



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO  
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

PROPIEDADES FÍSICAS DEL GAS EN GALAXIAS  
MEDUSA: EL CASO EXTREMO DE LA GALAXIA JW100

T E S I S

PARA OPTAR POR EL GRADO DE  
MAESTRO EN CIENCIAS

PRESENTA

OSBALDO SÁNCHEZ GARCÍA

DIRECTORES DE TESIS

DR. JACOPO FRITZ,  
INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

&

DR. BERNARDO CERVANTES SODI,  
INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

MORELIA, MICHOACAN, MÉXICO, DICIEMBRE 2018



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

*A mi madre Ma. Patricia García Estevane*

# Agradecimientos

*El que da, no debe volver a acordarse;  
pero el que recibe nunca debe olvidar.*

Proverbio Hebreo.

Quiero agradecer a mi Poder Superior que me haya dado la oportunidad de llegar hasta este momento y por toda su fortaleza, salud y sabiduría brindada durante toda mi carrera.

Agradezco profundamente a mi madre Ma. Patricia por todas sus enseñanzas, consejos y su apoyo incondicional, no solo durante mis estudios, sino durante toda mi vida, por ser una persona perseverante y mostrarme lo valioso de la educación. A sí mismo agradezco a mis hermanos Dulce e Israel por haberme brindado su apoyo, alentado a seguir adelante y estar conmigo en todo momento. A mi segunda familia Al-Anon, por toda la experiencia, fortaleza y esperanza brindada.

Por todo su total apoyo brindado, por su confianza, dedicación y por los conocimientos que me transmitieron en la realización de esta tesis agradezco a mis asesores, al Dr. Bernardo Cervantes Sodi y al Dr. Jacopo Fritz. También quiero agradecer a todos mis compañeros de maestría con los que conviví durante toda la carrera, especialmente a Cesar Iván Victoria Ceballos y Victor Hugo Ramírez Siordia por brindarme su amistad y a todos los profesores que me impartieron clase durante mi estancia.

También quiero agradecer el apoyo económico que me proporcionó DGAPA-UNAM a través del proyecto de PAPIIT IA103517 y a CONACyT por otorgarme la beca escolar. La ayuda brindada por ambas instituciones fue fundamental para poder llevar a cabo este trabajo, y en general, en mi formación como maestro en astrofísica, ya que me ayudaron a dedicarme de tiempo completo a mis estudios de los cuales pude adquirir habilidades y conocimientos científicos que me han ayudado a continuar en la área de la investigación científica.

# Resumen

*La satisfacción radica en el esfuerzo, no  
en el logro. El esfuerzo total es una  
victoria completa.*

Mahatma Gandhi.

En este trabajo se presenta el estudio de las propiedades físicas, tanto del gas como de la componente estelar de la galaxia JW100, como parte del proyecto de investigación GASP (GAs Stripping Phenomena in galaxy; Investigador Principal Bianca M. Poggianti). Este proyecto está basado en observaciones fotométricas y espectroscópicas, con el espectrógrafo de campo integral MUSE@VLT, de galaxias medusa (Jellyfish) en cúmulos y grupos locales, que pretende estudiar fenómenos de remoción del gas en estas galaxias. Esta galaxia, con una masa de  $3 \times 10^{11} M_{\odot}$  y con un corrimiento al rojo de  $z = 0.06019$ , es miembro del cúmulo de Abell 2626, un cúmulo de masa intermedia ( $6.7 \times 10^{14} M_{\odot}$ ) con un corrimiento al rojo de  $z = 0.0548$ . Tanto evidencia óptica como el análisis de las líneas muestran que el gas está siendo removido de la galaxia, formando colas de gas ionizado en dirección opuesta al centro del cúmulo, llegando a tener una longitud de hasta  $\sim 53$  kpc. El diámetro estelar de la galaxia es de  $\sim 60$  kpc, con una velocidad máxima, derivada de la curva de velocidad proyectada, de  $300 \text{ km s}^{-1}$ , la cual tiene forma simétrica y regular, indicando que el mecanismo que remueve el gas no afecta a la componente estelar. Las curvas de velocidad proyectadas del gas medidas en varias regiones paralelas al eje mayor de la galaxia mantienen una forma similar a la de la componente estelar, sugiriendo que el mecanismo conocido como barrido por precesión cinemática (RPS; por sus siglas en inglés) es el mecanismo principal que provoca su desplazamiento. También del análisis de las líneas espectrales, se encontró que los mecanismos que ionizan al gas van desde formación estelar y choques hasta la presencia de un AGN en la galaxia. Pensamos que el mecanismo de ionización del gas en las colas sea una mezcla de formación estelar y del tipo de conducción térmica. Tomando en cuenta estos mecanismos presentes, y corrigiendo los flujos medidos por el polvo interno de la galaxia, la tasa de formación estelar total medida es de  $\sim 4.5 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . Además se encontró que esta galaxia cae

