de  $\sim 1.1 \times 10^5 M_{\odot}$ , y en particular para su cúmulo estelar joven y masivo R136, el cual presenta una masa estelar de  $\sim 5.0 \times 10^4 M_{\odot}$  ([Doran et al., 2013](#)).

Además, estos resultados son consistentes con lo encontrado por [Finn et al. \(2024a\)](#), donde los autores mencionan que NGC 1313 es muy eficiente formando cúmulos masivos, al notar que forma más cúmulos estelares masivos ( $M_{\star} > 10^4 M_{\odot}$ ) que NGC 7793, otra galaxia espiral de masa y propiedades físicas similares.

Si bien, las masas estelares de las regiones observadas son aproximadamente un orden de magnitud menos masivas que lo propuesto por [Leitherer et al. \(1999\)](#) en los modelos de SB99 (del orden de  $10^6 M_{\odot}$ ). Es importante destacar que ese valor de masa corresponde a una normalización para posteriormente estimar las edades. Además, considerando que las magnitudes pueden ser más luminosidas (al ser una cota inferior), las regiones también pueden ser levemente más masivas. Por lo que se considera de igual manera la masa estelar total  $10^6 M_{\odot}$  del modelo SB99.

Tabla 6.2: Magnitudes corregidas por extinción, magnitudes absolutas y masas para las regiones HII.

ID	$m_g^{*a}$	$m_i^{*a}$	$M_i^{*b}$	Masa <sup>*c</sup> $\log(M_*)[M_\odot]$
1	$16.13 \pm 0.01$	$16.71 \pm 0.01$	$-11.40 \pm 0.01$	$5.31 \pm 0.01$
2	$17.09 \pm 0.01$	$17.11 \pm 0.01$	$-11.00 \pm 0.01$	$5.54 \pm 0.01$
3	$16.77 \pm 0.01$	$16.77 \pm 0.01$	$-11.3 \pm 0.01$	$5.68 \pm 0.01$
4	$16.86 \pm 0.01$	$17.23 \pm 0.01$	$-10.89 \pm 0.01$	$5.25 \pm 0.01$
5	$16.32 \pm 0.01$	$16.79 \pm 0.01$	$-11.33 \pm 0.01$	$5.35 \pm 0.01$
6	$16.82 \pm 0.01$	$17.16 \pm 0.01$	$-10.96 \pm 0.01$	$5.30 \pm 0.01$
7	$18.34 \pm 0.01$	$18.57 \pm 0.01$	$-9.54 \pm 0.01$	$4.80 \pm 0.01$
8	$17.74 \pm 0.01$	$17.87 \pm 0.01$	$-10.24 \pm 0.01$	$5.15 \pm 0.01$
9	$16.52 \pm 0.01$	$16.63 \pm 0.01$	$-11.48 \pm 0.01$	$5.67 \pm 0.01$
10	$17.37 \pm 0.01$	$17.14 \pm 0.01$	$-10.98 \pm 0.01$	$5.70 \pm 0.01$
11	$18.15 \pm 0.01$	$18.43 \pm 0.01$	$-9.68 \pm 0.01$	$4.83 \pm 0.01$
12	$18.65 \pm 0.01$	$18.92 \pm 0.01$	$-9.19 \pm 0.01$	$4.63 \pm 0.01$
13	$18.82 \pm 0.01$	$18.94 \pm 0.01$	$-9.17 \pm 0.01$	$4.74 \pm 0.01$
14	$20.16 \pm 0.01$	$19.74 \pm 0.01$	$-8.37 \pm 0.01$	$4.79 \pm 0.01$
15	$18.08 \pm 0.01$	$18.54 \pm 0.01$	$-9.58 \pm 0.01$	$4.66 \pm 0.01$
16	$18.85 \pm 0.01$	$19.17 \pm 0.01$	$-8.94 \pm 0.01$	$4.50 \pm 0.01$
17	$18.78 \pm 0.01$	$18.62 \pm 0.01$	$-9.49 \pm 0.01$	$5.06 \pm 0.01$
19	$19.90 \pm 0.01$	$19.81 \pm 0.01$	$-8.30 \pm 0.01$	$4.53 \pm 0.01$
20	$19.74 \pm 0.01$	$19.97 \pm 0.01$	$-8.14 \pm 0.01$	$4.24 \pm 0.01$

<sup>a</sup> Magnitud aparente corregida por extinción ([Calzetti et al., 2000](#)) en banda  $g$  e  $i$  de Legacy Survey.

<sup>b</sup> Magnitud absoluta en banda  $i$  de Legacy Survey.

<sup>c</sup> Masa estelar estimada con el método de [Taylor et al. \(2011\)](#).

\* Las incertezas asociadas a las magnitudes aparentes se obtienen de la imagen de peso de Legacy para cada filtro y para cada apertura. Luego se propagan las incertezas para las masas estelares.

Tabla 6.3: Distancias desproyectadas, calibradores semi-empíricos, abundancias de oxígeno y densidades electrónicas para las regiones de formación estelar en NGC 1313 observadas en este trabajo.

ID	r [kpc] <sup>a</sup>	O3N2	N2	O3N2 <sup>e</sup>	12+log(O/H) <sup>b</sup>	N2 <sup>c</sup>	RS2 <sup>c</sup>	$n_e$ [cm <sup>-3</sup> ] <sup>d</sup>
1	2.18	2.30 ± 0.12	-1.55 ± 0.11	-	8.02 ± 0.18 (± 0.07)	1.30 ± 0.03	120.68	
2	2.42	2.15 ± 0.12	-1.45 ± 0.11	-	8.07 ± 0.18 (± 0.07)	1.35 ± 0.03	70.99	
3	1.35	1.66 ± 0.06	-1.18 ± 0.05	8.18 ± 0.18 (± 0.03)	8.20 ± 0.17 (± 0.05)	1.57 ± 0.10	<10	
4	2.37	2.04 ± 0.23	-1.40 ± 0.22	-	8.10 ± 0.20 (± 0.11)	1.31 ± 0.03	110.29	
5	2.66	1.69 ± 0.18	-1.27 ± 0.17	8.17 ± 0.19 (± 0.05)	8.16 ± 0.19 (± 0.09)	1.32 ± 0.02	100.13	
6	4.19	2.05 ± 0.16	-1.37 ± 0.15	-	8.11 ± 0.18 (± 0.09)	1.32 ± 0.03	100.13	
7	4.83	1.63 ± 0.07	-1.20 ± 0.07	8.18 ± 0.18 (± 0.03)	8.19 ± 0.17 (± 0.05)	1.42 ± 0.05	9.99	
8	3.06	2.11 ± 0.08	-1.46 ± 0.07	-	8.06 ± 0.17 (± 0.06)	1.42 ± 0.03	9.99	
9	2.21	1.83 ± 0.12	-1.59 ± 0.11	-	8.01 ± 0.18 (± 0.07)	1.28 ± 0.05	142.22	
10	1.72	1.75 ± 0.08	-1.27 ± 0.07	-	8.15 ± 0.17 (± 0.05)	1.69 ± 0.13	<10	
11	6.92	1.60 ± 0.09	-1.19 ± 0.08	8.19 ± 0.18 (± 0.03)	8.19 ± 0.17 (± 0.05)	1.41 ± 0.04	18.17	
12	5.85	1.87 ± 0.12	-1.37 ± 0.11	-	8.11 ± 0.17 (± 0.07)	1.42 ± 0.05	9.99	
13	5.98	1.47 ± 0.08	-1.20 ± 0.07	8.22 ± 0.18 (± 0.03)	8.19 ± 0.17 (± 0.05)	1.56 ± 0.07	<10	
14	5.16	1.81 ± 0.12	-1.23 ± 0.11	-	8.17 ± 0.17 (± 0.06)	1.48 ± 0.08	<10	
15	7.71	1.80 ± 0.19	-1.32 ± 0.18	-	8.13 ± 0.19 (± 0.10)	1.46 ± 0.04	<10	
16	7.80	1.94 ± 0.18	-1.41 ± 0.17	-	8.09 ± 0.18 (± 0.09)	1.36 ± 0.07	61.71	
17	6.89	1.53 ± 0.13	-1.16 ± 0.12	8.21 ± 0.18 (± 0.03)	8.20 ± 0.17 (± 0.07)	1.37 ± 0.07	52.63	
19	6.02	1.97 ± 0.11	-1.14 ± 0.09	-	8.22 ± 0.17 (± 0.06)	1.44 ± 0.15	<10	
20	6.97	1.23 ± 0.16	-1.23 ± 0.08	8.27 ± 0.18 (± 0.04)	8.17 ± 0.17 (± 0.06)	1.31 ± 0.14	110.29	

<sup>a</sup> Distancia galactocéntrica desproyectada para las regiones de formación estelar desde el centro de NGC 1313, estimadas con el método propuesto por [Searano et al. \(2008\)](#).

<sup>b</sup> Abundancias de oxígeno estimadas con el método O3N2 y N2 propuestos por [Marino et al. \(2013\)](#). Incertezas propagadas con la librería [uncertainties](#).

<sup>c</sup> Razón de líneas  $[\text{SII}] \lambda 6716\text{\AA} / [\text{SII}] \lambda 6731\text{\AA}$ . Incertezas propagadas con la librería [uncertainties](#).

<sup>d</sup> Densidades electrónicas obtenidas con la tarea [tendem](#) de [IRAF](#).

<sup>e</sup> Los valores de incertezas dentro del paréntesis son considerando las incertidumbres asociadas a la medición en el flujo de las líneas de emisión junto con las incertidumbres del propio ajuste. Mientras que las incertezas fuera del paréntesis se estimaron considerando ambas incertezas junto con la dispersión del calibrador.

## 6.5. Abundancias de oxígeno

Los valores de las abundancias de oxígeno obtenidas con ambos métodos (O3N2 y N2) se presentan en la Tabla 6.3. Los valores de abundancias estimados con el calibrador O3N2 que superaban el límite de [Marino et al. \(2013\)](#) ( $1.1 < \text{O3N2} < 1.7$ ) no fueron considerados, puesto que según los autores no son confiables los valores mayores a 1.8 en el ajuste mencionado. En cambio, con el método N2 se obtuvieron valores dentro del límite para las 19 regiones HII observadas, por lo que los análisis de esta tesis desde ahora se realizan considerando los valores de abundancia de oxígeno estimados con el método N2. Las incertezas en los ajustes son asociadas a la medición de flujos de las líneas de emisión, las incertezas de las propias ecuaciones (5.24 y 5.25) y también considerando la dispersión propia de los calibradores ( $\pm 0.18$  dex para O3N2 y  $\pm 0.16$  dex para N2).

Se obtienen abundancias de oxígeno con el método N2 en el rango de  $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.01 \pm 0.18$  para la región menos metálica (#9 localizada en el principio del brazo noreste) hasta  $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.22 \pm 0.17$  para la región más metálica (#19 localizada entre las dos nubes moleculares de la zona suroeste del sistema). De esta manera, la abundancia química promedio del sistema es  $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.133 \pm 0.04$  y la mediana es  $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.153$  (no se estima el error de la mediana, puesto que se calcula para notar la tendencia de las abundancias sin verse afectada por los valores atípicos como en el promedio). Con estos resultados, se encuentra que el sistema NGC 1313 tiene abundancias de oxígeno sub-solares (comparando con el valor de abundancia de oxígeno solar  $12+\log(\text{O}/\text{H})_{\odot} = 8.69$ , [Allende Prieto et al. 2001](#)). Estos valores de abundancia son sistemáticamente menores a los encontrados por otros autores. Por ejemplo, en el estudio de [Pagel et al. \(1980\)](#) encuentran una abundancia de oxígeno de  $12+\log(\text{O}/\text{H}) \approx 8.26 \pm 0.07$ , a través del método directo con la temperatura electrónica. Un par de años más tarde, [Walsh and Roy \(1997\)](#) estiman una abundancia de oxígeno de  $12+\log(\text{O}/\text{H}) \approx 8.4 \pm 0.1$  utilizando para algunas regiones el método directo con la temperatura electrónica y para el resto el calibrador  $R_{23}$ . Finalmente, el valor más reciente para la abundancia de oxígeno fue estimado por [Hadfield and Crowther \(2007\)](#) donde a través del método directo obtienen temperaturas y densidades electrónicas, y encuentran un promedio de abundancia de  $12+\log(\text{O}/\text{H}) \approx 8.26 \pm 0.06$ , y los autores mencionan que esta propiedad se muestra como una metalicidad intermedia entre la Gran y Pequeña Nube de Magallanes, donde se observan valores de  $12+\log(\text{O}/\text{H}) \approx 8.37 \pm 0.32$  y  $8.13 \pm 0.1$  ([Russell and Dopita, 1990](#)).

Si bien, los resultados obtenidos en este trabajo son valores diferentes a los de la literatura, la tendencia sí es comparable, puesto que se habla de abundancias sub-solares. Sin embargo, la diferencia se puede deber a los diferentes métodos usados, donde en esta tesis se utilizan calibradores semi-empíricos, mientras que los valores mencionados son estimados a través de métodos directos, al obtener la temperatura electrónica con la línea auroral [OIII]  $\lambda 4363\text{\AA}$ .

### 6.5.1. Gradientes de abundancia de oxígeno

En este trabajo, se analizaron los gradientes de abundancia de oxígeno utilizando los calibradores O3N2 y N2, propuestos por [Marino et al. \(2013\)](#). Para ello, se utilizaron las distancias radiales en [kpc] medidas con el método de distancias desproyectadas de [Scarano et al. \(2008\)](#) detallado en la sección 5.7.2.

En la Figura 6.5 se puede observar la distribución radial de la abundancia de oxígeno en el sistema NGC 1313, donde en el panel superior se muestran los dos campos de la galaxia observados con el filtro de H $\alpha$  junto a una barra de color que indica los valores de abundancias de oxígeno para cada región, para analizar los resultados obtenidos según la zona en donde se observan en la galaxia. Mientras que en el panel inferior de la Figura 6.5 se muestra la distribución radial de las abundancias estimadas, las cuales abarcan distancias desde 1.35 kpc hasta 7.80 kpc desde el centro de la galaxia. Se realiza un ajuste lineal (representado por la línea azul) a los datos a través de la librería `numpy` con el método `polyfit`, el cual realiza un ajuste de mínimos cuadrados y obtiene la incertezza de las pendientes y los interceptos a través de la matriz de covarianza, considerando las incertezas asociadas a los valores de abundancia. Al analizar todas las regiones en un solo ajuste lineal, se puede observar que la tendencia indica que las regiones más lejanas de la galaxia contienen una abundancia levemente mayor que las regiones centrales, produciendo un gradiente invertido con una pendiente de  $\beta = 0.0116 \pm 0.0064 \text{ dex kpc}^{-1}$  con intersección en  $12+\log(\text{O/H})=8.083 \pm 0.032$ . Esto quiere decir que, si se consideran todas las regiones en un mismo ajuste, la abundancia de oxígeno aumenta levemente con la distancia galactocéntrica. En particular, las regiones #1 y #9 son las menos metálicas y se ubican relativamente cerca del centro, pero en regiones de alta emisión de H $\alpha$  en los brazos de NGC 1313. Sin embargo, regiones cercanas a estas dos mencionadas, un poco más al centro de la galaxia, muestran valores más altos de abundancias. En el brazo noreste en general se puede observar una

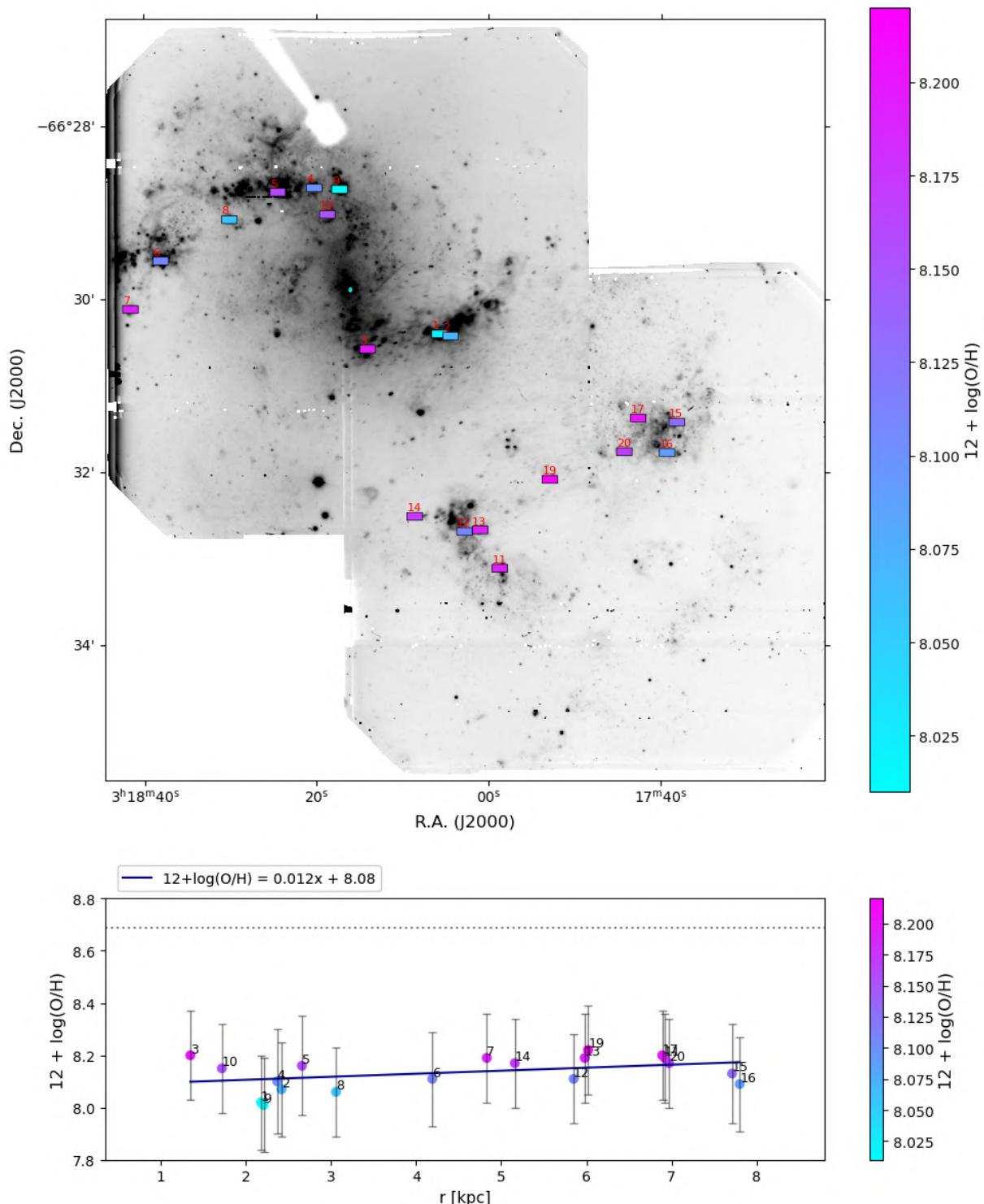


Figura 6.5: Gradiente radial de abundancia de oxígeno calculado con el método N2 propuesto por [Marino et al. \(2013\)](#) para las 19 regiones de formación estelar estudiadas en este trabajo. En el panel superior se grafica la galaxia NGC 1313 observada en  $H\alpha$  para los dos campos estudiados en esta tesis, donde se añade una barra de color representando la abundancia de oxígeno en cada región. El norte está hacia arriba y el este a la izquierda. El centro de la galaxia desde donde se estimaron las distancias a las regiones se muestra con un punto cian. En el panel inferior se grafica el gradiente radial del sistema, donde las incertezas fueron propagadas con la librería `uncertainties` considerando las incertezas en la medición de flujo de las líneas (calculado con la librería `LiMe`) y las dispersiones asociadas al propio método. La pendiente y la intersección se calcula mediante la librería `numpy` con `polyfit`. La línea punteada representa el valor de abundancia de oxígeno solar ( $12 + \log(O/H) = 8.69$ , [Allende Prieto et al. 2001](#)).

distribución sin una tendencia clara, sin embargo, en las nubes moleculares al suroeste del sistema es donde se encuentran las abundancias más altas, siendo la región #19 la más abundante, localizada entre las nubes de la región suroeste de NGC 1313.

Es importante destacar que el error asociado a la pendiente y el punto cero de los ajustes, se calculan propagando el error en la medición de flujo y también ingresando en cuadratura la dispersión del calibrador (0.16 dex, [Marino et al. 2013](#)). Sin embargo, como dicha dispersión aumenta la incertezas, se complica la determinación de un gradiente plano, positivo o negativo, ya que al considerar las incertezas, los tres casos pueden ser posibles. Es por ello que, en la Tabla 6.4 se listan las pendientes y puntos cero para los diferentes ajustes realizados en el sistema, a su vez mostrando los valores considerando sólo la incertezas en la medición de flujo entre paréntesis.

Tabla 6.4: Pendientes e interceptos calculados para los diferentes ajustes realizados en el gradiente de abundancia de oxígeno de NGC 1313.

Gradiente	Ajuste	Pendiente <sup>a</sup>	Intercepto <sup>a</sup>
Radial	Galaxia y nubes	0.0116 ± 0.0064 (0.0113 ± 0.0064)	8.083 ± 0.032 (8.097 ± 0.032)
	Sólo galaxia	0.0088 ± 0.0216 (0.0065 ± 0.0202)	8.085 ± 0.063 (8.105 ± 0.059)
	Sólo nubes suroeste	-0.0177 ± 0.0175 (-0.0111 ± 0.0174)	8.281 ± 0.116 (8.246 ± 0.113)
	Brazo noreste	-0.0215 ± 0.0262 (-0.0208 ± 0.0260)	8.057 ± 0.072 (8.069 ± 0.071)
	Brazo y nubes suroeste	0.0073 ± 0.0086 (0.0064 ± 0.0082)	8.113 ± 0.047 (8.130 ± 0.043)
	Brazo suroeste	-0.1204 ± 0.0532 (-0.1226 ± 0.0456)	8.3208 ± 0.102 (8.326 ± 0.081)
Galactocéntrico	Nubes suroeste	-0.0091 ± 0.0134 (-0.0045 ± 0.0130)	8.221 ± 0.083 (8.201 ± 0.078)

<sup>a</sup> Las incertezas son calculadas considerando la incertezas en la medición del flujo y también la dispersión del calibrador N2 (0.16 dex, [Marino et al. 2013](#)). Mientras que las incertezas dentro del paréntesis corresponden a la propagación sólamente considerando las incertezas en la medición de flujo.

Las regiones del sector suroeste muestran abundancias sistemáticamente más altas que las del cuerpo principal de NGC 1313. Esto provoca un gradiente positivo global, el cual surge porque las regiones HII externas al suroeste, a mayores radios (5-8 kpc), tienen valores de  $12+\log(\text{O}/\text{H}) \approx 8.10 - 8.22$ , con un promedio de  $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.16 \pm 0.05$

(propagando errores de calibrador para N2), mientras que las regiones en el cuerpo principal de la galaxia (1.5 a 5 kpc, principalmente final de barra y brazos), presentan valores ligeramente inferiores, con  $12+\log(\text{O/H}) \approx 8.01 - 8.20$ , y un promedio de  $12+\log(\text{O/H}) = 8.11 \pm 0.05$ .

A continuación, realizamos dos ajustes diferentes: uno para la galaxia principal (regiones #1 a #10) y otro ajuste para las regiones del sector suroeste (regiones #11 a #20). Esto se puede observar en la Figura 6.6, donde si no se propaga la incertezza del calibrador, ahora el gradiente tiene una tendencia a aplanarse pero se obtiene un gradiente con pendiente levemente positiva para el cuerpo principal de NGC 1313 ( $\beta = 0.0065 \pm 0.0202$  con intersección en  $12+\log(\text{O/H}) = 8.100 \pm 0.059$ ) y una pendiente levemente negativa para el sector suroeste ( $\beta = -0.0111 \pm 0.0174$  con intersección en  $12+\log(\text{O/H}) = 8.246 \pm 0.113$ ). Observando las intersecciones de los diferentes ajustes, se puede notar que del ajuste del brazo noreste, se obtienen valores menos abundantes químicamente a medida que nos acercamos al centro. Por otra parte, al observar la intersección del brazo suroeste, se nota que el centro sería más abundante, en contraste a la intersección del brazo noreste. Sin embargo, también es importante destacar que para el brazo suroeste sólo observamos tres regiones, por lo que nuestros resultados pueden estar sesgados por la poca cantidad de regiones. Ahora bien, si se considera la incertezza asociada a los ajustes, ambos gradientes se pueden considerar como planos. Con estas separaciones, se detecta una distribución relativamente uniforme con variaciones locales: abundancias altas en el sector suroeste y una leve depresión entre  $\approx 2\text{-}3$  kpc. Esta tendencia está en acuerdo con estudios previos que sugerían que NGC 1313 carece de un gradiente radial pronunciado, en particular, en el trabajo de [Walsh and Roy \(1997\)](#). En su estudio, [Walsh and Roy \(1997\)](#) encuentran que la distribución global de la abundancia de oxígeno es esencialmente plana a lo largo del disco, y señalan que NGC 1313 es de las galaxias barradas más masivas que no presentan un gradiente radial. Si bien, los valores de abundancia de oxígeno en este trabajo son menores (8.0 – 8.2 a comparación de 8.4 obtenido por [Walsh and Roy 1997](#), posiblemente por los distintos métodos utilizados), aún así pueden respaldar la idea de un gradiente de abundancia poco pronunciado. En específico, detectando un ligero aumento en abundancias en la región suroeste del sistema.

Con el objetivo de analizar cómo se comporta la abundancia en cada brazo de la galaxia, se separan las abundancias creando un gradiente galactocéntrico. Dividiendo la galaxia en la parte noreste y suroeste de la galaxia (asociada al brazo noreste y al brazo

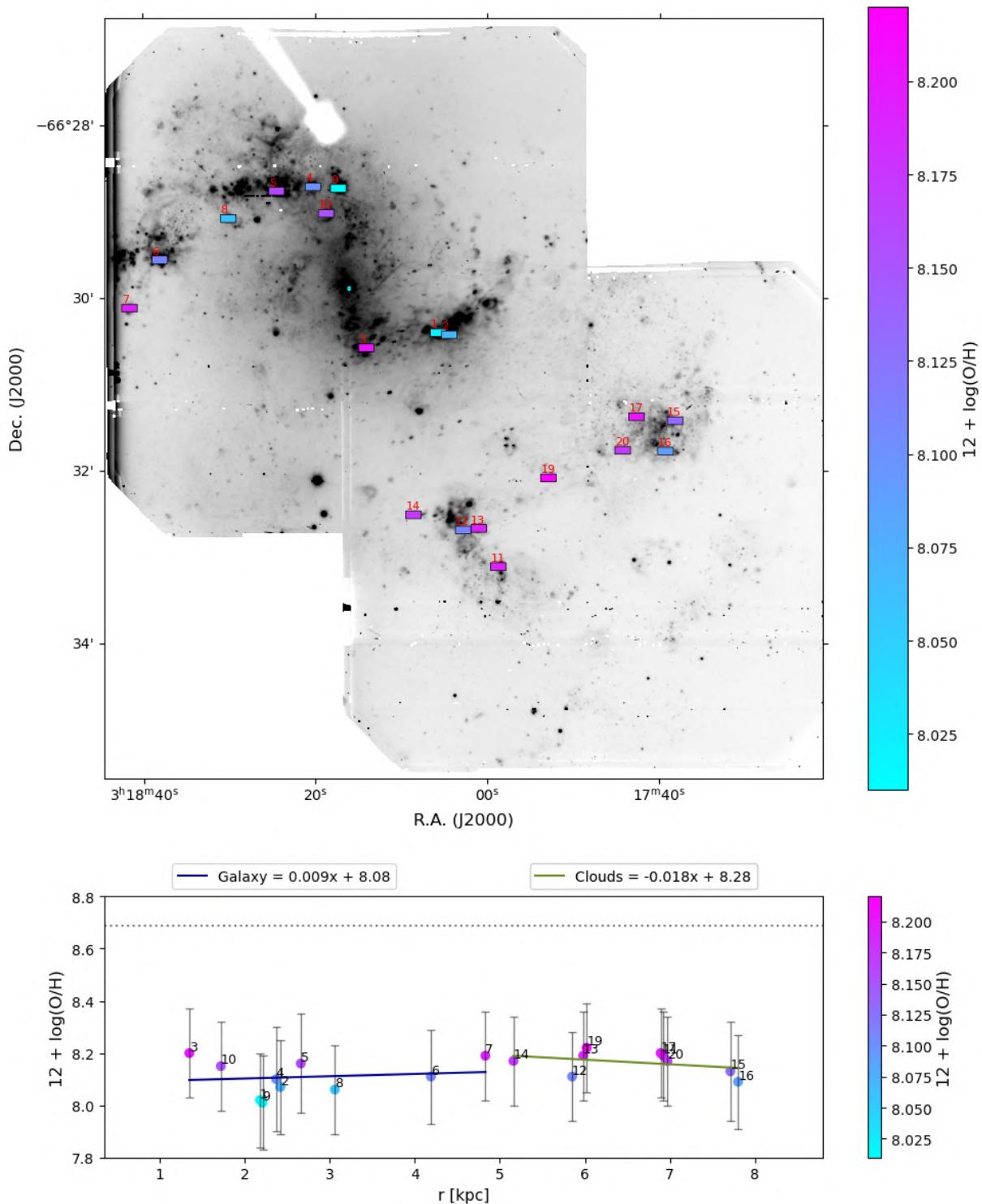


Figura 6.6: Mismas indicaciones que 6.5 pero ahora realizando dos ajustes: uno para la galaxia principal (regiones #1 a #10, etiquetado como “Galaxy”) y otro para netamente las regiones de formación estelar al suroeste del sistema (regiones #11 a #20, etiquetado como “Clouds”).

y nubes al suroeste), como se muestra en la Figura 6.7. Con este gradiente se puede observar que tanto el lado noreste como suroeste de la galaxia muestra que las regiones HII periféricas de la galaxia son más metálicas que el centro. En particular (sin considerar la dispersión del calibrador), para el brazo noreste del sistema se encuentra una pendiente de  $\beta=-0.0208\pm0.0260$  con un intercepto de  $12+\log(\text{O/H})=8.069\pm0.071$ , mientras que para la parte suroeste del sistema se encuentra una pendiente de  $\beta=0.0064\pm0.0082$  con intersección en  $12+\log(\text{O/H})=8.130\pm0.043$ .

Hasta el momento se ha analizado el gradiente considerando que las nubes moleculares al suroeste del sistema son parte de la galaxia como cuerpo principal, haciendo un solo ajuste para el brazo suroeste con tres regiones junto con las regiones de formación estelar ubicadas en las nubes suroeste. Sin embargo, de la imagen de NGC 1313 se puede notar que el cuerpo principal abarca los dos brazos espirales, pero que la región suroeste se puede considerar como una región externa a la galaxia, fuera del cuerpo principal. Separando las nubes del cuerpo principal, se realizan tres ajustes lineales diferentes en el gradiente, teniendo el brazo noreste, el cual ya ha sido ajustado por sí solo, pero ahora también, agregando un ajuste sólo para las tres regiones del brazo opuesto y otro ajuste para las regiones de las nubes moleculares al suroeste del sistema por sí solo. De esta manera, en la Figura 6.8 se refiere a los ajustes mencionados como “*Left*”, “*Right*” y “*Clouds*”, respectivamente. En estos ajustes (sin considerar la dispersión del calibrador), se observa que para el brazo suroeste la tendencia es que la región más cerca del centro sí es más metálica que las que se ubican al final del brazo (mostrando una pendiente de  $\beta=-0.1226\pm0.0456$  e intersección en  $12+\log(\text{O/H})=8.326\pm0.081$ ). Finalmente, las nubes moleculares muestran una pendiente relativamente más plana que las anteriores (con una pendiente de  $\beta=-0.0045\pm0.0130$  y un intercepto de  $12+\log(\text{O/H})=8.201\pm0.078$ ), lo que representa que todas las regiones tienen un valor de abundancia similar, y en este caso abarcan los valores más altos de abundancia encontrados.

Con el objetivo de analizar la relación entre los distintos parámetros, se grafican los gradientes con la imagen de NGC 1313 en  $\text{H}\alpha$  pero ahora cambiando la propiedad física en la barra de color a la derecha de la imagen, lo que permite observar las tendencias (o las no tendencias) dependiendo de la región de la galaxia en que se observa. De este modo, en la Figura 6.9 se grafica en la barra de color edad obtenida para las regiones, mientras que en el panel inferior se presenta el mismo gradiente expuesto en la Figura 6.5. Al observar las edades de las regiones según su distribución espacial en la galaxia, se puede notar que

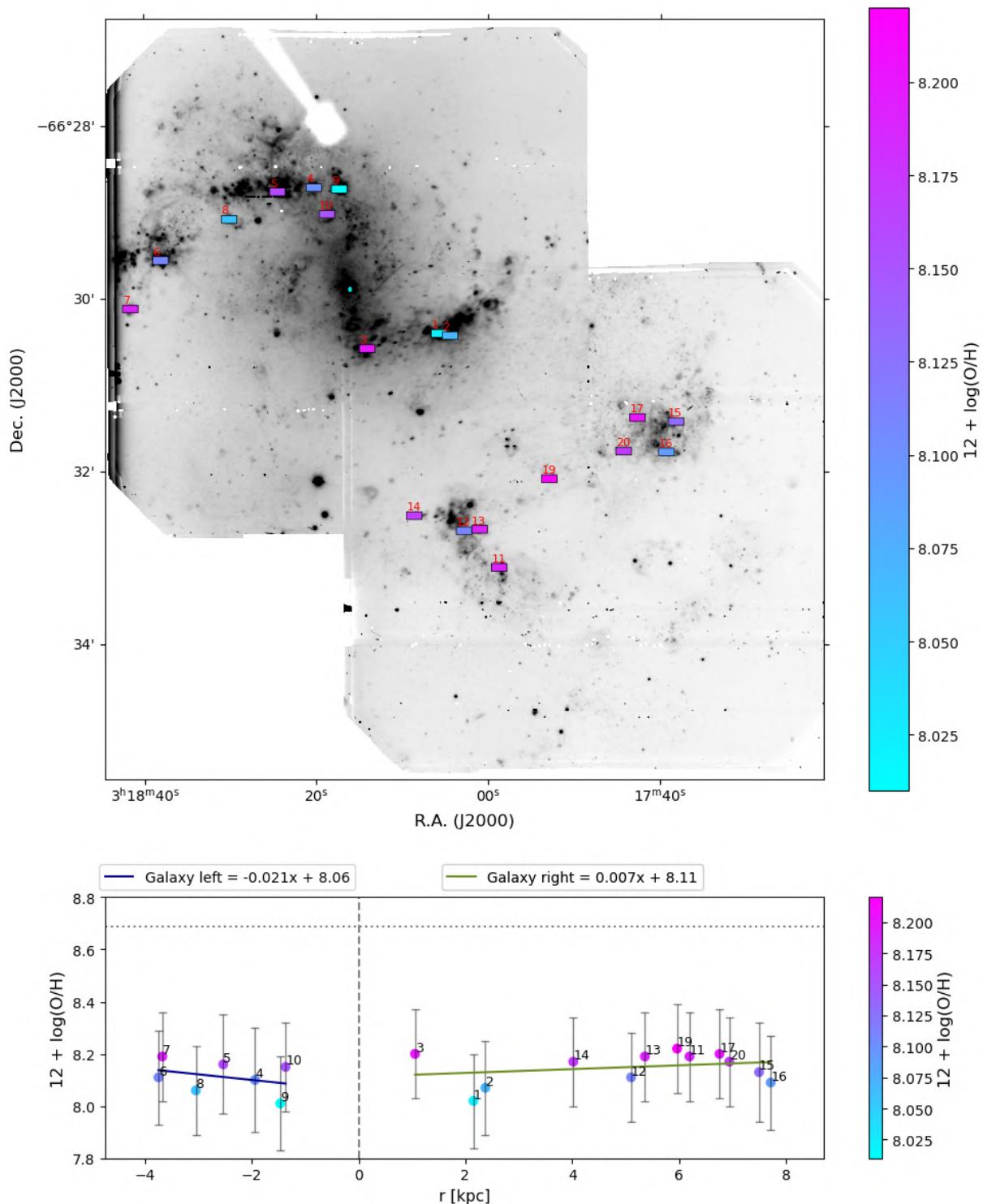


Figura 6.7: Gradiente galactocéntrico para las 19 regiones de formación estelar observadas en este trabajo, donde en el panel inferior se grafica una línea discontinua vertical en el centro de la galaxia. Se muestran los ajustes realizados para el brazo noreste de la galaxia (*galaxy left*) y para la región suroeste de la galaxia, abarcando el brazo suroeste junto con las dos estructuras de formación estelar (*galaxy right*). Mismas indicaciones que 6.5.

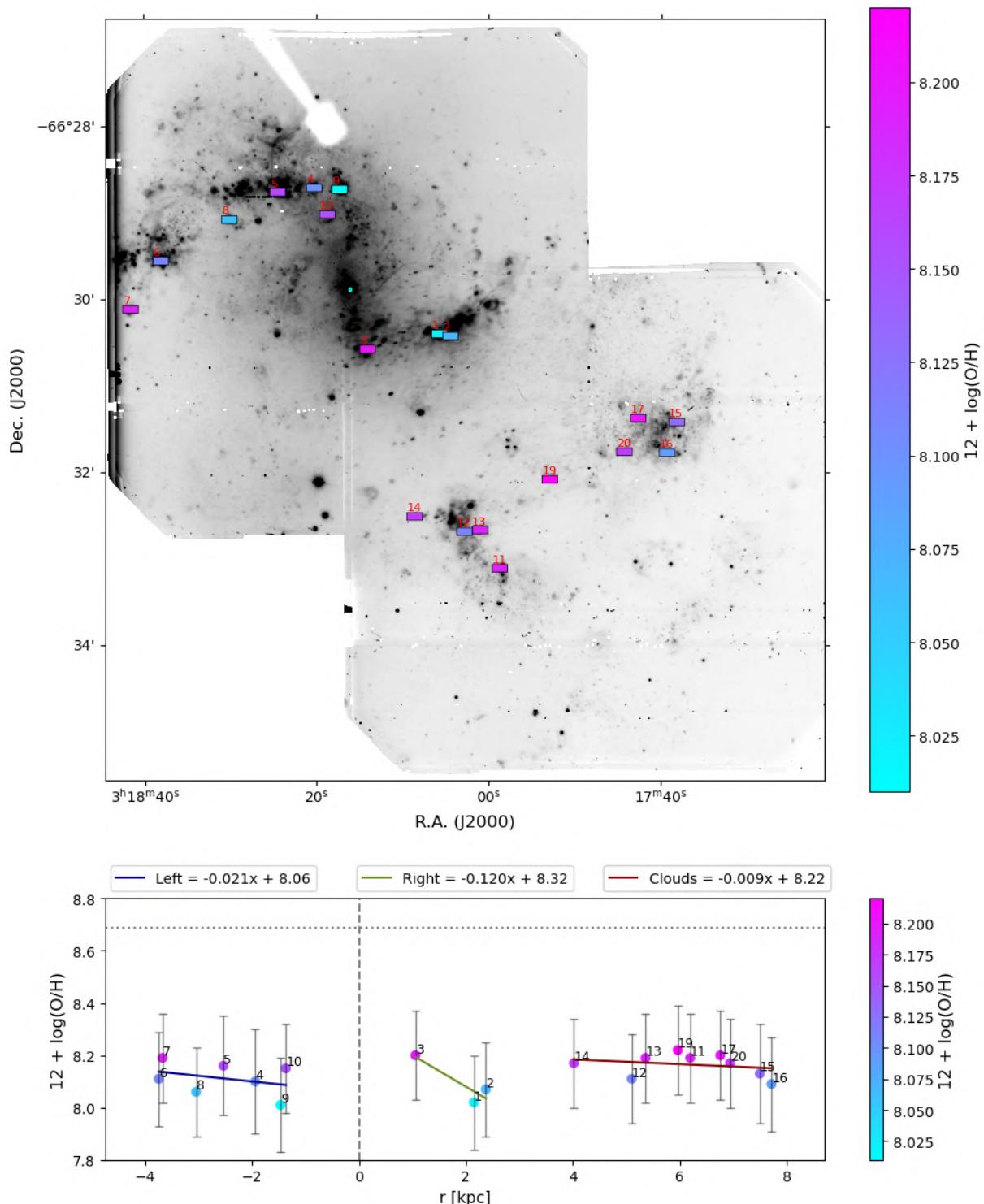


Figura 6.8: Gradiente galactocéntrico para las 19 regiones de formación estelar observadas en este trabajo, donde en el panel inferior se grafica una línea discontinua en el centro de la galaxia. Se muestran los ajustes realizados para el brazo noreste de la galaxia (*Left*), para el brazo suroeste (*Right*) y para las dos estructuras de formación estelar ubicadas al suroeste del sistema (*Clouds*). Mismas indicaciones que 6.5.