por debajo de la relación tasa de formación estelar específica - masa estelar, lo que indica, tomando en cuenta que el gas está siendo removido, que la galaxia se encuentra en un proceso de apagado, es decir, que su tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés) está disminuyendo. Por otro lado, estudiando la historia de formación estelar promedio en cuatro rangos de edades de las poblaciones estelares, se encontró un común acuerdo con los resultados derivados de la cinemática y la SFR, ya que la SFR como función del tiempo cósmico puede ser muy bien explicada con el ram pressure y el ram pressure stripping los que provocan un aumento y subsecuente disminución de la SFR, respectivamente, de la galaxia, especialmente en las regiones externas de la misma.

Por último, tomando en cuenta tanto el análisis espectral como la cinemática de la galaxia concluimos que esta galaxia está perdiendo gas de forma extrema debido al RPS y debido a que se encuentra en un región caliente probablemente sea la razón de que no cuenta con muchas regiones de formación estelar en las colas de gas comparada con las otras galaxias medusas estudiadas en GASP, convirtiéndola así, en una galaxia peculiar.

# Índice

<b>Agradecimientos</b>	<b>III</b>
<b>Resumen</b>	<b>V</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Galaxias . . . . .	1
1.2. Cúmulos y grupos de galaxias . . . . .	5
1.3. La importancia del contenido de gas en las galaxias . . . . .	6
1.4. Mecanismos que afectan al gas de una galaxia . . . . .	6
1.5. El rol del Ram Pressure Stripping y sus implicaciones en las galaxias . . . . .	12
1.6. Objetivo . . . . .	19
<b>2. Datos</b>	<b>21</b>
2.1. Galaxias candidatas . . . . .	21
2.2. GASP . . . . .	25
2.3. Galaxia Medusa JW100 . . . . .	26
2.4. Análisis de datos . . . . .	26
2.4.1. Corrección por extinción galáctica . . . . .	27
2.4.2. Líneas en emisión y en absorción . . . . .	28
2.4.3. Propiedades de la población estelar . . . . .	30
<b>3. Ajustes de líneas espectrales</b>	<b>33</b>
3.1. Diagramas diagnósticos y sus mapas correspondientes . . . . .	41
3.2. Tasa de formación estelar . . . . .	45
3.2.1. Cálculo de la extinción por el polvo . . . . .	46
3.2.2. Tasa de formación estelar . . . . .	49
<b>4. Cinemática de la componente estelar y del gas</b>	<b>55</b>
4.1. Mapa y curva de velocidad estelar . . . . .	55
4.2. Mapa y curvas de velocidad del gas . . . . .	59

---

<b>5. Historia de formación estelar</b>	<b>65</b>
<b>6. Conclusiones y trabajo a futuro</b>	<b>71</b>
6.1. Conclusiones . . . . .	71
6.2. Trabajo a futuro . . . . .	75

# Índice de figuras

1.1.	<i>Relaciones entre propiedades estructurales para diferentes tipos de galaxias (Tolstoy et al., 2009). (a) Brillo superficial central como función de la magnitud absoluta, <math>M_v</math>; (b) radio efectivo como función de <math>M_v</math>.</i>	3
1.2.	<i>Representación esquemática de la clasificación de galaxias de Hubble, conocida como el diapasón de Hubble por la forma que tiene, en la cual solo se presentan las galaxias regulares (Hubble, 1936).</i>	4
1.3.	<i>NGC4410: galaxias interactuantes en donde se puede observar las colas de marea hechas de estrellas y gas.</i>	8
1.4.	<i>Imagen compuesta de imágenes en HI de galaxias individuales (color azul) sobrepuestas en la imagen en rayos-x del cúmulo de Virgo (color anaranjado). Las imágenes de HI son magnificadas por un factor de 10 para mostrar los detalles de la distribución de HI (Chung et al., 2009).</i>	13
1.5.	<i>Fracción de galaxias elípticas (E), lenticulares (S0), espirales+irregulares (S+I) (a) como función de densidad proyectada (<math>n_{gal} Mpc^{-2}</math>) para galaxias pertenecientes a cúmulos y galaxias de campo. (b) como función de la distancia radial del centro del cúmulo para galaxias pertenecientes a cúmulos. (c) Panel superior; fracción de galaxias E, S0 y S de región central (<math>R_b &lt; 0.5</math>; en unidades de <math>R_{200}</math>) de los cúmulos como función de la densidad local de galaxias (<math>\Sigma_{10}</math>; usando las 10 galaxias más cercanas). Panel inferior; histograma de la densidad de galaxias. Los resultados mostrados de (a) y (b) provienen de Dressler (1980) y el resultado mostrado en (c) de Fasano et al. (2015).</i>	15
1.6.	<i>(a) Mapa de contornos de las distribuciones del brillo en el radio continuo a 1.5GHz de la galaxia superpuestas en el mapa de intensidad en la banda H de la galaxia 97087 (Gavazzi et al., 1995). (b) Contornos de HI sobrepuestas en la imagen RGB de la galaxia NGC4405 (Chung et al., 2009).</i>	17