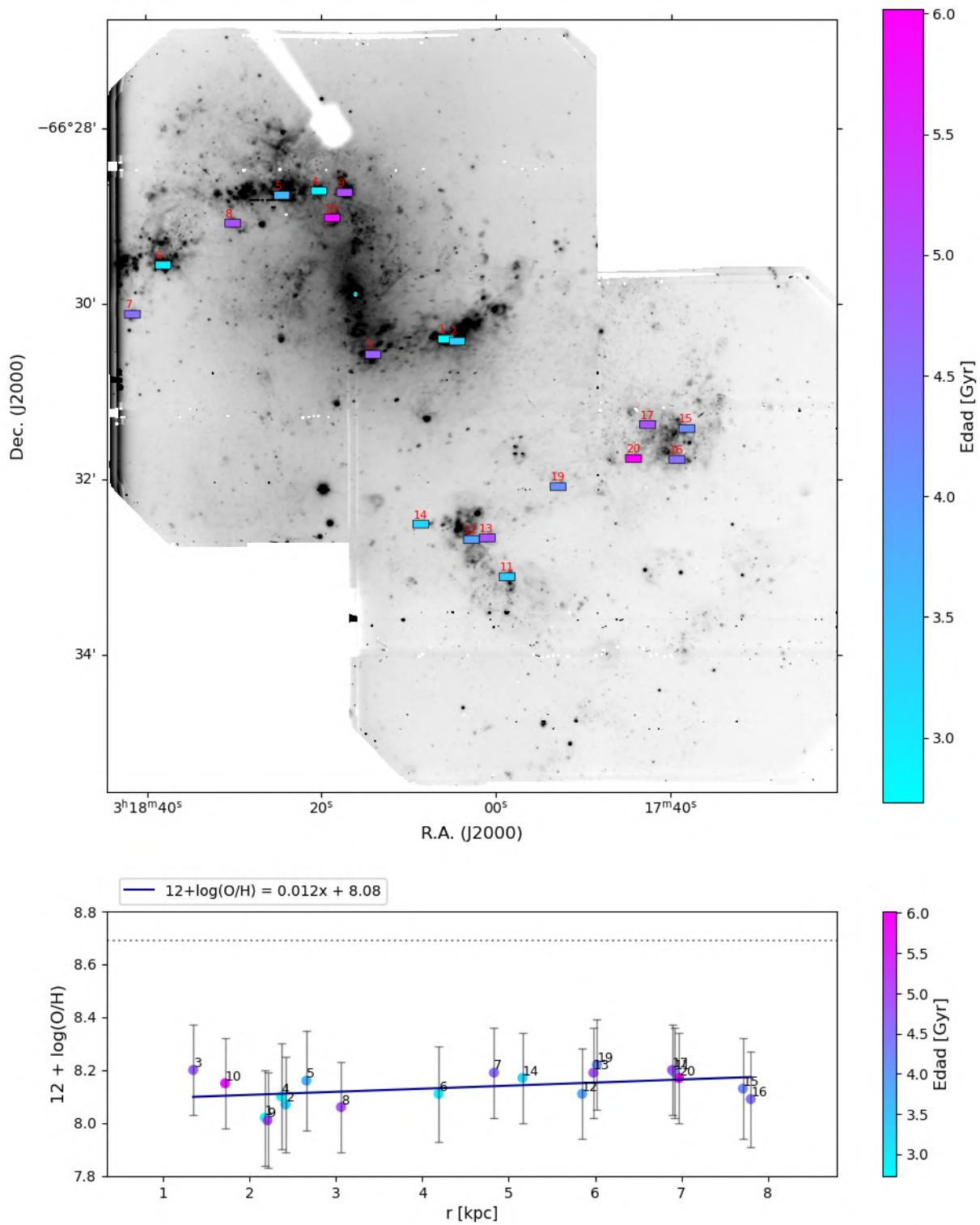


Figura 6.9: Mismas indicaciones que 6.5 pero ahora graficando en la barra de color la edad obtenida con los modelos de *Starburst99* (Leitherer et al., 1999) a través del EW(H $\alpha$ ).

las regiones #1, #4 y #6 son las regiones más jóvenes del sistema, con edades menores a  $3 \times 10^6$  años, y se localizan en las regiones de formación estelar ubicadas en los brazos de la galaxia. En general, no se observa una tendencia clara en el cuerpo principal de la galaxia. Sin embargo, sí se puede notar que las regiones ubicadas en las nubes moleculares al suroeste del sistema muestran edades mayores a  $3.25 \times 10^6$  años.

Por otra parte, en la Figura 6.10 se muestra la galaxia ahora considerando la masa como parámetro físico en la barra de color. Observando la imagen se puede notar que en el cuerpo principal de NGC 1313 se localizan las regiones más masivas estimadas en este trabajo (desde  $10^{4.80}$  hasta  $10^{5.70} M_{\odot}$ ), mientras que en la zona suroeste se localizan las regiones menos masivas (desde  $10^{4.24}$  hasta  $10^{5.06} M_{\odot}$ ).

Finalmente, al graficar la densidad electrónica en la barra de color sobre la imagen de NGC 1313 (ver 6.11), se observa que, en el cuerpo principal de NGC 1313 hay valores dentro de todo el rango de densidad electrónica obtenida, mientras que en la región suroeste la tendencia es a presentar valores menores de densidad electrónica. En específico, es la nube ubicada más al este en la zona suroeste, que se ubica en R.A  $03^h18^m00^s$ , la que presenta solamente valores entre  $n_e < 10 - 18$  (regiones #11 a la #14). Así como también la región #19 que se ubica entre las dos nubes.

En general, se observa una tendencia de gradiente plano, la cual indica una homogeneidad en la distribución de abundancias. Esto está de acuerdo con varios estudios que han encontrado gradientes planos como evidencia de galaxias en interacción. A modo de comparación, en la Figura 6.12 se presenta la distribución radial de NGC 1313 (mismo ajuste que Fig. 6.5) pero ahora junto con gradientes de otros sistemas en interacción: la galaxia espiral barrada NGC 55, con una masa estelar de  $3.0 \times 10^9$  (Medoff et al., 2025), la cual tiene una pendiente bastante similar y el mismo promedio en abundancia de oxígeno ( $12 + \log(O/H) \sim 8.13 \pm 0.18$ ; Magrini et al. 2017). También se incluyen tres sistemas en interacción más masivos (en el orden de  $\approx 10^{10} M_{\odot}$ ): la galaxia espiral barrada NGC 1512 (Bresolin et al., 2012), y las regiones observadas en las colas de NGC 92 (Torres-Flores et al., 2014) y NGC 6845 (Olave-Rojas et al., 2015). Se puede observar que, de manera consistente con la relación Masa-Metalicidad, estos sistemas más masivos muestran abundancias de oxígeno más altas. Sin embargo, se mantiene la misma tendencia de aplanamiento en el gradiente químico. Adicionalmente, se grafica la abundancia de oxígeno promedio estimada para la Gran y Pequeña Nube de Magallanes (*LMC* y *SMC*, respectivamente; Russell and

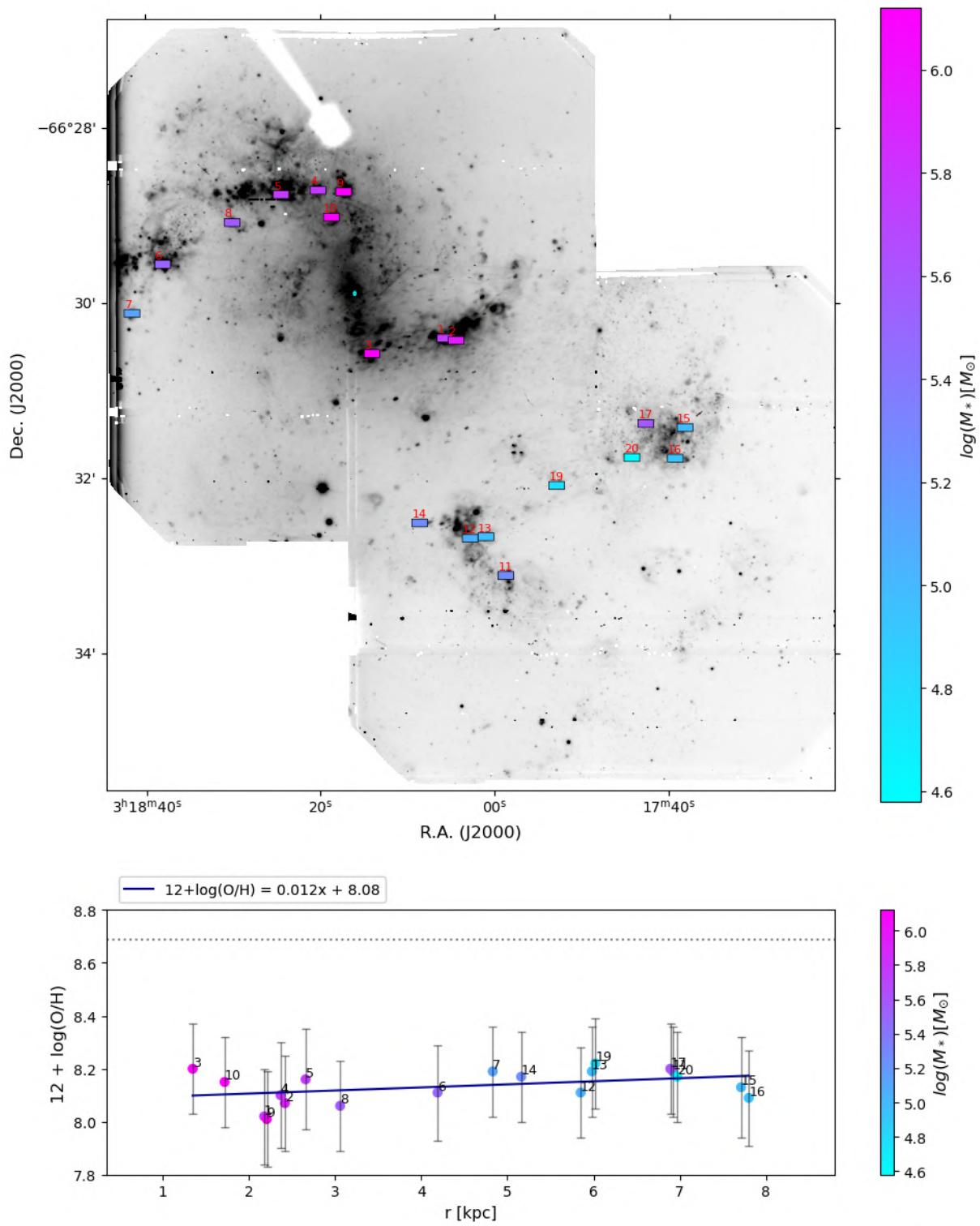


Figura 6.10: Mismas indicaciones que 6.5 pero ahora graficando en la barra de color las masas obtenidas siguiendo el procedimiento descrito en Taylor et al. (2011).

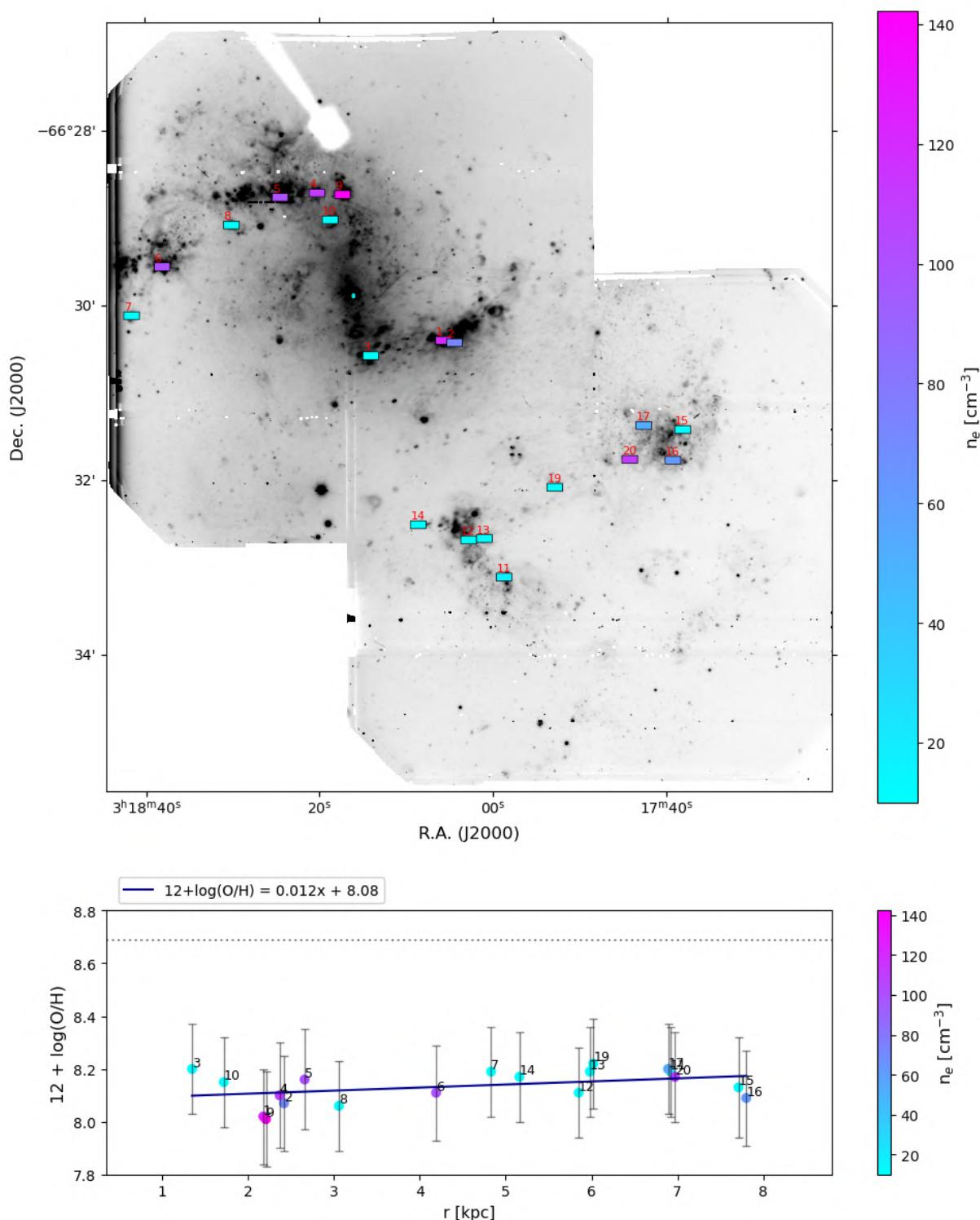


Figura 6.11: Mismas indicaciones que 6.5 pero ahora graficando en la barra de color la densidad electrónica obtenida con la tarea `temden` de IRAF.

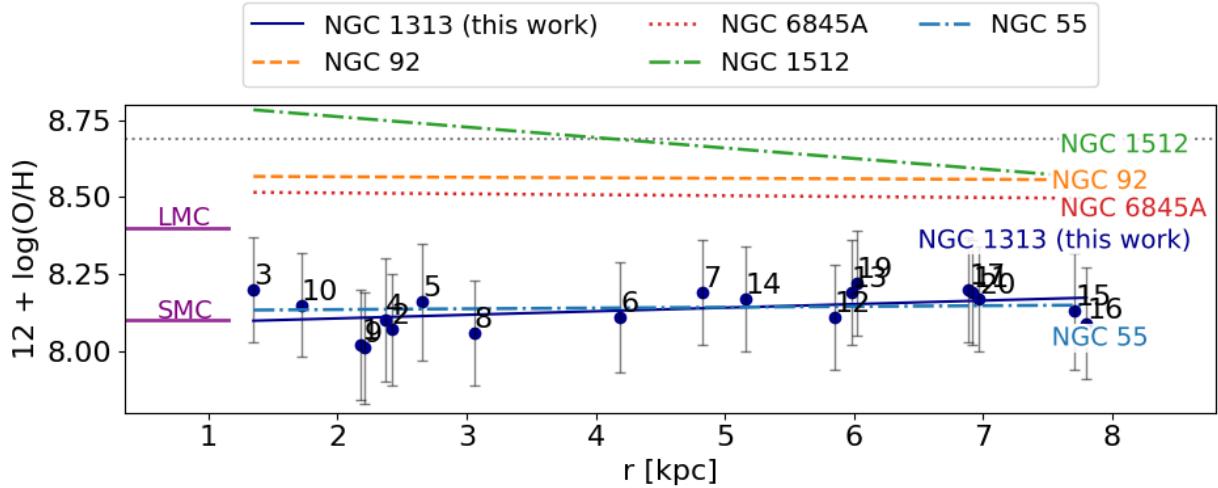


Figura 6.12: Gradiante radial de abundancia de oxígeno en NGC 1313. Los puntos representan las abundancias estimadas a través del método N2 para las 19 regiones estudiadas en este trabajo. Las barras de error representan las incertezas en las abundancias considerando el error en la medición del flujo y también la dispersión del calibrador (0.16 dex; [Marino et al. 2013](#)). Para comparar, se grafican las pendientes de diferentes sistemas en interacción, tales como NGC 92 ([Torres-Flores et al., 2014](#)), NGC 6845 ([Olave-Rojas et al., 2015](#)), NGC 1512 ([Bresolin et al., 2012](#)) y NGC 55 ([Magrini et al., 2017](#)). El promedio de abundancia estimado para la Gran y Pequeña Nube de Magallanes ([Russell and Dopita, 1990](#)) también se indican en el gradiante como referencia.

[Dopita 1990](#)). Con esto, se puede observar que, con respecto al promedio, la abundancia de oxígeno de NGC 1313 es similar a la estimada para la *SMC*.

## 6.6. Evidencia de poblaciones estelares jóvenes y masivas: *bumps* Wolf-Rayet

El gas presente en regiones HII se ve altamente ionizado por la población masiva y joven de estrellas detrás que está emitiendo en Ultra Violeta. Dentro de esta población estelar joven, también se puede esperar encontrar estrellas de tipo Wolf-Rayet (WR). Las Wolf-Rayet son estrellas calientes y luminosas que muestran un espectro dominado por líneas de emisión formadas en vientos estelares masivos. Estas estrellas son descendientes de la evolución de las estrellas más masivas de la secuencia principal: las estrellas tipo O. Para que esto ocurra, la estrella O progenitora debe tener al menos una masa de  $25 M_{\odot}$ . No obstante, las estrellas Wolf-Rayet tienen típicamente valores entre  $10-25 M_{\odot}$ , donde la discrepancia se debe a la pérdida de masa por vientos estelares de las mismas WR

y sus progenitoras, teniendo una tasa de pérdida de masa en el orden de  $10^{-5} M_{\odot} yr^{-1}$ . Dependiendo del elemento químico predominante, las estrellas WR se dividen en dos secuencias: la de nitrógeno (WN) y la de carbono (WC). En el primer caso, los vientos de estas estrellas son enriquecidos químicamente por los elementos producidos del ciclo CNO (quema de hidrógeno), mientras que para las estrellas WC es enriquecido por el proceso triple- $\alpha$  (quema de helio) (Gray and Corbally, 2009). Las estrellas Wolf-Rayet se pueden visibilizar en el espectro electromagnético si se está observando una región de un estallido instantáneo en un rango de edad de 3 a 5 Myr (Hadfield and Crowther, 2007), por lo que entregan información directa de que se está observando una formación estelar reciente.

Una manera de reconocer esta población en un espectro de región HII, es a través del Wolf-Rayet *bump*. Este fenómeno corresponde a una serie de líneas de emisión que, por falta de resolución espectral, no se pueden resolver cada una por sí sola, por lo que se ve un conjunto de líneas que están mezcladas (“blended”).

De trabajos como los realizados por García-Vargas et al. (1997) y Brinchmann et al. (2008), se sabe que los *bumps* de WR están presentes en dos regiones del espectro. En primera instancia el *bump* azul, el cual se observa en el rango de 4600-4680 Å y puede contener las líneas NIII  $\lambda\lambda\lambda 4634, 4641, 4642 \text{ Å}$ , CIII  $\lambda\lambda\lambda 4647, 4650, 4651 \text{ Å}$  y [FeIII]  $\lambda 4658 \text{ Å}$ . Luego, también se puede detectar la presencia de WR a través del *bump* rojo, presente en el rango 5650-5800 Å, aquí se observan las líneas de CIII  $\lambda 5696 \text{ Å}$  y las de CIV  $\lambda\lambda 5801, 5812 \text{ Å}$ .

En los espectros observados en esta tesis, se encontraron Wolf-Rayet *bumps* en dos espectros, tanto el *bump* rojo como el azul en ambos casos. Estas regiones son #5 y #7. En el panel superior e inferior de la Figura 6.13 se presentan los *bumps* azul y rojo de la región #5, respectivamente. Con estas características, se reafirma la formación estelar reciente ocurrida en este sistema, es decir, una formación in-situ.

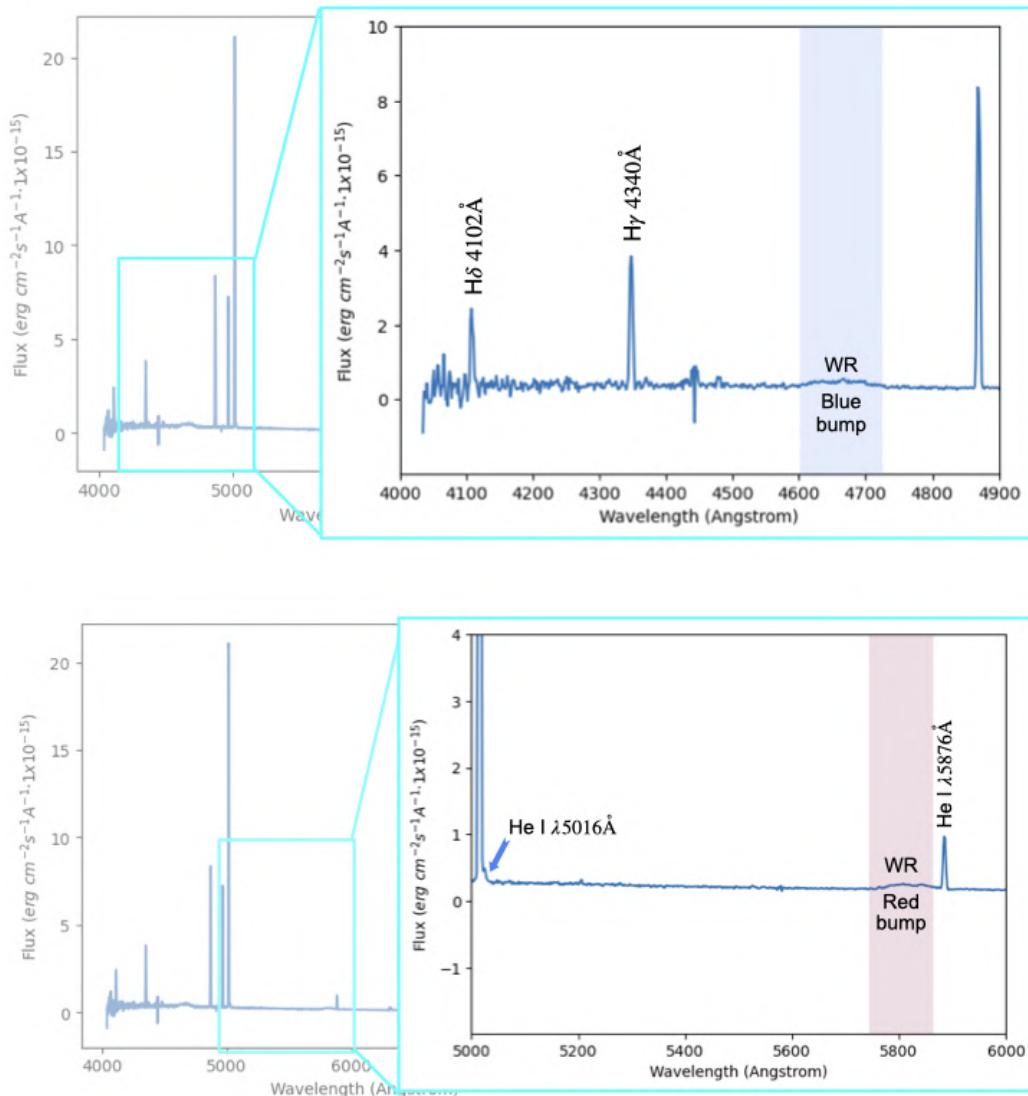


Figura 6.13: Espectros de la región #5 observada en esta tesis. En el panel superior e inferior se destacan los *bumps* azul y rojo, respectivamente, característicos de estrellas *Wolf-Rayet*.

# Capítulo 7

## Discusión

### 7.1. Principales propiedades físicas del sistema local NGC 1313

NGC 1313 es una galaxia tipo tardío con morfología peculiar, generalmente clasificada como una espiral barrada tipo magallánica SB(s)d. Debido a su masa y luminosidad se sitúa en el límite entre las galaxias espirales enanas/irregulares y una espiral tipo disco más desarrollada. De hecho, se le ha clasificado estar en una “transición” entre una SBm (espiral barrada tipo magallánica) y una SBc ([Walsh and Roy, 1997](#)). Esto ha provocado que la comparen con la Gran Nube de Magallanes (LMC), puesto que ambas muestran una barra prominente, una morfología irregular y una masa moderada, aunque por la estimación de [Calzetti et al. \(2015\)](#), NGC 1313 se muestra con una masa levemente menor ( $2.6 \times 10^9 M_{\odot}$ ). Además, según los resultados obtenidos en este trabajo, NGC 1313 tiene abundancia menor ( $12+\log(O/H) \approx 8.13 \pm 0.04$ ) que la LMC ( $12+\log(O/H) \approx 8.37 \pm 0.32$ , [Russell and Dopita 1990](#)). Incluso, los valores obtenidos tienen mayor semejanza con la abundancia de la SMC ( $12+\log(O/H) \approx 8.13 \pm 0.1$ , [Russell and Dopita 1990](#)).

Las regiones observadas en este trabajo, corresponden a regiones HII cuya fuente de ionización dominante es netamente por la fotoionización de estrellas masivas, es decir, una formación estelar reciente. Con respecto a la región #19, que se muestra como un valor atípico en los diagramas para determinar mecanismos de ionización, es importante

mencionar que esta región se localiza entre las dos nubes moleculares de la región suroeste del sistema. Observándola en la Figura 3.1 que utiliza diferentes filtros para crear el falso color, se puede notar que existe una región entre las nubes del suroeste que se observa totalmente verde, el cual es el color asignado a la emisión de [OIII]  $\lambda 5007\text{\AA}$ . Por lo que se sugiere que esta región puede presentar una intensa emisión en dicha longitud de onda, lo que hace que se presente como un valor atípico con una alta fotoionización por parte de [OIII]  $\lambda 5007 \text{ \AA}$ . Además, este comportamiento atípico puede explicarse por condiciones locales que alteraron la razón de líneas. Por ejemplo, al ubicarse en el sector suroeste, se podría asociar a la zona donde se sugiere que ocurrió una interacción con una satélite (Peters et al., 1994), así como también, se puede asociar a la supernova cercana SN 1978K, viéndose enriquecida de manera levemente diferente al resto de regiones. De hecho, la presencia de esta supernova trae consigo la presencia de *shocks* según lo mencionado por Ryder et al. (1993), por lo que quizás esos *shocks* pueden ser responsables de producir razones de línea similares a los de un AGN.

Según la densidad electrónica obtenida, esta presenta valores de baja densidad para las regiones HII. En los casos donde la razón RS2 excedió el límite de 1.43, se indica entonces una  $n_e$  menor a  $10 \text{ cm}^{-3}$ , y se considera que la región tiene una emisión nebulosa más difusa, donde la mayoría de esas regiones se encuentran en las partes fuera de la galaxia, como una de las nubes al suroeste. No obstante, existen 9 de 19 regiones que sí están dentro del rango de Krabbe et al. (2014) para la  $n_e$  en galaxias en interacción, donde en esta tesis, abarcan los valores de  $n_e \sim 52\text{-}142 \text{ cm}^{-3}$ . Los valores de densidad estimados en esta tesis son inferiores al rango propuesto por Krabbe et al. (2014), donde una probable explicación es que NGC 1313 no es un sistema de fusión mayor, sino una posible fusión menor (Peters et al. 1994; Silva-Villa and Larsen 2012), por lo que sus regiones HII no alcanzan densidades tan extremas. De hecho, encontrar un promedio de  $n_e \sim 70 \text{ cm}^{-3}$  está en acuerdo con lo encontrado para otras regiones de formación estelar, por ejemplo Jin et al. (2023) encuentra que la  $n_e$  promedio para N77A (una región de formación estelar ubicada en la SMC) presenta un valor de  $n_e \sim 43 \text{ cm}^{-3}$ , mientras que la región N456 (también de la SMC) presenta un valor de  $n_e \sim 114 \text{ cm}^{-3}$ . Por otro lado, el hecho de haber encontrado densidades bajas ( $<10\text{-}20 \text{ cm}^{-3}$ ) no es ilógico si se refiere a regiones HII en sistemas en interacción. Por ejemplo, en el estudio de Muñoz-Elgueta et al. (2018) encuentran varias regiones que también presentaron valores de  $\text{RS2}>1.43$ , y por ende densidades menores que  $10 \text{ cm}^{-3}$ , sin embargo, otra gran parte de su muestra de regiones HII sí cae dentro del rango propuesto por Krabbe et al. (2014).

Al observar las propiedades físicas de NGC 1313 con respecto a su distribución en la galaxia, se encuentra que, en general, las regiones al suroeste del sistema son menos masivas y menos densas, pero a la vez muestran edades ligeramente mayores y abundancias de oxígeno más altas. Por otro lado, las regiones en el cuerpo principal de la galaxia tienden a constituir el rango de las más masivas. Sin embargo, con respecto a las otras tres propiedades (edad, densidad electrónica y abundancia) no se muestra ningún patrón.

## 7.2. NGC 1313: Una población joven y masiva

Los valores obtenidos para las edades y las masas estelares de las regiones HII en NGC 1313, confirman una población joven y masiva. Lo cual es lo esperado, puesto que se eligieron dichas regiones en función de su emisión en la imagen de H $\alpha$ , por lo que se debía encontrar edades jóvenes. Además, si se habla de una galaxia con brotes de formación estelar, baja metalicidad y una intensa emisión en hidrógeno ionizado también es lo esperado, puesto que esto representa una población estelar joven dominada por estrellas masivas tipo O y B, las cuales emiten fuertemente en el UV. A su vez, esto implica una formación estelar reciente e incluso en curso, la cual se puede observar a través de sus regiones HII.

De este modo, NGC 1313 presenta entonces regiones HII jóvenes ( $< 6$  millones de años) y moderadamente masivas ( $\sim 10^{4.24}\text{--}10^{5.70} M_{\odot}$ ). Lo cual está en acuerdo con la literatura, por ejemplo [Finn et al. \(2024a\)](#) determina que NGC 1313 es muy eficiente formando cúmulos estelares jóvenes y masivos, a comparación de una espiral de tamaño y propiedades similares. [Finn et al. \(2024a\)](#) encuentran que NGC 1313 tiene significativamente más cúmulos masivos ( $M_{\star} > 10^4 M_{\odot}$ ) y especialmente, más cúmulos jóvenes masivos ( $< 10$  millones de años) que NGC 7793. Esto lo atribuyen a que NGC 1313 presenta más perturbaciones de las ondas de densidad espirales en sus brazos, que radican en propiedades de nubes ligeramente más extremas. Además, comparándolo con otro estudio, estas edades estimadas están en acuerdo a por ejemplo, lo estimado por [Olave-Rojas et al. \(2015\)](#), quienes encuentran edades entre  $2$  a  $7 \times 10^6$  años, correspondientes a regiones de formación estelar jóvenes, localizadas en el sistema en interacción NGC 6845, específicamente en la cola de marea provocada por la interacción del sistema.

Otro estudio que ha caracterizado la edad de cúmulos jóvenes en NGC 1313 fue

el publicado por [Hannon et al. \(2019\)](#), donde también incluyeron otras dos galaxias espirales con propiedades similares a NGC 1313 (NGC 7793 y NGC 4395). Examinan aproximadamente 700 cúmulos jóvenes ( $< 10$  millones de años), y estudian la morfología en H $\alpha$  de las regiones HII que rodean los cúmulos. Con esto, los autores dividen entre cúmulos concentrados en regiones compactas, cúmulos parcialmente expuestos, donde se pueden presenciar burbujas que cubren el cúmulo, y cúmulos que ya se asocien con emisión en H $\alpha$ . Los autores encuentran que considerando distribuciones concentradas de H $\alpha$  la edad promedio de los cúmulos es  $\sim 3 \times 10^6$  años, y para los que están parcialmente expuestos por su emisión en H $\alpha$  es  $\sim 4 \times 10^6$  años, finalmente para los que no presentan gas su edad promedio es mayor a  $5 \times 10^6$  años. También mencionan que las dos primeras categorías limpian su gas en un tiempo corto,  $\lesssim 1 \times 10^6$  años.

Una evidencia de poblaciones estelares jóvenes se ven en los espectros de las regiones #5 y #7, los cuales presentaron los *bumps* de *WR* azul y rojo (ver Fig. 6.13). Esto nos indica una cota superior de edad (3-5 millones de años, [Hadfield and Crowther 2007](#)) y también indica que dichas regiones poseen una población estelar masiva, con estrellas tipo O probablemente con masas estelares  $> 25 M_\odot$  ([Gray and Corbally, 2009](#)). En particular, las edades de la región #5 y #7 tienen edades de  $\approx 3.65$  y  $4.57 \times 10^6$  años.

### 7.3. Gradiente plano e invertido: mezcla de metales en la distribución radial del sistema

Del gradiente de abundancia de oxígeno se sugiere que existe una mezcla de metales que está produciendo el aplanamiento y hasta inversión del gradiente. Sin embargo, es importante separar entre los ajustes cuando se considera la dispersión del calibrador y cuando no. A pesar de no diferir significativamente, sí es notorio que indica gradientes más planos en todos los casos. Esto se ha visto en estudios de interacciones de galaxias a lo largo de las últimas décadas, por lo que es esperado encontrar este aplanamiento para galaxias en interacción según la literatura ([Rupke et al. 2010a, Kewley et al. 2010, Perez et al. 2011, Rosa et al. 2014](#)). Por ejemplo, cuando se separó entre galaxia y nubes moleculares para NGC 1313 (sin propagar la dispersión del calibrador), se encontraron pendientes de  $\beta = 0.0065 \pm 0.0202$  y  $\beta = -0.0111 \pm 0.174$ , respectivamente. Esto es, a grandes rasgos, un comportamiento plano. En el estudio de [Torres-Flores et al. \(2014\)](#) se

estudian regiones de formación estelar en la cola de marea de NGC 92 (también a través del método N2) y analizando sus abundancias de oxígeno encuentran gradientes planos que presentan una pendiente de  $\beta = -0.017 \pm 0.0021$ . Así mismo, en el trabajo de [Olave-Rojas et al. \(2015\)](#) estudian las regiones de formación estelar en la cola de marea del sistema en interacción NGC 6845, encontrando gradientes planos de abundancia de oxígeno (a través del método N2), con pendientes  $\beta = 0.002 \pm 0.004$ . Posteriormente, en el estudio de [Buzzo et al. \(2021\)](#) estiman los gradientes de abundancia de oxígeno del sistema NGC 1487, el cual se compone de dos galaxias que están interactuando. En su análisis, también encuentran pendientes planas en el gradiente, e incluso invertido en algunos casos. Con estos resultados, lo obtenido en esta tesis está en acuerdo con la literatura al encontrar pendientes planas en galaxias en interacción. Los autores mencionados, en general, asocian este fenómeno de aplanamiento en el gradiente a mezclas de gas a través de flujos provocados a la interacción gravitacional, la cual distribuye el gas y provoca una dilución en la abundancia central.

En el estudio de [Walsh and Roy \(1997\)](#) mencionan que las galaxias irregulares de baja masa, como las Nubes de Magallanes, NGC 2366 o NGC 4395, muestran gradientes de abundancia planos, y que, en contraste a esto, las galaxias de tipo tardío o Sc ligeramente más masivas como M33, NGC 300 o NGC 7793 ya desarrollan gradientes negativos típicos con pendientes del orden de  $\beta = -0.08 \pm 0.02 \text{ dex kpc}^{-1}$ . Con esto, los autores determinan que NGC 1313 se encuentra en un limbo, ya que posee una barra pero no un bulbo prominente, y como su distribución de abundancias es prácticamente homogénea, la definen como una de las galaxias barradas más masivas que no muestra un gradiente radial pronunciado. En la misma línea, los resultados obtenidos en este trabajo, correspondientes a un gradiente plano, confirman lo planteado por [Walsh and Roy \(1997\)](#), es decir, que NGC 1313 es una galaxia barrada que presenta una homogeneidad en la distribución de sus abundancias de oxígeno de manera global.