1.7. Simulación llevada a cabo por Steinhauser et al. (2012) para el escenario de una galaxia sin bulbo que está sufriendo RPS con una densidad del IMC de $10^{-27} \text{gcm}^{-3}$ . La densidad superficial del medio interestelar se muestra en color verde y los isocontornos representan la formación de estrellas. . . . .	18
1.8. Imágenes obtenidas con el HST (Hubble Space telescope) de galaxias medusas (Ebeling et al., 2014), en donde se pueden observar las colas de gas extendidas y grumos con formación estelar. . . . .	19
2.1. Mapa de posiciones: los círculos abiertos representan los cúmulos de WINGS y los puntos rojos los cúmulos de OMEGA-WINGS. (Gullieuszik et al., 2015). . . . .	23
2.2. Galaxias candidatas a ser galaxia medusa: en el panel izquierdo se muestra la imagen en la banda B y en el panel derecho la imagen rgb (Poggianti et al., 2016). . . . .	24
2.3. Imagen RGB izquierda: cúmulo de Abell 2626, imagen derecha: zoom a la galaxia JW100. . . . .	27
2.4. Diagrama esquemático del análisis general para cada galaxia de GASP (Poggianti et al., 2017). . . . .	30
3.1. Ejemplos de espectros ajustados por KUBEVIZ y Gaussfit. La primera fila (de arriba hacia abajo; uno de los espectros mal ajustados por KUBEVIZ, segunda fila y tercera fila; ejemplos de espectros ajustados por Gaussfit para una y dos componentes cinemáticas. La línea vertical representa el valor del corrimiento al rojo que mejor ajusto a las líneas en emisión. . . . .	36
3.2. Mapas de flujos para $[SII]\lambda 6716$ y $[OI]\lambda 6731$ , tanto para la primera (columna de la izquierda) y como para la segunda componente cinemática (columna de la derecha) como resultado del ajuste realizado por Gaussfit con $S/N > 2.5$ . Las isofotas del continuo en $H\alpha$ se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .	38
3.3. Mapas de flujos para $H\alpha$ , $H\beta$ y $[NII]\lambda 6548$ , tanto para la primera (columna de la izquierda) y como para la segunda componente cinemática (columna de la derecha) como resultado del ajuste realizado por Gaussfit con $S/N > 2.5$ . Las isofotas del continuo en $H\alpha$ se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .	39

3.4.	<i>Mapas de flujos para [NII]<math>\lambda</math>6583, [OI]<math>\lambda</math>6300 y [OIII]<math>\lambda</math>5007, tanto para la primera (columna de la izquierda) y como para la segunda componente cinemática (columna de la derecha) como resultado del ajuste realizado por Gaussfit con <math>S/N &gt; 2.5</math>. Las isofotas del continuo en <math>H\alpha</math> se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .</i>	40
3.5.	<i>Ejemplos de espectros en emisión con la misma escala de intensidad encontrados en tres diferentes regiones de JW100 (centro, glóbulo y una región de las colas). Las isofotas del continuo en <math>H\alpha</math> se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .</i>	41
3.6.	<i>(a) Diagrama diagnóstico para la primera componente cinemática con su (b) mapa correspondiente. (c) Diagrama diagnóstico para la segunda componente cinemática y (d) mapa correspondiente. En ambas componentes se usaron las relaciones [OIII]<math>\lambda</math>5007/<math>H\beta</math> versus [NII]<math>\lambda</math>6583/<math>H\alpha</math> para espaxeles con <math>S/N &gt; 2.5</math>. Las isofotas del continuo en <math>H\alpha</math> se muestran en pasos de 3,8,20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .</i>	42
3.7.	<i>(a) Diagrama diagnóstico para la primera componente cinemática con su (b) mapa correspondiente. (c) Diagrama diagnóstico para la segunda componente cinemática y (d) mapa correspondiente. En ambas componentes se usaron las relaciones [OIII]<math>\lambda</math>5007/<math>H\beta</math> versus [OI]<math>\lambda</math>6300/<math>H\alpha</math> para espaxeles con <math>S/N &gt; 2.5</math>. Las isofotas del continuo en <math>H\alpha</math> se muestran en pasos de 3,8,20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .</i>	43
3.8.	<i>(a) Diagrama diagnóstico para la primera componente cinemática con su (b) mapa correspondiente. (c) Diagrama diagnóstico para la segunda componente cinemática y (d) mapa correspondiente. En ambas componentes se usaron las relaciones [OIII]<math>\lambda</math>5007/<math>H\beta</math> versus [SII]<math>\lambda</math>6716 + [SII]<math>\lambda</math>6731/<math>H\alpha</math> para spaxeles con <math>S/N &gt; 2.5</math>. Las isofotas del continuo en <math>H\alpha</math> se muestran en pasos de 3,8,20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .</i>	44
3.9.	<i>Ley de extinción de Cardelli et al. (1989). . . . .</i>	48
3.10.	<i>Mapa en donde se muestra en rojo los espaxeles que tienen flujos tanto en <math>H\alpha</math> como en <math>H\beta</math> y los espaxeles en verde muestra la región en donde solo se cuenta con la emisión en <math>H\alpha</math>, tomando en cuenta una <math>S/N &gt; 2.5</math>. . . . .</i>	49

3.11. Mapa de extinción para (a) la primera y (b) segunda componente.	49
3.12. Mapa de flujo en $H\alpha$ corregido por extinción para (a) la primera y (b) segunda componente cinemática. . . . .	50
3.13. Mapa de tasa de formación estelar para (a) la primera y (b) segunda componente cinemática. . . . .	50
3.14. Mapa de tasa de formación estelar para (a) la primera y (b) segunda componente tomando en cuenta solo región donde existe y coexiste la formación estelar. . . . .	51
3.15. Relaciones (a) tasa de formación estelar - masa estelar ( $SFR-M_*$ ) y (b) tasa de formación estelar específica - masa estelar ( $SSFR-M_*$ ) extraídas del trabajo de Lara-López et al. (2013). La línea azul sólida indica el mejor ajuste a la muestra, las líneas punteadas indican la dispersión $1-\sigma$ del ajuste y los puntos rosas indican el valor medio de la SFR y SSFR en bins de masa estelar. La estrella color roja es sobrepuesta para indicar la posición de JW100 en estas relaciones. . . . .	52
4.1. Panel izquierdo: Mapa de la suma de los flujos del espectro observado. Panel derecho: Eje mayor proyectado de la galaxia definido a ojo y sobrepuesto a las isofotas del continuo en $H\alpha$ .	56
4.2. Mapa de velocidades de la componente estelar. Las isofotas del continuo se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar. La flecha en color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .	57
4.3. (a) Lo mismo que la Figura 4.2, pero con diferente escala de colores para resaltar la región (líneas en rojo) en donde se midieron las velocidades para crear la curva de velocidad proyectada. (b) Curva de velocidad proyectada de la componente estelar. . . . .	59
4.4. (a) Mapa de velocidades del gas para la primera componente, (b) Mapa de velocidades del gas para la segunda componente. Las isofotas del continuo se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar. La flecha en color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .	60
4.5. (a) regiones en el mapa de velocidades del gas de $5 \times 5$ spaxeles ubicados a lo largo del eje mayor proyectado definido en la componente estelar (región 1) y de forma paralela a este eje (regiones 2, 3 y 4). Las región en azul representa las mismas velocidades que en la Figura 4.4, solo se eligió este solo para hacer resaltar las regiones en donde se midieron las curvas de velocidad proyectadas. . . . .	61

- 4.6. *Panel izquierdo: curvas de velocidad proyectadas medidas en el mapa de velocidades del gas generado por KUBEVIZ. Panel derecho: curvas de velocidad proyectadas medidas en el mapa de velocidades del gas generado por GaussFit tanto para la primera y segunda componente cinemática en comparación con la curva de velocidad de la componente estelar del disco. . . .* 62
- 4.7. *Panel izquierdo: curvas de velocidad proyectadas medidas en el mapa de velocidades del gas generado por KUBEVIZ. Panel derecho: curvas de velocidad proyectadas medidas en el mapa de velocidades del gas generado por Gaussfit tanto para la primera y segunda componente cinemática en comparación con la curva de velocidad de la componente estelar del disco. . . .* 63
- 5.1. *Mapas de tasa de formación estelar promedio en cuatro diferentes bins de edades. Las isofotas del continuo en  $H\alpha$  se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.3). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo. . . . .* 67
- 5.2. *(a) Tasa de formación estelar promedio como función del tiempo cósmico, para las cuatro regiones definidas en el panel (b), así como el promedio de toda la galaxia. . . . .* 69
- 5.3. *Tasa de formación estelar promedio como función del tiempo cósmico, para las cuatro regiones definidas en el panel (b) normalizadas a su valor en el periodo más viejo de las poblaciones estelares. . . . .* 70



# Capítulo 1

## Introducción

*Equipado con sus cinco sentidos, el  
hombre explora el Universo que lo rodea  
y llama a la aventura de la ciencia.*

Edwin Hubble

### 1.1. Galaxias

Desde el descubrimiento de las galaxias como objetos astronómicos que habitan fuera de los límites de nuestra galaxia (Hubble, 1926), conocidas en un inicio como “Universos isla” (galaxias que aparecían borrosas en el cielo debido a que no podían ser bien resueltas), se abrió el campo de estudio de la astrofísica cuyo objetivo es entender la formación y evolución, tal como su estructura, morfológica, composición química, medio ambiente, densidad y edad de las galaxias y saber qué tan importantes son estos factores a corto y largo plazo.