Sin embargo, se debe considerar lo expuesto en la Figura 6.5, donde se observa incluso una tendencia a invertir el gradiente. Sin embargo, siempre se debe considerar que si se toman en cuenta las incertezas, entonces el gradiente se mostraría plano. De todos modos, este comportamiento se ha encontrado también en el gradiente de abundancia de oxígeno de la Gran Nube de Magallanes, en el trabajo de [Toribio San Cipriano et al. \(2017\)](#), quienes estudian la distribución en la LMC y la SMC a través de 5 y 4 regiones HII, respectivamente. Sus resultados mostraron una pendiente positiva para el gradiente de oxígeno de la LMC en función de  $R/R_{25}$ , con  $\beta = 0.05 \pm 0.05$  con el método de líneas excitadas por colisión

(*CELs*, por sus siglas en inglés), y una pendiente de  $\beta = 0.04 \pm 0.07$  con el método de líneas de recombinación (*RLs*, por sus siglas en inglés). Si bien, estos resultados difieren en la pendiente por un orden de magnitud con lo obtenido en esta tesis, dan evidencia de casos en los que sistemas similares a NGC 1313 (como lo son las nubes de magallanes) también pueden presentar esta inversión.

Más recientemente, [Pan et al. \(2025\)](#) estudiaron la evolución del gradiente de abundancia de oxígeno en galaxias en pares y en interacción, a través de datos de espectroscopía integral de campo del *survey* SDSS-IV MaNGA. Con el objetivo de analizar el gradiente en diferentes estados de la interacción, abarcando desde los primeros encuentros hasta la fusión final. Esto lo comparan con una muestra de control de galaxias aisladas, y encuentran tendencias en la influencia de las interacciones en los gradientes. Los autores dividen la evolución de la interacción en cuatro estados:

- Estado 1: Pares de galaxias bien separados que no muestran perturbaciones en su morfología, es decir, antes del primer pericentro.
- Estado 2: Pares cercanos de galaxias que muestran fuertes signos de interacción, como colas o puentes, es decir, pasando por el primer pericentro.
- Estado 3: Pares separados, pero mostrando una débil perturbación en la morfología, es decir, acercándose al apocentro o justo pasando por el apocentro.
- Estado 4: Dos componentes que se superponen fuertemente entre sí y que muestran una fuerte distorsión morfológica, es decir, en la fase final de la fusión. O también, galaxias individuales con características de mareas obvias, como colas o *shells*, es decir, posterior a la fusión.

Con estos estados bien separados, los autores encuentran que: con respecto al gradiente, éste tiende a aplanarse levemente justo después de pasar el primer pericentro, probablemente debido a mezcla radial de gas. Sin embargo, este aplanamiento no es consistente en todos los casos, y de hecho, varía dependiendo de la intensidad de la interacción y la actividad de

formación estelar. Los autores describen que a medida que la interacción progresó en los diferentes estados, el grado de enriquecimiento o dilución de la metalicidad varía, lo que provoca gradientes que pueden tanto aplanarse como incluso volverse más pronunciados que el gradiente inicial. Teniendo esto en cuenta, se puede proponer que el aplanamiento en el gradiente de oxígeno observado en NGC 1313, puede estar asociado al primer paso por el pericentro. Es decir, estaríamos observando el gradiente poco después de la primera interacción propuesta para NGC 1313.

Más recientemente, en el estudio de [Tapia-Contreras et al. \(2025\)](#) analizan con simulaciones cosmológicas la evolución del gradiente de metalicidad en galaxias con masas estelares entre  $10^{8.5}$  a  $10^{10.5} M_{\odot}$  a  $z = 0$ . Con esto, los autores encuentran que las galaxias menos masivas tienden a aplanar su gradiente, probablemente debido a la retroalimentación de supernovas. Además, encuentran que un 43 % de su muestra presenta un quiebre en el gradiente en las periferias de la galaxia, donde dentro de esa categoría, un 68 % corresponde a un aumento en la abundancia química luego de ese quiebre, es decir, las regiones más externas son más abundantes que las regiones centrales. Los autores sugieren que un responsable de esta elevación del gradiente en las afueras de la galaxia pueden ser las interacciones entre galaxias, que provocan mezclas de gases debido a las fuerzas de marea.

### 7.3.1. Interacción pasada con satélite

A pesar de que NGC 1313 no tiene una galaxia vecina cercana notoria, presenta signos de una interacción pasada, lo que provocó esta perturbación en su morfología y alteración en propiedades físicas y cinemáticas. En particular, la región suroeste (SO) es la que se destaca por sus peculiaridades. Cuando primero se confirmó esta posible interacción, fue cuando [Peters et al. \(1994\)](#) observaron el hidrógeno neutro en NGC 1313 y encontraron una estructura que representaba un bucle de hidrógeno neutro extendido en la región suroeste, que posteriormente con un análisis cinemático estudiando la velocidad del gas neutro, encuentran que existe una perturbación cinemática en el sector suroeste, lo que lleva a proponer que NGC 1313 pudo haber interactuado con una galaxia satélite más pequeña en masa, la cual fue destruida y dejó ese rastro en la región suroeste. Además, los autores mencionan que, con respecto a la emisión de hidrógeno neutro, el 50 % del total proviene del cuerpo principal de la galaxia, mientras que un 25 % proviene de la región suroeste asociada a la satélite, y, basándose en su apariencia óptica, los autores proponen

que es más probable que la razón entre las masas de NGC 1313 y la satélite sea de  $\sim 10:1$  en lugar de  $2:1$ , es decir que se asocia a un *minor merger* y no un *major merger*. Por ello, es poco probable que todo el hidrógeno presente fuera originalmente parte de una galaxia satélite, sino más bien, es probable que ese hidrógeno sea parte de NGC 1313, la cual fue perturbada por la presencia de la satélite.

Posteriormente, [Silva-Villa and Larsen \(2012\)](#) estudian poblaciones estelares resueltas en NGC 1313 y encuentran que según la historia de formación estelar existe un estallido de formación estelar en la región suroeste desencadenado hace unos 100 millones de años. Con este resultado, respaldan la idea de que NGC 1313 experimentó una interacción con una satélite, observado como una perturbación por mareas en el suroeste del sistema. Sin embargo, mencionan que en otras ubicaciones de la galaxia no se observa una perturbación o algún indicio de interacción, por lo que sugieren que la compañera con quien interactuó debe ser de una masa moderada, y por ende no desencadena un estallido de formación estelar global (acorde a la razón de masas propuesta por [Peters et al. 1994](#)). La caracterización de las regiones HII realizada en esta tesis es en cierto modo consistente con este escenario. Debido a que, se observó que las regiones al suroeste presentan abundancias de oxígeno ligeramente más altas que las de los brazos espirales de la galaxia. Este enriquecimiento puede interpretarse como una consecuencia del estallido estelar reciente, donde la intensa formación de estrellas masivas en esa zona hace decenas de millones de años, o incluso 100 millones de años, pudo haber producido por ejemplo, supernovas, y con ellas vientos estelares asociados que pueden haber enriquecido el gas del medio interestelar, con metales como por ejemplo el oxígeno. De hecho, existe una supernova tipo II conocida ubicada justamente en la región suroeste de NGC 1313, estudiada en [Ryder et al. \(1993\)](#) y definida como SN 1978K, la cual ha emitido intensamente en rayos-X así como también en radio y en espectros ópticos. Esta supernova puede ser un ejemplo de los intensos eventos que ocurrieron durante ese episodio de formación estelar, aportando elementos metálicos al medio.

Ahora bien, la pregunta clave es ¿cómo influye la supuesta interacción en el gradiente de abundancia estimado en este trabajo? Dado que el gas en la región suroeste probablemente incluye una mezcla de material entre el nativo de NGC 1313 y el aportado por la satélite, podría esperarse que la abundancia de oxígeno en esa zona fuese diferente. Por ejemplo, si la satélite era una galaxia enana más pobre en metales, una fusión entre las galaxias tendería a diluir la abundancia global (introduciendo gas de baja metalicidad). Sin embargo, en este

trabajo se observa que la zona suroeste no está más pobre, sino más enriquecida en oxígeno que el resto de regiones en los brazos de la galaxia. Una posible explicación es que el estallido de formación estelar localizado en el suroeste rápidamente enriqueció al gas con nuevos metales, compensando la dilución. Sin embargo aquí nace otra duda ¿qué es lo esperado según una fusión menor y su influencia en el gradiente? En el trabajo de Bustamante et al. (2018) analizan simulaciones cosmológicas AURIGA de *wet mergers* (fusiones con presencia de gas) considerando galaxias progenitoras con masas en el rango  $5 \times 10^9 M_{\odot} < M_* < 2 \times 10^{11} M_{\odot}$ . Para poder estudiar tanto las fusiones menores (razones de masa entre 1:10 hasta 1:3) como mayores (razones de masa entre 1:3 a 1:1). En este sentido, los autores encuentran que, si bien, las fusiones mayores son conocidas por alterar fuertemente la distribución radial al diluir la metalicidad, las fusiones menores también presentan una dilución en la metalicidad, pero con una amplitud significativamente menor. Lo cual puede explicar por qué observamos un gradiente levemente plano. Ya que considerando también lo propuesto por Pan et al. (2025), sólo una fusión mayor podría lograr invertir el gradiente, o volverlo negativo como antes del primer pericentro. De este modo, NGC 1313 al ser considerada como una posible fusión menor según Peters et al. (1994), es consistente encontrar un gradiente aplanado sin una inversión pronunciada.

A pesar de que con datos espectroscópicos de GMOS-S no se puede confirmar la presencia de una interacción, los resultados encontrados tienden a un comportamiento levemente distinto en las regiones del suroeste del sistema, por lo que considerando esto más la información en la literatura de NGC 1313, se puede concluir un escenario evolutivo para NGC 1313: Este sistema efectivamente sufrió una interacción de tipo menor con una satélite que fue canibalizada por NGC 1313. Desencadenando estallidos de formación estelar en la región suroeste, donde observamos densidades electrónicas bajas, la existencia de la SN 1978K, *supershells* de hidrógeno neutro y la presencia de cúmulos jóvenes y masivos. Lo que en suma puede haber enriquecido el medio con elementos químicos más pesados que el H y el He. Por otro lado, la homogeneización en el gradiente puede ser el resultado de la mezcla de gases provocados por los flujos de gas. En este sentido, se puede sugerir lo siguiente: es probable que NGC 1313 esté experimentando *outflows*, impulsados por los vientos estelares, los cuales enriquecen el medio transportando elementos desde la región central. Mientras que, como lo mencionan los trabajos realizados con simulaciones (Rupke et al. 2010a; Perez et al. 2011), existe la posibilidad de que los *inflows* de gas pristino estén diluyendo la abundancia central al canibalizar a la satélite. A esto, también se le puede sumar la influencia de la barra en el transporte de gas hacia las regiones centrales de la

galaxia. Por ejemplo, se ha mencionado que las fusiones menores alteran de manera menos extrema los gradientes, a comparación de las fusiones mayores. Entonces, se esperaría que sólo la región suroeste del sistema muestre este aplanamiento, pero que el brazo noreste (supuestamente no perturbado) no se vea afectado en su gradiente. Sin embargo, en este trabajo sí observamos que el gradiente en el brazo noreste también indica un aplanamiento. Por lo que se puede interpretar que la barra también está jugando un rol en la mezcla de elementos químicos desde un brazo al otro, alterando la composición química del centro de la galaxia. Sin embargo, con las propiedades y las regiones observadas en este trabajo, no se puede afirmar la influencia de cada fenómeno en el aplanamiento del gradiente. Por lo que se sugiere que la homogeneización en el gradiente puede ser un conjunto de la influencia de la barra así como también los flujos de gas.

### 7.3.2. Influencia de la barra

En la galaxia NGC 1313 la barra es una estructura prominente, por lo que también se podría discutir si es ella la responsable de la mezcla de gases. Esto debido a que se conoce su rol en la dinámica del gas, teniendo influencia en los flujos de gas hacia el centro de la galaxia. Quienes primero notan esto son [Walsh and Roy \(1997\)](#), donde mencionan que las galaxias barradas tienen distribuciones radiales de abundancia más planas en comparación con las galaxias normales de tipo disco, independiente a su masa. Además, destacan que una barra puede ser la responsable de la transferencia de momento angular mediante flujos radiales de gas hacia dentro y hacia afuera a través del disco. Por ello, la barra se vuelve un camino efectivo para homogeneizar radialmente la distribución de abundancias ([Friedli et al., 1994](#)). Los autores también mencionan que si bien, el gas impulsado por la barra que enriquece a las regiones centrales puede resultar en una mayor formación estelar y a su vez enriquecimiento de metales, a medida que la barra envejece, la dilución de abundancia por mezclas radiales disminuyen la pendiente, es decir, la aplana. Considerando esto, [Walsh and Roy \(1997\)](#) observan con fibras 37 regiones HII de NGC 1313, incluyendo algunas que se ubiquen muy cerca del centro, incluso en zonas que se pueden considerar como la barra de la galaxia. Al analizar las abundancias, encuentran que la barra se puede caracterizar como rica en gas, por tanto se debe considerar como una barra joven. Sin embargo, por lo mencionado anteriormente, una barra joven debiese presentar entonces un gradiente de abundancia pronunciado al menos en la región de la barra, pero NGC 1313 no lo muestra de esa manera. Junto a esto concluyen que la presencia de una barra en este tipo de galaxias

(NGC 1313 o LMC) resulta en una ausencia de un gradiente de abundancia.

Sin embargo, en estudios como [Chen et al. \(2023\)](#), al analizar gradientes de abundancia de oxígeno en galaxias barradas, encuentran que el quiebre en el gradiente y por ende, la presencia de gradientes más planos se ve en casos más lejanos del centro, sugiriendo que la responsabilidad de este aplanamiento se puede deber a la actividad en los brazos más que en las barras.

### 7.3.3. Enriquecimiento químico por población estelar

Cuando se encuentra un aumento en la abundancia química en una zona del sistema observado, también existe la posibilidad de vincularlo al enriquecimiento químico producido por la propia población estelar presente. En estudios como [Torres-Flores et al. \(2014\)](#); [Olave-Rojas et al. \(2015\)](#) se ha analizado este fenómeno de manera cuantitativa para regiones de formación estelar en las colas de marea de NGC 92 y NGC 6845, respectivamente. Los autores encuentran que la población estelar en las regiones de interés no son suficientes para lograr aplanar el gradiente por sí sola. Por lo que en la misma línea, como NGC 1313 es una galaxia con una interacción reciente, es poco probable que la población estelar presente en las regiones observadas sea tan evolucionada como para lograr aplanar el gradiente debido a su enriquecimiento químico.

Por otra parte, también existe la supernova tipo II bien conocida y estudiada primeramente por [Ryder et al. \(1993\)](#), localizada en la región suroeste, precisamente la región donde se sugiere la interacción con satélite. Más recientemente, esta supernova ha sido observada tres décadas después por [Kuncarayakti et al. \(2016\)](#), en 2007 y 2014. Con esto, los autores encuentran que la supernova no se ha desvanecido significativamente, ya que sigue mostrando líneas de emisión estrechas en su espectro. Sin embargo, si se considera solamente una supernova (SN 1978K), es poco probable que ésta sea la única responsable de aplanar un gradiente. De hecho, en el trabajo de [Kuncarayakti et al. \(2016\)](#) notan que, en base a sus datos de IFU, no encuentran una formación estelar apreciable considerando un radio de  $\sim 50$  pc desde la SN 1978K, ni tampoco en varios cientos de pc en las direcciones norte y oeste. Además mencionan que, en cualquier intervalo de longitud de onda (emisión o continuo), la supernova es la única fuente visible en el campo, ya que no detectan ninguna fuente de emisión en H $\alpha$  hasta  $\sim 10^{-17}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  Å $^{-1}$ , lo que es equivalente a una

luminosidad en H $\alpha$  de  $\sim 10^{35}$  erg s $^{-1}$ . Esto implica que incluso una región HII pequeña, como la nebulosa de Orión ( $L_{H\alpha} \approx 10^{37}$  erg s $^1$ ) pudo haber sido detectada con sus datos IFU. Con esto, se puede sugerir que la SN 1978K no es la responsable por sí sola de haber aplanado o invertido el gradiente, sino que más bien, su existencia indica el lugar donde ocurrió el estallido de formación estelar que pudo haber enriquecido las regiones. En general, el haber detectado una leve sobreabundancia en la región SW del sistema se puede atribuir principalmente a la historia de interacción propuesta ( fusión menor) que puede haber desencadenado flujos de gas en el sector, y no a un enriquecimiento únicamente por la supernova tipo II o la población estelar.

# Capítulo 8

## Conclusiones y Trabajo Futuro

### 8.1. Conclusiones generales

En esta tesis se caracterizaron 19 regiones de formación estelar a lo largo del sistema local NGC 1313, utilizando datos espectroscópicos obtenidos con GMOS-S en su modo de múltiple rendija. Esto con el objetivo de estimar y analizar las principales propiedades físicas de NGC 1313 y así comprender si su morfología perturbada posiblemente asociada a una interacción ha alterado su evolución, y de qué manera lo ha hecho.

Las regiones de NGC 1313 son puramente regiones HII, es decir, tienen como mecanismo de ionización únicamente a estrellas masivas tipo O y B que ionizan el medio a través de su radiación en UV. Además, estas regiones presentan densidades electrónicas bajas ( $n_e < 10 - 142 \text{ cm}^{-3}$ ), lo cual está en acuerdo considerando la naturaleza de las regiones HII y el tipo de galaxia que es NGC 1313, correspondiente a una espiral barrada que se puede considerar como una transición entre la SMC y la LMC. Además, las regiones se caracterizan por ser jóvenes y masivas, encontrando edades menores a 6 millones de años y masas entre ( $\sim 10^{4.58}-10^{6.12} M_{\odot}$ ). Lo anterior es consistente con lo propuesto por [Finn et al. \(2024a\)](#) al mencionar que NGC 1313 es eficiente formando cúmulos jóvenes y masivos.

Se obtuvo una baja abundancia de oxígeno para el sistema NGC 1313 como un todo, con metalicidades entre  $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.01 - 8.22$ , con un promedio de metalicidad  $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.13 \pm 0.04$ . Esto la ubica nuevamente entre la SMC y LMC con respecto

a su metalicidad. Posteriormente, al estimar el gradiente de abundancia, se encuentra un interesante resultado: independiente al ajuste que se realice a las regiones, se encuentra una homogenización en la distribución de metales, es decir, un gradiente prácticamente plano. Sin embargo, al separar entre región noreste y suroeste, se ve que es la región suroeste la que provoca esta ligera sobreabundancia en las zonas más lejanas de la galaxia, haciendo que la pendiente del gradiente sea positivo al considerar todas las regiones en un solo ajuste. En base a esto, la existencia de flujos de gas se vuelve un escenario probable, donde la presencia de *inflows* u *outflows* de gas pueden haber diluido la metalicidad central y esparcido material enriquecido, respectivamente. Sin embargo, se necesita de un estudio cinemático para poder corroborar si esto es correcto.

En este trabajo, y en base a los resultados obtenidos, se resalta nuevamente su similitud con las Nubes de Magallanes, en específico con la Gran Nube de Magallanes, en su morfología, metalicidad, masa y comportamiento de sus regiones HII.

Finalmente, se puede sugerir un escenario evolutivo en el que NGC 1313 interactúo con una galaxia satélite en la región suroeste. Lo que provoca la alteración en el gradiente, abundancias químicas y densidades electrónicas bajas, y regiones jóvenes y moderadamente masivas. No obstante, se vuelve curioso el caso del gradiente en el brazo noreste, donde se observa un aplanamiento. Lo que puede dar origen a la existencia de flujos de gas que están mezclando el contenido químico a lo largo de la galaxia.

NGC 1313 se convierte entonces en un laboratorio ideal para analizar cómo las interacciones pueden afectar a las galaxias espirales barradas particularmente no tan masivas. Su morfología perturbada sugiere que ocurrió una interacción pasada de tipo menor con una galaxia satélite, la cual quedó incrustada en la región suroeste del sistema. A diferencia de una fusión mayor que hubiese destruido el disco de la galaxia, esta fusión de tipo menor dejó huellas sutiles de su interacción: sólo un brazo perturbado, una homogenización del gradiente de abundancias, una población estelar joven, y un enriquecimiento químico en la región suroeste.