Hoy en día se sabe que las galaxias cuando son vistas en detalle tienen una morfología desde muy simple hasta muy compleja. Desde galaxias constituidas de puras estrellas a galaxias que parecen ser en su mayoría de puro gas (Lo & Sargent, 1979), pasando por galaxias intermedias que contienen gas atómico e ionizado, polvo, estrellas, nubes moleculares, campos magnéticos, etc. Su luminosidad puede llegar a ser de  $10^3 L_{\odot}$  hasta  $10^{12} L_{\odot}$ , sus masas de  $10^7 M_{\odot}$  hasta  $10^{14} M_{\odot}$  y radios de 0.1 kpc hasta 1Mpc. En la Figura 1.1 se muestra la distribución de galaxias de diferente tipo morfológico en planos de brillo superficial y tamaño como función de su magnitud absoluta<sup>1</sup>. En

---

<sup>1</sup>Las elipses color rojo claro indican las posiciones típicas de las galaxias elípticas y de los bulbos, las elipses en azul claro indican las localizaciones típicas de las galaxias espirales, el contorno punteado en forma de elipse de color púrpura indica las posiciones típicas de los núcleos galácticos, el contorno punteado en forma de elipse de color gris indica

dicha figura también se muestran las regiones ocupadas por cúmulos globulares galácticos para comparación.

Uno de los primeros en estudiar esta variedad morfológica fue Hubble (1936), quien basándose solo en el aspecto morfológico de las galaxias brillantes (comparadas con las encontradas actualmente) separó a las galaxias en tres grandes grupos: elípticas, lenticulares y espirales (normales y barradas) y fue de los primeros en proponer un sistema de clasificación, el cual conocemos como el diapasón de Hubble (Figura 1.2). Esta clasificación es una de las más usadas para caracterizar sus propiedades comunes y provee un marco de referencia dentro del cual las propiedades cuantitativas de las galaxias son discutidas de manera sistemática. Clasificaciones alternas para describir procesos físicos y características más finas de las galaxias son también usadas [p. ej. Kormendy & Bender (2012); de Vaucouleurs (1959); van den Bergh (1976)], pero su uso depende del contexto físico que se quiera discutir.

Las galaxias elípticas son una concentración de estrellas en forma elíptica y en el diagrama de Hubble son divididas de acuerdo a su elipticidad definida como

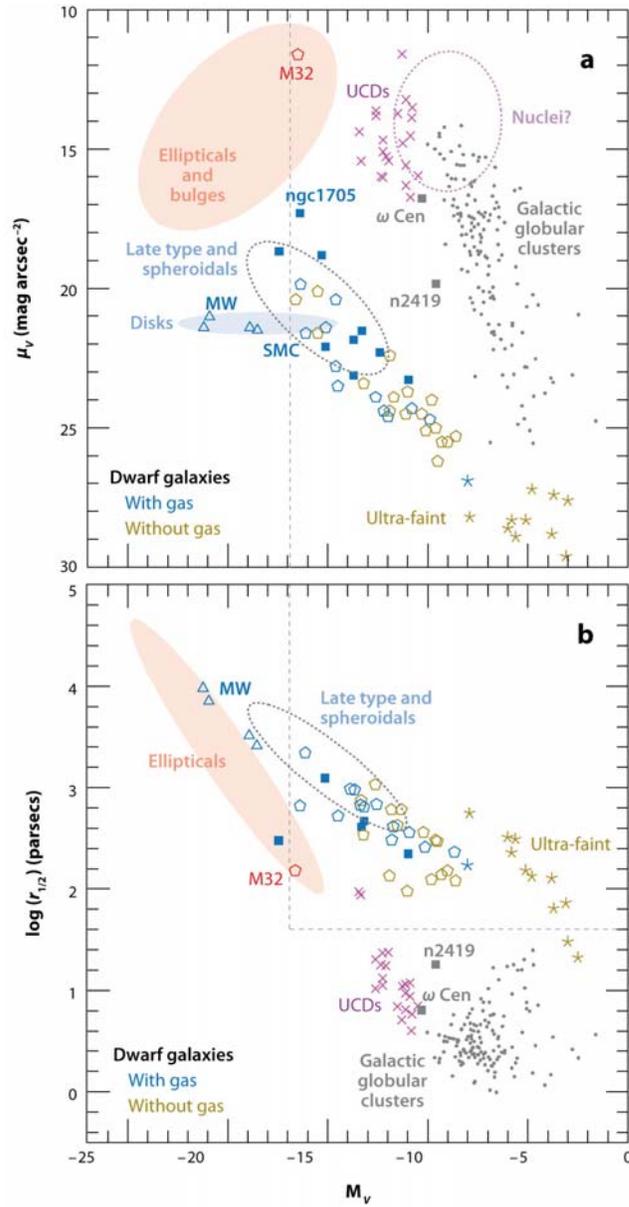
$$\epsilon = 10 \left( 1 - \frac{a}{b} \right) \quad (1.1)$$