## 8.2. Trabajo a futuro

Si bien, en este trabajo se han caracterizado con diferentes propiedades físicas y se ha discutido un posible escenario evolutivo para NGC 1313, aún faltan piezas para completar este rompecabezas, y poder comprender la historia de interacción que ha tenido este interesante sistema local. Algunas de las ideas futuras para seguir descubriendo la historia de NGC 1313 son:

- Complementar este estudio físico y químico con uno cinemático, a través de datos de H $\alpha$  ya obtenidos con el interferómetro *Fabry – Perot*, el cual entregará información clave sobre la distribución espacial continua del sistema NGC 1313, y no discreta como lo obtenido con espectroscopía multislit GMOS-S, que si bien, es totalmente *ad hoc* para estudiar diferentes regiones HII del sistema, abarcando brazos, centro y regiones aledañas, queda incompleta la muestra si se quiere observar el comportamiento de la abundancia de oxígeno o diferentes propiedades físicas a lo largo de todo el sistema. Además, un plus notorio de la cinemática es poder observar flujos de gas a través de la velocidad del gas en diferentes regiones de la galaxia, con estos datos, se podría sugerir si los flujos son de tipo *outflow* o *intflow*, o en su defecto, si es que incluso no existe un flujo de gas notorio. Otra manera para continuar con este análisis sería a través de espectroscopia integral de campo obtenida con el instrumento MUSE, en la misma línea de estudiar la cinemática del sistema.
- Aplicar la rutina de *FADO* (por sus siglas en inglés *Fitting Analysis using Differential Evolution Optimization*; [Gomes and Papaderos 2017](#)) en el espectro del cúmulo observado en esta tesis, puesto que esta rutina considera tanto las líneas de emisión como el continuo estelar, dando directa información sobre la *SFH*, la edad, metalicidad y la masa del cúmulo, con esto se podría obtener información importante sobre los cúmulos estelares presentes en NGC 1313, en este caso, a través de la región #18 que fue observada en esta tesis.
- Complementar el análisis de esta tesis con datos de eROSITA, el cual obtiene datos de rayos-X con una mayor sensibilidad que ROSAT, por lo que se podría obtener nueva información sobre los fuertes eventos en este sistema, por ejemplo, asociado a

la SN 1978K o a las fuentes ULX-1 y ULX-2. Con esto se aportaría información en la dinámica del gas.

- Finalmente, no se puede pasar por alto la nueva tecnología que LSST con Vera Rubin han dado a conocer muy recientemente, donde debido a su profundidad, se vuelve de total interés querer observarla con LSST y poder obtener quizás indicios de colas de marea, o vestigios de interacción que hasta ahora, por limitaciones observacionales, no se han podido descubrir aún. Además, al tener un enfoque en monitorear objetos transitorios, la rápida actividad de formación estelar presente en NGC 1313, como las supernovas, vuelve a la palestra para ser analizada en función de su evolución temporal.

# Bibliografía

Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., Allende Prieto, C., An, D., Anderson, K. S. J., Anderson, S. F., Annis, J., Bahcall, N. A., Bailer-Jones, C. A. L., Barentine, J. C., Bassett, B. A., Becker, A. C., Beers, T. C., Bell, E. F., Belokurov, V., Berlind, A. A., Berman, E. F., Bernardi, M., Bickerton, S. J., Bizyaev, D., Blakeslee, J. P., Blanton, M. R., Bochanski, J. J., Boroski, W. N., Brewington, H. J., Brinchmann, J., Brinkmann, J., Brunner, R. J., Budavári, T., Carey, L. N., Carliles, S., Carr, M. A., Castander, F. J., Cinabro, D., Connolly, A. J., Csabai, I., Cunha, C. E., Czarapata, P. C., Davenport, J. R. A., de Haas, E., Dilday, B., Doi, M., Eisenstein, D. J., Evans, M. L., Evans, N. W., Fan, X., Friedman, S. D., Frieman, J. A., Fukugita, M., Gänsicke, B. T., Gates, E., Gillespie, B., Gilmore, G., Gonzalez, B., Gonzalez, C. F., Grebel, E. K., Gunn, J. E., Györy, Z., Hall, P. B., Harding, P., Harris, F. H., Harvanek, M., Hawley, S. L., Hayes, J. J. E., Heckman, T. M., Hendry, J. S., Hennessy, G. S., Hindsley, R. B., Hoblitt, J., Hogan, C. J., Hogg, D. W., Holtzman, J. A., Hyde, J. B., Ichikawa, S.-i., Ichikawa, T., Im, M., Ivezić, Ž., Jester, S., Jiang, L., Johnson, J. A., Jorgensen, A. M., Jurić, M., Kent, S. M., Kessler, R., Kleinman, S. J., Knapp, G. R., Konishi, K., Kron, R. G., Krzesinski, J., Kuropatkin, N., Lampeitl, H., Lebedeva, S., Lee, M. G., Lee, Y. S., French Leger, R., Lépine, S., Li, N., Lima, M., Lin, H., Long, D. C., Loomis, C. P., Loveday, J., Lupton, R. H., Magnier, E., Malanushenko, O., Malanushenko, V., Mandelbaum, R., Margon, B., Marriner, J. P., Martínez-Delgado, D., Matsubara, T., McGehee, P. M., McKay, T. A., Meiksin, A., Morrison, H. L., Mullally, F., Munn, J. A., Murphy, T., Nash, T., Nebot, A., Neilsen, Jr., E. H., Newberg, H. J., Newman, P. R., Nichol, R. C., Nicinski, T., Nieto-Santisteban, M., Nitta, A., Okamura, S., Oravetz, D. J., Ostriker, J. P., Owen, R., Padmanabhan, N., Pan, K., Park, C., Pauls, G., Peoples, Jr., J., Percival, W. J., Pier, J. R., Pope, A. C., Pourbaix, D., Price, P. A., Purger, N., Quinn, T., Raddick, M. J., Re Fiorentin, P., Richards, G. T., Richmond, M. W., Riess, A. G., Rix, H.-W., Rockosi, C. M., Sako, M., Schlegel, D. J., Schneider, D. P., Scholz, R.-D.,

- Schreiber, M. R., Schwore, A. D., Seljak, U., Sesar, B., Sheldon, E., Shimasaku, K., Sibley, V. C., Simmons, A. E., Sivarani, T., Allyn Smith, J., Smith, M. C., Smolčić, V., Snedden, S. A., Stebbins, A., Steinmetz, M., Stoughton, C., Strauss, M. A., SubbaRao, M., Suto, Y., Szalay, A. S., Szapudi, I., Szkody, P., Tanaka, M., Tegmark, M., Teodoro, L. F. A., Thakar, A. R., Tremonti, C. A., Tucker, D. L., Uomoto, A., Vanden Berk, D. E., Vandenberg, J., Vidrih, S., Vogeley, M. S., Voges, W., Vogt, N. P., Wadadekar, Y., Watters, S., Weinberg, D. H., West, A. A., White, S. D. M., Wilhite, B. C., Wonders, A. C., Yanny, B., and Yocom, D. R. (2009). The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJS*, 182(2):543–558.
- Aguerri, J. A. L., Méndez-Abreu, J., and Corsini, E. M. (2009). The population of barred galaxies in the local universe. I. Detection and characterisation of bars. *A&A*, 495(2):491–504.
- Alfaro-Cuello, M., Torres-Flores, S., Carrasco, E. R., Mendes de Oliveira, C., de Mello, D. F., and Amram, P. (2015). Probing the nature of the pre-merging system Hickson Compact Group 31 through integral field unit data. *MNRAS*, 453(2):1355–1370.
- Allen, M. G., Groves, B. A., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., and Kewley, L. J. (2008). The MAPPINGS III Library of Fast Radiative Shock Models. *ApJS*, 178(1):20–55.
- Allende Prieto, C., Lambert, D. L., and Asplund, M. (2001). The Forbidden Abundance of Oxygen in the Sun. *ApJ*, 556(1):L63–L66.
- Alloin, D., Collin-Souffrin, S., Joly, M., and Vigroux, L. (1979). Nitrogen and oxygen abundances in galaxies. *A&A*, 78:200–216.
- Armus, L., Mazzarella, J. M., Evans, A. S., Surace, J. A., Sanders, D. B., Iwasawa, K., Frayer, D. T., Howell, J. H., Chan, B., Petric, A., Vavilkin, T., Kim, D. C., Haan, S., Inami, H., Murphy, E. J., Appleton, P. N., Barnes, J. E., Bothun, G., Bridge, C. R., Charmandaris, V., Jensen, J. B., Kewley, L. J., Lord, S., Madore, B. F., Marshall, J. A., Melbourne, J. E., Rich, J., Satyapal, S., Schulz, B., Spoon, H. W. W., Sturm, E., U, V., Veilleux, S., and Xu, K. (2009). GOALS: The Great Observatories All-Sky LIRG Survey. *PASP*, 121(880):559.
- Athanassoula, E., Machado, R. E. G., and Rodionov, S. A. (2013). Bar formation and evolution in disc galaxies with gas and a triaxial halo: morphology, bar strength and halo properties. *MNRAS*, 429(3):1949–1969.

- Bachetti, M., Rana, V., Walton, D. J., Barret, D., Harrison, F. A., Boggs, S. E., Christensen, F. E., Craig, W. W., Fabian, A. C., Fürst, F., Grefenstette, B. W., Hailey, C. J., Hornschemeier, A., Madsen, K. K., Miller, J. M., Ptak, A. F., Stern, D., Webb, N. A., and Zhang, W. W. (2013). The Ultraluminous X-Ray Sources NGC 1313 X-1 and X-2: A Broadband Study with NuSTAR and XMM-Newton. *ApJ*, 778(2):163.
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., and Terlevich, R. (1981). Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *PASP*, 93:5–19.
- Barnes, J. E. (2004). Shock-induced star formation in a model of the Mice. *MNRAS*, 350(3):798–808.
- Barnes, J. E. and Hernquist, L. (1992). Dynamics of interacting galaxies. *ARA&A*, 30:705–742.
- Bastian, N., Hollyhead, K., and Cabrera-Ziri, I. (2014). Constraining globular cluster formation through studies of young massive clusters - IV. Testing the fast rotating massive star scenario. *MNRAS*, 445(1):378–384.
- Boggess, A., Carr, F. A., Evans, D. C., Fischel, D., Freeman, H. R., Fuechsel, C. F., Klinglesmith, D. A., Krueger, V. L., Longanecker, G. W., and Moore, J. V. (1978). The IUE spacecraft and instrumentation. *Nature*, 275(5679):372–377.
- Bresolin, F. (2007). The Oxygen Abundance in the Inner H II Regions of M101: Implications for the Calibration of Strong-Line Metallicity Indicators. *ApJ*, 656(1):186–197.
- Bresolin, F. (2019). Metallicity gradients in small and nearby spiral galaxies. *MNRAS*, 488(3):3826–3843.
- Bresolin, F., Kennicutt, R. C., and Ryan-Weber, E. (2012). Gas Metallicities in the Extended Disks of NGC 1512 and NGC 3621. Chemical Signatures of Metal Mixing or Enriched Gas Accretion? *ApJ*, 750(2):122.
- Bresolin, F., Ryan-Weber, E., Kennicutt, R. C., and Goddard, Q. (2009). The Flat Oxygen Abundance Gradient in the Extended Disk of M83. *ApJ*, 695(1):580–595.
- Brinchmann, J., Kunth, D., and Durret, F. (2008). Galaxies with Wolf-Rayet signatures in the low-redshift Universe. A survey using the Sloan Digital Sky Survey. *A&A*, 485(3):657–677.

- Bustamante, S., Sparre, M., Springel, V., and Grand, R. J. J. (2018). Merger-induced metallicity dilution in cosmological galaxy formation simulations. *MNRAS*, 479(3):3381–3392.
- Buzzo, M. L., Ziegler, B., Amram, P., Verdugo, M., Barbosa, C. E., Ciocan, B., Papaderos, P., Torres-Flores, S., and Mendes de Oliveira, C. (2021). Physical and kinematic conditions of the local merging galaxy NGC 1487. *MNRAS*, 503(1):106–123.
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., Kinney, A. L., Koornneef, J., and Storchi-Bergmann, T. (2000). The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies. *ApJ*, 533(2):682–695.
- Calzetti, D., Kinney, A. L., and Storchi-Bergmann, T. (1994). Dust Extinction of the Stellar Continua in Starburst Galaxies: The Ultraviolet and Optical Extinction Law. *ApJ*, 429:582.
- Calzetti, D., Lee, J. C., Sabbi, E., Adamo, A., Smith, L. J., Andrews, J. E., Ubeda, L., Bright, S. N., Thilker, D., Aloisi, A., Brown, T. M., Chandar, R., Christian, C., Cignoni, M., Clayton, G. C., da Silva, R., de Mink, S. E., Dobbs, C., Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., Evans, A. S., Fumagalli, M., Gallagher, III, J. S., Gouliermis, D. A., Grebel, E. K., Herrero, A., Hunter, D. A., Johnson, K. E., Kennicutt, R. C., Kim, H., Krumholz, M. R., Lennon, D., Levay, K., Martin, C., Nair, P., Nota, A., Östlin, G., Pellerin, A., Prieto, J., Regan, M. W., Ryon, J. E., Schaefer, D., Schiminovich, D., Tosi, M., Van Dyk, S. D., Walterbos, R., Whitmore, B. C., and Wofford, A. (2015). Legacy Extragalactic UV Survey (LEGUS) With the Hubble Space Telescope. I. Survey Description. *AJ*, 149(2):51.
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., and Mathis, J. S. (1989). The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. *ApJ*, 345:245.
- Carranza, G. J. and Aguero, E. L. (1977). Interferometric Study of NGC 1313. *Ap&SS*, 46(1):23–31.
- Carroll, B. W. and Ostlie, D. A. (2017). *An introduction to modern astrophysics, Second Edition*.
- Carton, D., Brinchmann, J., Contini, T., Epinat, B., Finley, H., Richard, J., Patrício, V., Schaye, J., Nanayakkara, T., Weilbacher, P. M., and Wisotzki, L. (2018). First gas-phase metallicity gradients of  $0.1 \lesssim z \lesssim 0.8$  galaxies with MUSE. *MNRAS*, 478(4):4293–4316.

- Chen, Q.-H., Grasha, K., Battisti, A. J., Kewley, L. J., Madore, B. F., Seibert, M., Rich, J. A., and Beaton, R. L. (2023). Metallicity gradient of barred galaxies with TYPHOON. *MNRAS*, 519(4):4801–4817.
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Mateus, A., and Vale Asari, N. (2011). A comprehensive classification of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: how to tell true from fake AGN? *MNRAS*, 413(3):1687–1699.
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schlickmann, M. S., Mateus, A., Vale Asari, N., Schoenell, W., and Sodré, L. (2010). Alternative diagnostic diagrams and the ‘forgotten’ population of weak line galaxies in the SDSS. *MNRAS*, 403(2):1036–1053.
- Copetti, M. V. F., Mallmann, J. A. H., Schmidt, A. A., and Castañeda, H. O. (2000). Internal variation of electron density in galactic H $\beta$  II regions. *A&A*, 357:621–636.
- Curti, M., Maiolino, R., Curtis-Lake, E., Chevallard, J., Carniani, S., D’Eugenio, F., Looser, T. J., Scholtz, J., Charlot, S., Cameron, A., Übler, H., Witstok, J., Boyett, K., Laseter, I., Sandles, L., Arribas, S., Bunker, A., Giardino, G., Maseda, M. V., Rawle, T., Rodríguez Del Pino, B., Smit, R., Willott, C. J., Eisenstein, D. J., Hausen, R., Johnson, B., Rieke, M., Robertson, B., Tacchella, S., Williams, C. C., Willmer, C., Baker, W. M., Bhatawdekar, R., Egami, E., Helton, J. M., Ji, Z., Kumari, N., Perna, M., Shvaei, I., and Sun, F. (2024). JADES: Insights into the low-mass end of the mass-metallicity-SFR relation at 3  $\leq z \leq 10$  from deep JWST/NIRSpec spectroscopy. *A&A*, 684:A75.
- De Robertis, M. M., Dufour, R. J., and Hunt, R. W. (1987). A five-level program for ions of astrophysical interest. *J. R. Astron. Soc. Canada*, 81:195–220.
- de Vaucouleurs, G. (1963). Southern Galaxies. III. Isophotometry of the Large Barred Spiral NGC 1313. *ApJ*, 137:720.
- Denicoló, G., Terlevich, R., and Terlevich, E. (2002). New light on the search for low-metallicity galaxies - I. The N2 calibrator. *MNRAS*, 330(1):69–74.
- Dey, A., Schlegel, D. J., Lang, D., Blum, R., Burleigh, K., Fan, X., Findlay, J. R., Finkbeiner, D., Herrera, D., Juneau, S., Landriau, M., Levi, M., McGreer, I., Meisner, A., Myers, A. D., Moustakas, J., Nugent, P., Patej, A., Schlafly, E. F., Walker, A. R., Valdes, F., Weaver, B. A., Yèche, C., Zou, H., Zhou, X., Abareshi, B., Abbott, T. M. C., Abolfathi, B., Aguilera, C., Alam, S., Allen, L., Alvarez, A., Annis, J., Ansarinejad, B., Aubert, M., Beechert, J., Bell, E. F., BenZvi, S. Y., Beutler, F., Bielby, R. M., Bolton, A. S.,

Briceño, C., Buckley-Geer, E. J., Butler, K., Calamida, A., Carlberg, R. G., Carter, P., Casas, R., Castander, F. J., Choi, Y., Comparat, J., Cukanovaite, E., Delubac, T., DeVries, K., Dey, S., Dhungana, G., Dickinson, M., Ding, Z., Donaldson, J. B., Duan, Y., Duckworth, C. J., Eftekharzadeh, S., Eisenstein, D. J., Etourneau, T., Fagrelius, P. A., Farihi, J., Fitzpatrick, M., Font-Ribera, A., Fulmer, L., Gänsicke, B. T., Gaztanaga, E., George, K., Gerdes, D. W., Gontcho, S. G. A., Gorgoni, C., Green, G., Guy, J., Harmer, D., Hernandez, M., Honscheid, K., Huang, L. W., James, D. J., Jannuzzi, B. T., Jiang, L., Joyce, R., Karcher, A., Karkar, S., Kehoe, R., Kneib, J.-P., Kueter-Young, A., Lan, T.-W., Lauer, T. R., Le Guillou, L., Le Van Suu, A., Lee, J. H., Lesser, M., Perreault Levasseur, L., Li, T. S., Mann, J. L., Marshall, R., Martínez-Vázquez, C. E., Martini, P., du Mas des Bourboux, H., McManus, S., Meier, T. G., Ménard, B., Metcalfe, N., Muñoz-Gutiérrez, A., Najita, J., Napier, K., Narayan, G., Newman, J. A., Nie, J., Nord, B., Norman, D. J., Olsen, K. A. G., Paat, A., Palanque-Delabrouille, N., Peng, X., Poppett, C. L., Poremba, M. R., Prakash, A., Rabinowitz, D., Raichoor, A., Rezaie, M., Robertson, A. N., Roe, N. A., Ross, A. J., Ross, N. P., Rudnick, G., Safonova, S., Saha, A., Sánchez, F. J., Savary, E., Schweiker, H., Scott, A., Seo, H.-J., Shan, H., Silva, D. R., Slepian, Z., Soto, C., Sprayberry, D., Staten, R., Stillman, C. M., Stupak, R. J., Summers, D. L., Sien Tie, S., Tirado, H., Vargas-Magaña, M., Vivas, A. K., Wechsler, R. H., Williams, D., Yang, J., Yang, Q., Yapici, T., Zaritsky, D., Zenteno, A., Zhang, K., Zhang, T., Zhou, R., and Zhou, Z. (2019). Overview of the DESI Legacy Imaging Surveys. *AJ*, 157(5):168.

Domínguez, A., Siana, B., Henry, A. L., Scarlata, C., Bedregal, A. G., Malkan, M., Atek, H., Ross, N. R., Colbert, J. W., Teplitz, H. I., Rafelski, M., McCarthy, P., Bunker, A., Hathi, N. P., Dressler, A., Martin, C. L., and Masters, D. (2013). Dust Extinction from Balmer Decrement of Star-forming Galaxies at  $0.75 \leq z \leq 1.5$  with Hubble Space Telescope/Wide-Field-Camera 3 Spectroscopy from the WFC3 Infrared Spectroscopic Parallel Survey. *ApJ*, 763(2):145.

Doran, E. I., Crowther, P. A., de Koter, A., Evans, C. J., McEvoy, C., Walborn, N. R., Bastian, N., Bestenlehner, J. M., Gräfener, G., Herrero, A., Köhler, K., Maíz Apellániz, J., Najarro, F., Puls, J., Sana, H., Schneider, F. R. N., Taylor, W. D., van Loon, J. T., and Vink, J. S. (2013). The VLT-FLAMES Tarantula Survey. XI. A census of the hot luminous stars and their feedback in 30 Doradus. *A&A*, 558:A134.

Draine, B. T. (2011). *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium*.

- Draine, B. T. and McKee, C. F. (1993). Theory of interstellar shocks. *ARA&A*, 31:373–432.
- Driver, S. P., Hill, D. T., Kelvin, L. S., Robotham, A. S. G., Liske, J., Norberg, P., Baldry, I. K., Bamford, S. P., Hopkins, A. M., Loveday, J., Peacock, J. A., Andrae, E., Bland-Hawthorn, J., Brough, S., Brown, M. J. I., Cameron, E., Ching, J. H. Y., Colless, M., Conselice, C. J., Croom, S. M., Cross, N. J. G., de Propris, R., Dye, S., Drinkwater, M. J., Ellis, S., Graham, A. W., Grootes, M. W., Gunawardhana, M., Jones, D. H., van Kampen, E., Maraston, C., Nichol, R. C., Parkinson, H. R., Phillipps, S., Pimbblet, K., Popescu, C. C., Prescott, M., Roseboom, I. G., Sadler, E. M., Sansom, A. E., Sharp, R. G., Smith, D. J. B., Taylor, E., Thomas, D., Tuffs, R. J., Wijesinghe, D., Dunne, L., Frenk, C. S., Jarvis, M. J., Madore, B. F., Meyer, M. J., Seibert, M., Staveley-Smith, L., Sutherland, W. J., and Warren, S. J. (2011). Galaxy and Mass Assembly (GAMA): survey diagnostics and core data release. *MNRAS*, 413(2):971–995.
- Ellison, S. L., Patton, D. R., Simard, L., and McConnachie, A. W. (2008). Galaxy Pairs in the Sloan Digital Sky Survey. I. Star Formation, Active Galactic Nucleus Fraction, and the Mass-Metallicity Relation. *AJ*, 135(5):1877–1899.
- Feng, H. and Kaaret, P. (2006). Spectral State Transitions of the Ultraluminous X-Ray Sources X-1 and X-2 in NGC 1313. *ApJ*, 650(1):L75–L78.
- Fernández, V., Amorín, R., Firpo, V., and Morisset, C. (2024). LIME: A LIne MEasuring library for large and complex spectroscopic data sets. I. Implementation of a virtual observatory for JWST spectra. *A&A*, 688:A69.
- Finn, M. K., Johnson, K. E., Indebetouw, R., Costa, A. H., Adamo, A., Aloisi, A., Bittle, L., Calzetti, D., Dale, D. A., Dobbs, C. L., Donovan Meyer, J., Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., Fumagalli, M., Gallagher, J. S., Grasha, K., Grebel, E. K., Kennicutt, R. C., Krumholz, M. R., Lee, J. C., Messa, M., Nair, P., Sabbi, E., Smith, L. J., Thilker, D. A., Whitmore, B. C., and Wofford, A. (2024a). ALMA-LEGUS. I. The Influence of Galaxy Morphology on Molecular Cloud Properties. *ApJ*, 964(1):12.
- Finn, M. K., Johnson, K. E., Indebetouw, R., Costa, A. H., Adamo, A., Aloisi, A., Bittle, L., Calzetti, D., Dale, D. A., Dobbs, C. L., Donovan Meyer, J., Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., Fumagalli, M., Gallagher, J. S., Grasha, K., Grebel, E. K., Kennicutt, R. C., Krumholz, M. R., Lee, J. C., Messa, M., Nair, P., Sabbi, E., Smith, L. J., Thilker, D. A., Whitmore, B. C., and Wofford, A. (2024b). ALMA-LEGUS. II. The Influence of Subgalactic Environments on Molecular Cloud Properties. *ApJ*, 964(1):13.

- Fioc, M. and Rocca-Volmerange, B. (1997). PEGASE: a UV to NIR spectral evolution model of galaxies. Application to the calibration of bright galaxy counts. *A&A*, 326:950–962.
- Fitzpatrick, E. L. (1999). Correcting for the Effects of Interstellar Extinction. *PASP*, 111(755):63–75.
- Friedli, D., Benz, W., and Kennicutt, R. (1994). On the Influence of Bars and Star Formation on Galactic Abundance Gradients. *ApJ*, 430:L105.
- García-Vargas, M. L., González-Delgado, R. M., Pérez, E., Alloin, D., Díaz, A., and Terlevich, E. (1997). The Stellar Content of Giant H II Regions in NGC 7714. *ApJ*, 478(1):112–123.
- Gemini Observatory and AURA (2016). Gemini IRAF: Data reduction software for the Gemini telescopes. Astrophysics Source Code Library, record ascl:1608.006.
- Genzel, R., Tacconi, L. J., Gracia-Carpio, J., Sternberg, A., Cooper, M. C., Shapiro, K., Bolatto, A., Bouché, N., Bournaud, F., Burkert, A., Combes, F., Comerford, J., Cox, P., Davis, M., Förster Schreiber, N. M., García-Burillo, S., Lutz, D., Naab, T., Neri, R., Omont, A., Shapley, A., and Weiner, B. (2010). A study of the gas-star formation relation over cosmic time. *MNRAS*, 407(4):2091–2108.
- Gomes, J. M. and Papaderos, P. (2017). Fitting Analysis using Differential evolution Optimization (FADO):. Spectral population synthesis through genetic optimization under self-consistency boundary conditions. *A&A*, 603:A63.
- González Delgado, R. M. and Pérez, E. (2000). The massive stellar content of the Hii region NGC 604 and its evolutionary state. *MNRAS*, 317(1):64–78.
- Gray, R. O. and Corbally, J., C. (2009). *Stellar Spectral Classification*.
- Gúrpide, A. and Castro Segura, N. (2024). Quasi-isotropic UV emission in the ULX NGC 1313 X-1. *MNRAS*, 532(2):1459–1485.
- Gúrpide, A., Castro Segura, N., Soria, R., and Middleton, M. (2024). Absence of nebular He II  $\lambda$ 4686 constrains the UV emission from the ultraluminous X-ray pulsar NGC 1313 X-2. *MNRAS*, 531(3):3118–3135.
- Gúrpide, A., Parra, M., Godet, O., Contini, T., and Olive, J. F. (2022). MUSE spectroscopy of the ULX NGC 1313 X-1: A shock-ionised bubble, an X-ray photoionised nebula, and two supernova remnants. *A&A*, 666:A100.

- Hadfield, L. J. and Crowther, P. A. (2007). A survey of the Wolf-Rayet population of the barred, spiral galaxy NGC 1313. *MNRAS*, 381(1):418–432.
- Hannon, S., Lee, J. C., Whitmore, B. C., Chandar, R., Adamo, A., Mobasher, B., Aloisi, A., Calzetti, D., Cignoni, M., Cook, D. O., Dale, D., Deger, S., Della Bruna, L., Elmegreen, D. M., Gouliermis, D. A., Grasha, K., Grebel, E. K., Herrero, A., Hunter, D. A., Johnson, K. E., Kennicutt, R., Kim, H., Sacchi, E., Smith, L., Thilker, D., Turner, J., Walterbos, R. A. M., and Wofford, A. (2019). H  $\alpha$  morphologies of star clusters: a LEGUS study of H II region evolution time-scales and stochasticity in low-mass clusters. *MNRAS*, 490(4):4648–4665.
- Hernandez, S., Winch, A., Larsen, S., James, B. L., and Jones, L. (2022). Chemical Abundances of Young Massive Clusters in NGC 1313. *AJ*, 164(3):89.
- Hickson, P., Mendes de Oliveira, C., Huchra, J. P., and Palumbo, G. G. (1992). Dynamical Properties of Compact Groups of Galaxies. *ApJ*, 399:353.
- Hook, I. M., Jørgensen, I., Allington-Smith, J. R., Davies, R. L., Metcalfe, N., Murowinski, R. G., and Crampton, D. (2004). The Gemini-North Multi-Object Spectrograph: Performance in Imaging, Long-Slit, and Multi-Object Spectroscopic Modes. *PASP*, 116(819):425–440.
- Hubble, E. P. (1929). A spiral nebula as a stellar system, Messier 31. *ApJ*, 69:103–158.
- Isobe, Y., Ouchi, M., Nakajima, K., Harikane, Y., Ono, Y., Xu, Y., Zhang, Y., and Ueda, H. (2023). Redshift Evolution of Electron Density in the Interstellar Medium at z 0-9 Uncovered with JWST/NIRSpec Spectra and Line-spread Function Determinations. *ApJ*, 956(2):139.
- Jin, Y., Sutherland, R., Kewley, L. J., and Nicholls, D. C. (2023). Spatially Resolved Temperature and Density Structures of Nearby H II Regions. *ApJ*, 958(2):179.
- Joye, W. A. and Mandel, E. (2003). New Features of SAOImage DS9. In Payne, H. E., Jedrzejewski, R. I., and Hook, R. N., editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XII*, volume 295 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 489.
- Ju, M., Wang, X., Jones, T., Barišić, I., Nanayakkara, T., Bundy, K., Faucher-Giguère, C.-A., Feng, S., Glazebrook, K., Henry, A., Malkan, M. A., Obreschkow, D., Roy, N.,

- Sanders, R. L., Sun, X., Treu, T., and Zhou, Q. (2025). MSA-3D: Metallicity Gradients in Galaxies at  $z \sim 1$  with JWST/NIRSpec Slit-stepping Spectroscopy. *ApJ*, 978(2):L39.
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Ridgway, S. E., Brinkmann, J., Fukugita, M., Hall, P. B., Ivezić, Ž., Richards, G. T., and Schneider, D. P. (2003). The host galaxies of active galactic nuclei. *MNRAS*, 346(4):1055–1077.
- Kaviraj, S. (2014). The importance of minor-merger-driven star formation and black hole growth in disc galaxies. *MNRAS*, 440(4):2944–2952.
- Kennicutt, Jr., R. C. (1998). Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. *ARA&A*, 36:189–232.
- Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., Clavel, J., Drechsel, G., Estaria, P., Faelker, J., Riedinger, J. R., Robson, A., Taylor, B. G., and Ximénez de Ferrán, S. (1996). The Infrared Space Observatory (ISO) mission. *A&A*, 315(2):L27–L31.
- Kewley, L. J. and Dopita, M. A. (2002). Using Strong Lines to Estimate Abundances in Extragalactic H II Regions and Starburst Galaxies. *ApJS*, 142(1):35–52.
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., and Trevena, J. (2001). Theoretical Modeling of Starburst Galaxies. *ApJ*, 556(1):121–140.
- Kewley, L. J., Groves, B., Kauffmann, G., and Heckman, T. (2006). The host galaxies and classification of active galactic nuclei. *MNRAS*, 372(3):961–976.
- Kewley, L. J., Rupke, D., Zahid, H. J., Geller, M. J., and Barton, E. J. (2010). Metallicity Gradients and Gas Flows in Galaxy Pairs. *ApJ*, 721(1):L48–L52.
- Kormendy, J. and Kennicutt, Jr., R. C. (2004). Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies. *ARA&A*, 42(1):603–683.
- Krabbe, A. C., Rosa, D. A., Dors, O. L., Pastoriza, M. G., Winge, C., Hägele, G. F., Cardaci, M. V., and Rodrigues, I. (2014). Interaction effects on galaxy pairs with Gemini/GMOS-I: Electron density. *MNRAS*, 437(2):1155–1170.
- Krause, M. G. H., Charbonnel, C., Bastian, N., and Diehl, R. (2016). Gas expulsion in massive star clusters?. Constraints from observations of young and gas-free objects. *A&A*, 587:A53.

- Kroupa, P., Gjergo, E., Jerabkova, T., and Yan, Z. (2024). The initial mass function of stars. *arXiv e-prints*, page arXiv:2410.07311.
- Kuncarayakti, H., Maeda, K., Anderson, J. P., Hamuy, M., Nomoto, K., Galbany, L., and Doi, M. (2016). Evolving into a remnant: optical observations of SN 1978K at three decades. *MNRAS*, 458(2):2063–2073.
- Lada, C. J. and Lada, E. A. (2003). Embedded Clusters in Molecular Clouds. *ARA&A*, 41:57–115.
- Lambas, D. G., Alonso, S., Mesa, V., and O’Mill, A. L. (2012). Galaxy interactions. I. Major and minor mergers. *A&A*, 539:A45.
- Lambas, D. G., Tissera, P. B., Alonso, M. S., and Coldwell, G. (2003). Galaxy pairs in the 2dF survey - I. Effects of interactions on star formation in the field. *MNRAS*, 346(4):1189–1196.
- Leavitt, H. S. and Pickering, E. C. (1912). Periods of 25 Variable Stars in the Small Magellanic Cloud. *Harvard College Observatory Circular*, 173:1–3.
- Leitherer, C. and Heckman, T. M. (1995). Synthetic Properties of Starburst Galaxies. *ApJS*, 96:9.
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., Delgado, R. M. G., Robert, C., Kune, D. F., de Mello, D. F., Devost, D., and Heckman, T. M. (1999). Starburst99: Synthesis Models for Galaxies with Active Star Formation. *ApJS*, 123(1):3–40.
- Lin, L., Li, C., Du, C., Wang, E., Xiao, T., Bureau, M., Fraser-Mckelvie, A., Masters, K., Lin, L., Wake, D., and Hao, L. (2020). SDSS-IV MaNGA: the indispensable role of bars in enhancing the central star formation of low-z galaxies. *MNRAS*, 499(1):1406–1423.
- Lin, L., Li, C., He, Y., Xiao, T., and Wang, E. (2017). Bar-induced Central Star Formation as Revealed by Integral Field Spectroscopy from CALIFA. *ApJ*, 838(2):105.
- Madau, P. and Dickinson, M. (2014). Cosmic Star-Formation History. *ARA&A*, 52:415–486.
- Magrini, L., Gonçalves, D. R., and Vajgel, B. (2017). NGC 55: a disc galaxy with flat abundance gradients. *MNRAS*, 464(1):739–753.
- Maiolino, R. and Mannucci, F. (2019). De re metallica: the cosmic chemical evolution of galaxies. *A&ARv*, 27(1):3.

- Marcelin, M. and Athanassoula, E. (1982). Kinematics and dynamics of the barred spiral galaxy NGC 1313. *A&A*, 105(1):76–84.
- Marino, R. A., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., Gil de Paz, A., Vílchez, J., Miralles-Caballero, D., Kehrig, C., Pérez-Montero, E., Stanishev, V., Iglesias-Páramo, J., Díaz, A. I., Castillo-Morales, A., Kennicutt, R., López-Sánchez, A. R., Galbany, L., García-Benito, R., Mast, D., Mendez-Abreu, J., Monreal-Ibero, A., Husemann, B., Walcher, C. J., García-Lorenzo, B., Masegosa, J., Del Olmo Orozco, A., Mourão, A. M., Ziegler, B., Mollá, M., Papaderos, P., Sánchez-Blázquez, P., González Delgado, R. M., Falcón-Barroso, J., Roth, M. M., van de Ven, G., and CALIFA Team (2013). The O3N2 and N2 abundance indicators revisited: improved calibrations based on CALIFA and  $T_e$ -based literature data. *A&A*, 559:A114.
- Medoff, J., Mutlu-Pakdil, B., Carlin, J. L., Drlica-Wagner, A., Tollerud, E. J., Doliva-Dolinsky, A., Sand, D. J., Martínez-Vázquez, C. E., Stringfellow, G. S., Cerny, W., Crnojević, D., Ferguson, P. S., Fielder, C. E., Chaturvedi, A., Kallivayalil, N., Noël, N. E. D., Vivas, K., Walker, A. R., Adamów, M., Bom, C. R., Carballo-Bello, J. A., Choi, Y., Medina, G. E., Navabi, M., Pace, A. B., Riley, A. H., and Sakowska, J. D. (2025). DELVE-DEEP Survey: The Faint Satellite System of NGC 55. *ApJ*, 990(2):108.
- Mesa, V., Duplancic, F., Alonso, S., Coldwell, G., and Lambas, D. G. (2014). Interacting galaxies: corotating and counter-rotating systems with tidal tails. *MNRAS*, 438(2):1784–1793.
- Messa, M., Calzetti, D., Adamo, A., Grasha, K., Johnson, K. E., Sabbi, E., Smith, L. J., Bajaj, V., Finn, M. K., and Lin, Z. (2021). Looking for Obscured Young Star Clusters in NGC 1313. *ApJ*, 909(2):121.
- Mo, H., van den Bosch, F. C., and White, S. (2010). *Galaxy Formation and Evolution*.
- Mollá, M. and Roy, J.-R. (1999). Modeling the Radial Abundance Distribution of the Transition Galaxy NGC 1313. *ApJ*, 514(2):781–786.
- Muñoz-Elgueta, N., Torres-Flores, S., Amram, P., Hernandez-Jimenez, J. A., Urrutia-Viscarra, F., Mendes de Oliveira, C., and Gómez-López, J. A. (2018). Kinematics and physical properties of the nearby galaxy NGC 4656 and its TDG candidate. *MNRAS*, 480(3):3257–3278.

- Nelson, D., Springel, V., Pillepich, A., Rodriguez-Gomez, V., Torrey, P., Genel, S., Vogelsberger, M., Pakmor, R., Marinacci, F., Weinberger, R., Kelley, L., Lovell, M., Diemer, B., and Hernquist, L. (2019). The IllustrisTNG simulations: public data release. *Computational Astrophysics and Cosmology*, 6(1):2.
- Neugebauer, G., Habing, H. J., van Duinen, R., Aumann, H. H., Baud, B., Beichman, C. A., Beintema, D. A., Boggess, N., Clegg, P. E., de Jong, T., Emerson, J. P., Gautier, T. N., Gillett, F. C., Harris, S., Hauser, M. G., Houck, J. R., Jennings, R. E., Low, F. J., Marsden, P. L., Miley, G., Olmon, F. M., Pottasch, S. R., Raimond, E., Rowan-Robinson, M., Soifer, B. T., Walker, R. G., Wesselius, P. R., and Young, E. (1984). The Infrared Astronomical Satellite (IRAS) mission. *ApJ*, 278:L1–L6.
- Ohlson, D., Seth, A. C., Gallo, E., Baldassare, V. F., and Greene, J. E. (2024). The 50 Mpc Galaxy Catalog (50 MGC): Consistent and Homogeneous Masses, Distances, Colors, and Morphologies. *AJ*, 167(1):31.
- Olave-Rojas, D., Torres-Flores, S., Carrasco, E. R., Mendes de Oliveira, C., de Mello, D. F., and Scarano, S. (2015). NGC 6845: metallicity gradients and star formation in a complex compact group. *MNRAS*, 453(3):2808–2823.
- Osterbrock, D. E. (1989). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*.
- Osterbrock, D. E. and Ferland, G. J. (2006). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*.
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., and Smith, G. (1979). On the composition of H II regions in southern galaxies - I. NGC 300 and 1365. *MNRAS*, 189:95–113.
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Fosbury, R. A. E., and Webster, B. L. (1978). A survey of chemical compositions of H II regions in the Magellanic Clouds. *MNRAS*, 184:569–592.
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., and Smith, G. (1980). On the composition of HII regions in southern galaxies. II. NGC 6822 and 1313. *MNRAS*, 193:219–230.
- Pan, H.-A., Lin, L., Sánchez, S. F., Barrera-Ballesteros, J. K., and Hsieh, B.-C. (2025). SDSS-IV MaNGA: Spatial Evolution of Gas-phase Metallicity Changes Induced by Galaxy Interactions. *ApJ*, 982(2):130.