donde  $a$  y  $b$  son el eje menor y el eje mayor proyectados en el cielo respectivamente. Su brillo decae suavemente conforme uno se aleja de su centro siguiendo un perfil de Vaucouleurs y barren prácticamente todos los tamaños, desde las galaxias más chicas (esferoidales: con masas típicas de  $10^7 - 10^8 M_\odot$  y radio de 0.1-0.5 kpc) hasta las más grandes (como las galaxias cD: con masas típicas de  $10^{13} - 10^{14} M_\odot$  y radios de 300kpc hasta 1Mpc). No tienen fuerte evidencia de concentraciones grandes de materia interestelar (franjas oscuras de polvo, gas ionizado, gas molecular, gas neutro, etc), son altas en metalicidad<sup>2</sup> y sus estrellas son en su mayoría viejas.

---

las posiciones típicas de los sistemas tipo tardíos y esferoidales. Los cúmulos globulares galácticos se indican como pequeños puntos grises. M31, la Vía Láctea (MW), M33 y LMC se muestran como triángulos azules abiertos. Algunas de las enanas azules compactas están marcadas como cuadrados azules sólidos. Los cúmulos globulares peculiares  $\omega$ Cen y NGC 2419 están marcados cerca de la región de los puntos marcados como cúmulos globulares, M32 en la región de las galaxias elípticas, y el SMC cerca del borde de la clase enana. Las enanas ultra compactas (UCD) estudiadas en los grupos de Virgo y Fornax están marcadas con cruces de color púrpura. Las galaxias enanas del Grupo local se representan como pentágonos abiertos, azul para sistemas con gas y amarillo para sistemas sin gas. Las enanas ultra débiles recientemente descubiertos reciben símbolos de estrellas y el mismo código de color.

<sup>2</sup>En general, ya que existen todo tipo de metalicidades en los diferentes tipos de galaxia elípticas, por ejemplo, las esferoidales pueden ser de metalicidad subsolar, pero las cD



 Tolstoy E, et al. 2009.  
Annu. Rev. Astron. Astrophys. 47:371–425

Figura 1.1: Relaciones entre propiedades estructurales para diferentes tipos de galaxias (Tolstoy et al., 2009). (a) Brillo superficial central como función de la magnitud absoluta,  $M_v$ ; (b) radio efectivo como función de  $M_v$ .

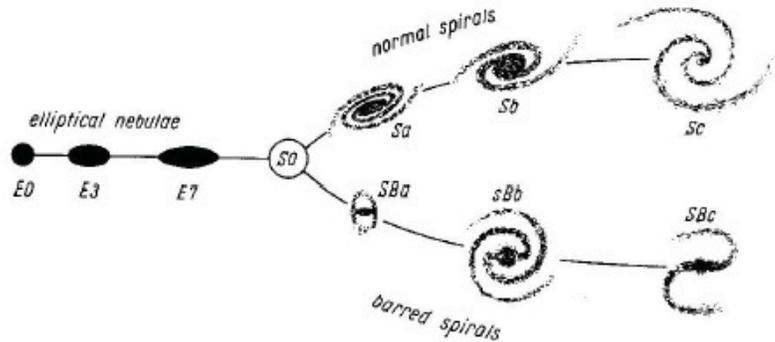


Figura 1.2: Representación esquemática de la clasificación de galaxias de Hubble, conocida como el diapason de Hubble por la forma que tiene, en la cual solo se presentan las galaxias regulares (Hubble, 1936).

Las galaxias espirales, como la Vía Láctea, están compuestas de un bulbo/barra estelar en la parte central (siendo el bulbo estructuralmente similar a las galaxias elípticas) y de un disco estelar con perfil de brillo superficial exponencial en donde se encuentran los brazos espirales. Tienen baja metalicidad en el disco (comparada con las encontradas en las galaxias elípticas de alta masa) y cuentan con materia interestelar. En el diagrama de Hubble son divididas en dos secuencias dependiendo de si solo cuentan con un bulbo (Sa, Sb, Sc) o si además cuentan con una barra (SBa, SBb, SBc) y cada secuencia es dividida en tres clases dependiendo de dos factores: la prominencia del bulbo y que tan cerrados y prominentes sean sus brazos espirales. Son clasificadas como Sa si su bulbo es muy prominente y sus brazos están muy enrollados y Sc si su bulbo es poco prominente y sus brazos espirales son muy abiertos, Sb es un estado intermedio entre los dos antes mencionados.

Las galaxias lenticulares (S0) aparecen como una galaxia intermedia entre una galaxia espiral y una galaxia elíptica en el diagrama de Hubble y al igual que las galaxias espirales cuentan con un bulbo/barra en su centro y un disco estelar con ausencia de un patrón espiral y comúnmente no cuentan con estrellas jóvenes debido a la ausencia de gas, ya que han consumido o perdido gran parte o toda su materia interestelar (como las galaxias elípticas).

Edwin Hubble se refirió a las galaxias elípticas como las galaxias de tipo temprano, porque pensó que evolucionarían para convertirse en galaxias espirales (a las que llamaba de tipo tardío). Ahora sabemos que la transformación del tipo morfológico de las galaxias es un proceso complejo y es difícil determinar cual será el resultado final del proceso evolutivo, pero los nombres de tipo temprano y tipo tardío utilizados por Hubble se adoptan por convención.

## 1.2. Cúmulos y grupos de galaxias

Las galaxias no están distribuidas en el espacio de forma aleatoria o de forma continua, es decir, que se encuentren a la misma distancia, sino que se vuelve altamente estructurado una vez que se abordan desde un panorama más amplio y con estudios más detallados (a pequeñas escalas, ya que a grandes escalas su distribución se puede considerar homogénea e isotrópica, “principio cosmológico”). Dichas estructuras son asociaciones de galaxias ligadas gravitacionalmente las cuales orbitan su centro de masas y generalmente se clasifican en dos grandes grupos: *grupos* y *cúmulos*, que a su vez están distribuidas en una estructura filamentaria a gran escala.

Uno de los primeros en identificar y hacer un catálogo de cúmulos de galaxias fue Abell (1958), quien se basó en dos criterios principalmente: (1) en que el sistema tuviera densidad suficientemente alta y (2) el número suficiente de galaxias. Basados en estos criterios un *cúmulo* debe de tener al menos  $N \geq 50$  galaxias con magnitudes aparentes  $m < m_3 + 2$ , donde  $m_3$  es la magnitud aparente del tercer miembro más brillante y que ese encuentren en una esfera de diámetro  $D \geq 1.5 h^{-1}$  Mpc. Con estos criterios Abell encontró 1,682 cúmulos de galaxias. Hoy en día se ha encontrado que los cúmulos tienen dispersión de velocidades (es decir, el alejamiento de la velocidad de una galaxia con el promedio) típicas que oscilan entre los  $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$  y los  $\sim 1500 \text{ km s}^{-1}$  y suelen tener masas dinámicas del orden de  $M \sim 1 \times 10^{14} M_{\odot}$ . Los *grupos* por otro lado, son definidos con  $N \leq 50$  galaxias contenidas en una esfera de diámetro  $D \leq 1.5 h^{-1}$  Mpc y tienen una dispersión de velocidades  $< 500 \text{ km s}^{-1}$  y una masa promedio de  $M \sim 3 \times 10^{13} M_{\odot}$ . Hoy en día el uso de criterios como el corrimiento al rojo y algoritmos tipo “*Friends of friends*” son utilizados para determinar si una galaxia pertenece a un *grupo* o a un *cúmulo*.

El rango de masas tomando en cuenta *grupos* y *cúmulos* va desde  $10^{12} M_{\odot}$  a  $10^{15} M_{\odot}$ . Las galaxias, tanto de los grupos y cúmulos, están embebidas en gas, el cual representa la mayor parte de materia bariónica de estas estructuras, especialmente en caso de los *cúmulos*. En el caso de los *grupos*, el gas es difuso y frío y se detecta a través de la absorción de la luz que es emitida por las galaxias que se encuentran detrás del gas. En el caso de los *cúmulos*, el gas se encuentra localizado entre las galaxias (gas intracumular) y se encuentra muy caliente con temperaturas de  $T \sim 10^7 - 10^8 \text{ K}$ , el cual emite radiación en rayos X, con luminosidades entre  $10^{43} - 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$ .