- Papovich, C., Labb  , I., Quadri, R., Tilvi, V., Behroozi, P., Bell, E. F., Glazebrook, K., Spitler, L., Straatman, C. M. S., Tran, K. V., Cowley, M., Dav  , R., Dekel, A., Dickinson, M., Ferguson, H. C., Finkelstein, S. L., Gawiser, E., Inami, H., Faber, S. M., Kacprzak, G. G., Kawinwanichakij, L., Kocevski, D., Koekemoer, A., Koo, D. C., Kurczynski, P., Lotz, J. M., Lu, Y., Lucas, R. A., McIntosh, D., Mehrtens, N., Mobasher, B., Monson, A., Morrison, G., Nanayakkara, T., Persson, S. E., Salmon, B., Simons, R., Tomczak, A., van Dokkum, P., Weiner, B., and Willner, S. P. (2015). ZFOURGE/CANDELS: On the Evolution of M\* Galaxy Progenitors from  $z = 3$  to 0.5. *ApJ*, 803(1):26.
- Patton, D. R., Torrey, P., Ellison, S. L., Mendel, J. T., and Scudder, J. M. (2013). Galaxy pairs in the Sloan Digital Sky Survey - VI. The orbital extent of enhanced star formation in interacting galaxies. *MNRAS*, 433(1):L59–L63.
- Patton, D. R., Wilson, K. D., Metrow, C. J., Ellison, S. L., Torrey, P., Brown, W., Hani, M. H., McAlpine, S., Moreno, J., and Woo, J. (2020). Interacting galaxies in the IllustrisTNG simulations - I: Triggered star formation in a cosmological context. *MNRAS*, 494(4):4969–4985.
- Peimbert, M. and Torres-Peimbert, S. (1974). Chemical composition of H II regions in the Large Magellanic Cloud and its cosmological implications. *ApJ*, 193:327–333.
- Perez, J., Michel-Dansac, L., and Tissera, P. B. (2011). Chemical evolution during gas-rich galaxy interactions. *MNRAS*, 417(1):580–590.
- Peters, W. L., Freeman, K. C., Forster, J. R., Manchester, R. N., and Ables, J. G. (1994). H I aperture synthesis of the southern barred spiral NGC 1313. *MNRAS*, 269:1025–1034.
- Pettini, M. and Pagel, B. E. J. (2004). [OIII]/[NII] as an abundance indicator at high redshift. *MNRAS*, 348(3):L59–L63.
- Pharo, J., Guo, Y., Calvo, G. B., Teppala, T., Bian, F., Carleton, T., Faber, S., Guhathakurta, P., and Koo, D. C. (2023). Dwarf Galaxies Show Little ISM Evolution from  $z \approx 1$  to  $z \approx 0$ : A Spectroscopic Study of Metallicity, Star Formation, and Electron Density. *ApJ*, 959(1):48.
- Queyrel, J., Contini, T., Kissler-Patig, M., Epinat, B., Amram, P., Garilli, B., Le F  vre, O., Moutata, J., Paioro, L., Tasca, L., Tresse, L., Vergani, D., L  pez-Sanjuan, C., and Perez-Montero, E. (2012). MASSIV: Mass Assembly Survey with SINFONI in VVDS.

- III. Evidence for positive metallicity gradients in  $z \sim 1.2$  star-forming galaxies. *A&A*, 539:A93.
- Rich, J. A., Kewley, L. J., and Dopita, M. A. (2015). Galaxy Mergers Drive Shocks: An Integral Field Study of GOALS Galaxies. *ApJS*, 221(2):28.
- Rich, J. A., Torrey, P., Kewley, L. J., Dopita, M. A., and Rupke, D. S. N. (2012). An Integral Field Study of Abundance Gradients in nearby Luminous Infrared Galaxies. *ApJ*, 753(1):5.
- Rosa, D. A., Dors, O. L., Krabbe, A. C., Hägele, G. F., Cardaci, M. V., Pastoriza, M. G., Rodrigues, I., and Winge, C. (2014). Interaction effects on galaxy pairs with Gemini/GMOS - II: oxygen abundance gradients. *MNRAS*, 444(3):2005–2021.
- Rupke, D. S. N., Kewley, L. J., and Barnes, J. E. (2010a). Galaxy Mergers and the Mass-Metallicity Relation: Evidence for Nuclear Metal Dilution and Flattened Gradients from Numerical Simulations. *ApJ*, 710(2):L156–L160.
- Rupke, D. S. N., Kewley, L. J., and Chien, L. H. (2010b). Gas-phase Oxygen Gradients in Strongly Interacting Galaxies. I. Early-stage Interactions. *ApJ*, 723(2):1255–1271.
- Russell, S. C. and Dopita, M. A. (1990). Abundances of the Heavy Elements in the Magellanic Clouds. II. H II Regions and Supernova Remnants. *ApJS*, 74:93.
- Ryder, S., Staveley-Smith, L., Dopita, M., Petre, R., Colbert, E., Malin, D., and Schlegel, E. (1993). SN 1978K: an Extraordinary Supernova in the Nearby Galaxy NGC 1313. *ApJ*, 416:167.
- Ryder, S. D., Staveley-Smith, L., Malin, D., and Walsh, W. (1995). A New Optical and HI Study of the Nearby Galaxy NGC 1313. *AJ*, 109:1592.
- Sabbi, E., Calzetti, D., Ubeda, L., Adamo, A., Cignoni, M., Thilker, D., Aloisi, A., Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., Gouliermis, D. A., Grebel, E. K., Messa, M., Smith, L. J., Tosi, M., Dolphin, A., Andrews, J. E., Ashworth, G., Bright, S. N., Brown, T. M., Chandar, R., Christian, C., Clayton, G. C., Cook, D. O., Dale, D. A., de Mink, S. E., Dobbs, C., Evans, A. S., Fumagalli, M., Gallagher, III, J. S., Grasha, K., Herrero, A., Hunter, D. A., Johnson, K. E., Kahre, L., Kennicutt, R. C., Kim, H., Krumholz, M. R., Lee, J. C., Lennon, D., Martin, C., Nair, P., Nota, A., Östlin, G., Pellerin, A., Prieto, J., Regan, M. W., Ryon, J. E., Sacchi, E., Schaeferer, D., Schiminovich, D., Shabani, F.,

- Van Dyk, S. D., Walterbos, R., Whitmore, B. C., and Wofford, A. (2018). The Resolved Stellar Populations in the LEGUS Galaxies1. *ApJS*, 235(1):23.
- Salpeter, E. E. (1955). The Luminosity Function and Stellar Evolution. *ApJ*, 121:161.
- Sánchez, S. F. (2020). Spatially Resolved Spectroscopic Properties of Low-Redshift Star-Forming Galaxies. *ARA&A*, 58:99–155.
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., van de Ven, G., Vílchez, J. M., Wisotzki, L., Walcher, C. J., Mast, D., Aguerri, J. A. L., Albiol-Pérez, S., Alonso-Herrero, A., Alves, J., Bakos, J., Bartáková, T., Bland-Hawthorn, J., Boselli, A., Bomans, D. J., Castillo-Morales, A., Cortijo-Ferrero, C., de Lorenzo-Cáceres, A., Del Olmo, A., Dettmar, R.-J., Díaz, A., Ellis, S., Falcón-Barroso, J., Flores, H., Gallazzi, A., García-Lorenzo, B., González Delgado, R., Gruel, N., Haines, T., Hao, C., Husemann, B., Iglesias-Páramo, J., Jahnke, K., Johnson, B., Jungwiert, B., Kalinova, V., Kehrig, C., Kupko, D., López-Sánchez, Á. R., Lyubenova, M., Marino, R. A., Márquez-Queraltó, E., Márquez, I., Masegosa, J., Meidt, S., Méndez-Abreu, J., Monreal-Ibero, A., Montijo, C., Mourão, A. M., Palacios-Navarro, G., Papaderos, P., Pasquali, A., Peletier, R., Pérez, E., Pérez, I., Quirrenbach, A., Relaño, M., Rosales-Ortega, F. F., Roth, M. M., Ruiz-Lara, T., Sánchez-Blázquez, P., Sengupta, C., Singh, R., Stanishev, V., Trager, S. C., Vazdekis, A., Viironen, K., Wild, V., Zibetti, S., and Ziegler, B. (2012). CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. I. Survey presentation. *A&A*, 538:A8.
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Iglesias-Páramo, J., Mollá, M., Barrera-Ballesteros, J., Marino, R. A., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., González Delgado, R., Cid Fernandes, R., de Lorenzo-Cáceres, A., Méndez-Abreu, J., Galbany, L., Falcon-Barroso, J., Miralles-Caballero, D., Husemann, B., García-Benito, R., Mast, D., Walcher, C. J., Gil de Paz, A., García-Lorenzo, B., Jungwiert, B., Vílchez, J. M., Jílková, L., Lyubenova, M., Cortijo-Ferrero, C., Díaz, A. I., Wisotzki, L., Márquez, I., Bland-Hawthorn, J., Ellis, S., van de Ven, G., Jahnke, K., Papaderos, P., Gomes, J. M., Mendoza, M. A., and López-Sánchez, Á. R. (2014). A characteristic oxygen abundance gradient in galaxy disks unveiled with CALIFA. *A&A*, 563:A49.
- Scarano, S., Madsen, F. R. H., Roy, N., and Lépine, J. R. D. (2008). H I aperture synthesis and optical observations of the pair of galaxies NGC 6907 and 6908. *MNRAS*, 386(2):963–972.
- Schneider, P. (2006). *Extragalactic Astronomy and Cosmology*.

- Schweizer, F. (1978). Galaxies with Long Tails. In Berkhuijsen, E. M. and Wielebinski, R., editors, *Structure and Properties of Nearby Galaxies*, volume 77 of *IAU Symposium*, page 279.
- Shah, E. A., Kartaltepe, J. S., Magagnoli, C. T., Cox, I. G., Wetherell, C. T., Vanderhoof, B. N., Cooke, K. C., Calabro, A., Chartab, N., Conselice, C. J., Croton, D. J., de la Vega, A., Hathi, N. P., Ilbert, O., Inami, H., Kocevski, D. D., Koekemoer, A. M., Lemaux, B. C., Lubin, L., Mantha, K. B., Marchesi, S., Martig, M., Moreno, J., Pampliega, B. A., Patton, D. R., Salvato, M., and Treister, E. (2022). Investigating the Effect of Galaxy Interactions on Star Formation at 0.5  $\mu$ z  $\pm$ 3.0. *ApJ*, 940(1):4.
- Shapley, H. and Curtis, H. D. (1921). The Scale of the Universe. *Bulletin of the National Research Council*, 2(11):171–217.
- Silva-Villa, E. and Larsen, S. S. (2012). Evidence of an interaction from resolved stellar populations: the curious case of NGC 1313. *MNRAS*, 423(1):213–221.
- Stasińska, G., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., Schoenell, W., Sodré, Jr., L., and Seagal Collaboration (2008). Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 391(1):L29–L33.
- Storchi-Bergmann, T., Calzetti, D., and Kinney, A. L. (1994). Ultraviolet to Near-Infrared Spectral Distributions of Star-forming Galaxies: Metallicity and Age Effects. *ApJ*, 429:572.
- Sutherland, R. S. and Dopita, M. A. (1993). Cooling Functions for Low-Density Astrophysical Plasmas. *ApJS*, 88:253.
- Suzuki, T., Kaneda, H., and Onaka, T. (2013). AKARI view of star formation in NGC 1313. *A&A*, 554:A8.
- Tapia-Contreras, B., Tissera, P. B., Sillero, E., Gonzalez-Jara, J., Casanueva-Villarreal, C., Pedrosa, S., Bignone, L., Padilla, N. D., and Domínguez-Tenreiro, R. (2025). Insight into the physical processes that shape the metallicity profiles in galaxies. *A&A*, 700:A69.
- Taylor, E. N., Hopkins, A. M., Baldry, I. K., Brown, M. J. I., Driver, S. P., Kelvin, L. S., Hill, D. T., Robotham, A. S. G., Bland-Hawthorn, J., Jones, D. H., Sharp, R. G., Thomas, D., Liske, J., Loveday, J., Norberg, P., Peacock, J. A., Bamford, S. P., Brough, S., Colless, M., Cameron, E., Conselice, C. J., Croom, S. M., Frenk, C. S., Gunawardhana, M.,

- Kuijken, K., Nichol, R. C., Parkinson, H. R., Phillipps, S., Pimbblet, K. A., Popescu, C. C., Prescott, M., Sutherland, W. J., Tuffs, R. J., van Kampen, E., and Wijesinghe, D. (2011). Galaxy And Mass Assembly (GAMA): stellar mass estimates. *MNRAS*, 418(3):1587–1620.
- Tody, D. (1986). The IRAF Data Reduction and Analysis System. In Crawford, D. L., editor, *Instrumentation in astronomy VI*, volume 627 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 733.
- Tody, D. (1993). IRAF in the Nineties. In Hanisch, R. J., Brissenden, R. J. V., and Barnes, J., editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, volume 52 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 173.
- Tolstoy, E., Hill, V., and Tosi, M. (2009). Star-Formation Histories, Abundances, and Kinematics of Dwarf Galaxies in the Local Group. *ARA&A*, 47(1):371–425.
- Toomre, A. and Toomre, J. (1972). Galactic Bridges and Tails. *ApJ*, 178:623–666.
- Toribio San Cipriano, L., Domínguez-Guzmán, G., Esteban, C., García-Rojas, J., Mesa-Delgado, A., Bresolin, F., Rodríguez, M., and Simón-Díaz, S. (2017). Carbon and oxygen in H II regions of the Magellanic Clouds: abundance discrepancy and chemical evolution. *MNRAS*, 467(3):3759–3774.
- Torres-Flores, S., Amram, P., Olave-Rojas, D., Muñoz-Elgueta, N., Mendes de Oliveira, C., de Mello, D., and Urrutia-Viscarra, F. (2020). Revealing the effects of galaxy interaction in the main galaxies of the southern group Arp 314. *MNRAS*, 494(2):2785–2797.
- Torres-Flores, S., Scarano, S., Mendes de Oliveira, C., de Mello, D. F., Amram, P., and Plana, H. (2014). Star-forming regions and the metallicity gradients in the tidal tails: the case of NGC 92. *MNRAS*, 438(2):1894–1908.
- Torrey, P., Cox, T. J., Kewley, L., and Hernquist, L. (2012). The Metallicity Evolution of Interacting Galaxies. *ApJ*, 746(1):108.
- van Dokkum, P. G. (2001). Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection. *PASP*, 113(789):1420–1427.
- Walsh, J. R. and Roy, J. R. (1997). The O/H distribution in the transition Magellanic galaxy NGC 1313. *MNRAS*, 288(3):726–732.

- Werk, J. K., Putman, M. E., Meurer, G. R., and Santiago-Figueroa, N. (2011). Metal Transport to the Gaseous Outskirts of Galaxies. *ApJ*, 735(2):71.
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., Ressler, M. E., Cutri, R. M., Jarrett, T., Kirkpatrick, J. D., Padgett, D., McMillan, R. S., Skrutskie, M., Stanford, S. A., Cohen, M., Walker, R. G., Mather, J. C., Leisawitz, D., Gautier, III, T. N., McLean, I., Benford, D., Lonsdale, C. J., Blain, A., Mendez, B., Irace, W. R., Duval, V., Liu, F., Royer, D., Heinrichsen, I., Howard, J., Shannon, M., Kendall, M., Walsh, A. L., Larsen, M., Cardon, J. G., Schick, S., Schwalm, M., Abid, M., Fabinsky, B., Naes, L., and Tsai, C.-W. (2010). The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE): Mission Description and Initial On-orbit Performance. *AJ*, 140(6):1868–1881.
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, Jr., J. E., Anderson, S. F., Annis, J., Bahcall, N. A., Bakken, J. A., Barkhouser, R., Bastian, S., Berman, E., Boroski, W. N., Bracker, S., Briegel, C., Briggs, J. W., Brinkmann, J., Brunner, R., Burles, S., Carey, L., Carr, M. A., Castander, F. J., Chen, B., Colestock, P. L., Connolly, A. J., Crocker, J. H., Csabai, I., Czarapata, P. C., Davis, J. E., Doi, M., Dombeck, T., Eisenstein, D., Ellman, N., Elms, B. R., Evans, M. L., Fan, X., Federwitz, G. R., Fischelli, L., Friedman, S., Frieman, J. A., Fukugita, M., Gillespie, B., Gunn, J. E., Gurbani, V. K., de Haas, E., Haldeman, M., Harris, F. H., Hayes, J., Heckman, T. M., Hennessy, G. S., Hindsley, R. B., Holm, S., Holmgren, D. J., Huang, C.-h., Hull, C., Husby, D., Ichikawa, S.-I., Ichikawa, T., Ivezić, Ž., Kent, S., Kim, R. S. J., Kinney, E., Klaene, M., Kleinman, A. N., Kleinman, S., Knapp, G. R., Korienek, J., Kron, R. G., Kunszt, P. Z., Lamb, D. Q., Lee, B., Leger, R. F., Limmongkol, S., Lindenmeyer, C., Long, D. C., Loomis, C., Loveday, J., Lucinio, R., Lupton, R. H., MacKinnon, B., Mannery, E. J., Mantsch, P. M., Margon, B., McGehee, P., McKay, T. A., Meiksin, A., Merelli, A., Monet, D. G., Munn, J. A., Narayanan, V. K., Nash, T., Neilsen, E., Neswold, R., Newberg, H. J., Nichol, R. C., Nicinski, T., Nonino, M., Okada, N., Okamura, S., Ostriker, J. P., Owen, R., Pauls, A. G., Peoples, J., Peterson, R. L., Pet travick, D., Pier, J. R., Pope, A., Pordes, R., Prosapio, A., Rechenmacher, R., Quinn, T. R., Richards, G. T., Richmond, M. W., Rivetta, C. H., Rockosi, C. M., Ruthmansdorfer, K., Sandford, D., Schlegel, D. J., Schneider, D. P., Sekiguchi, M., Sergey, G., Shimasaku, K., Siegmund, W. A., Smee, S., Smith, J. A., Snedden, S., Stone, R., Stoughton, C., Strauss, M. A., Stubbs, C., SubbaRao, M., Szalay, A. S., Szapudi, I., Szokoly, G. P., Thakar, A. R., Tremonti, C., Tucker, D. L., Uomoto, A., Vanden Berk, D., Vogeley, M. S., Waddell, P., Wang, S.-i., Watanabe, M., Weinberg,

- D. H., Yanny, B., Yasuda, N., and SDSS Collaboration (2000). The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. *AJ*, 120(3):1579–1587.
- Zaritsky, D., Kennicutt, Jr., R. C., and Huchra, J. P. (1994). H II Regions and the Abundance Properties of Spiral Galaxies. *ApJ*, 420:87.