### 1.3. La importancia del contenido de gas en las galaxias

Las galaxias se encuentran en continua evolución y su estructura, morfología, contenido estelar y composición químicas dependen de los procesos que ocurren a diferentes escalas de tiempo y energía. Las escalas de tiempo pueden ser muy largas y no muy energéticas como los producidos por una evolución secular o pueden ser cortos en tiempo y muy energéticos como la evolución producida mediante las fusiones mayores. En ambos casos el gas de las galaxias se ve afectado, el cual juega un papel importante para la evolución de las galaxias.

El gas es el combustible para la formación de las estrellas (el hidrógeno atómico se convierte en moléculas que se acumulan en nubes, se enfrían, se condensan y forman estrellas; al final de la vida de estas estrellas, gran parte del gas constituyente, contaminado de átomos mas pesados, se devuelve a la galaxia para ser el nuevo combustible de las siguientes generaciones de formación estelar), por lo que su ausencia frenaría la formación de nuevas estrellas en una galaxia, la cual estaría dominada por una población de estrellas viejas, rojas y frías. Por otro lado, el contenido de gas en grandes cantidades reduce la probabilidad de que una galaxia espiral pueda formar una barra estelar [Masters et al. (2012); Cervantes Sodi & Sánchez García (2017)] y por consiguiente que transforme su morfología. En un contexto cosmológico, que el gas de una de una galaxia puede tener dos orígenes, una acreción inicial al irse formando la protogalaxia, y un flujo posterior a través de filamentos que permiten a la galaxia alimentarse de gas pobre en metales.

### 1.4. Mecanismos que afectan al gas de una galaxia

El gas interestelar y el gas que rodea a las galaxias se pueden ver afectados por varios mecanismos. Algunos de los procesos internos que pueden jugar un papel importante son:

- **Vientos galácticos (Veilleux 2005).** Estos vientos galácticos expulsan material interestelar fuera de la galaxia depositándolo en el medio intergaláctico, impulsados por la energía mecánica de los vientos estelares, supernovas y AGNs. Estudios de síntesis de evolución de poblaciones de estrellas masivas (p.ej. Leitherer et al., 1999) han estimado que en un brote estelar las estrellas OB son las principales fuentes de vientos estelares, dominando durante unos 3 Myr para después tener una pérdida de masa 10 veces más alta por la aparición de estrellas

Wolf-Rayet entre los 3 – 6 Myr de haber surgido el brote y, finalmente dominan las supernovas tipo II ( $\sim 40\text{Myr}$ ) una vez que las estrellas menos masivas ( $\sim 8M_{\odot}$ ) explotan. En general, los vientos estelares son importantes durante la vida de las estrellas jóvenes ( $\leq 10^7\text{yr}$ ) y las explosiones de supernovas son las más energéticas del medio interestelar. En el caso del viento galáctico producido por AGNs, Kormendy & Gebhardt (2001) sugieren que su fuerza podría estar ligada a la tasa de acreción del agujero negro (menores a  $0.001M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  para AGNs de baja luminosidad, aproximadamente de  $1M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  para galaxias Seyfert y  $\sim 100M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  para cuasares y radio galaxias potentes), en donde gran parte de la energía liberada por la acreción se usa para impulsar el gas de su alrededor.

Es importante mencionar que no todo el material va a ser eyectado por el viento galáctico, ya que la fracción de masa expedida dependerá de la magnitud del brote de formación estelar, la densidad del medio interestelar y la masa de la galaxia entre otros. Una forma popular de estimar la fracción de gas que se escapa es comparando la velocidad del outflow con la velocidad de escape local derivado de un modelo gravitacional de la galaxia huésped. Con esta suposición y como un limite inferior, Rupke et al. (2005) encontró que 5 – 10 % del material neutro impulsado por vientos estelares se escapa.

- **Formación de barras estelares.** Otro mecanismo interno que afecta al gas es la formación de una barra estelar, ya que su formación causa una redistribución del momento angular, que a su vez redistribuye el material dentro de la galaxia huésped debido a los torques que ejerce la barra (Athanasoula, 2013). Durante la formación de la barra el gas se concentra en las partes internas del disco bajo la influencia del torque de la barra, formando así un disco interno de gas cuya extensión es del orden de  $\sim 1\text{kpc}$  [Athanasoula (1992); Regan & Teuben (2004)]. Cuando el disco se vuelve lo suficientemente masivo incentiva la formación de estrellas. Kormendy & Kennicutt (2004) estimaron que la densidad superficial de la tasa de formación estelar dentro del radio de la barra es de uno a tres órdenes de magnitud más altos que la obtenida en el resto del disco.

Los mecanismos externos que pueden afectar al gas son:

- **Fusiones y fuerzas de mareas entre galaxias (Barnes & Hernquist, 1992).** Este es un mecanismo que afecta tanto al gas como a las estrellas de las galaxias. Probablemente todas o la gran mayoría de las galaxias han sufrido una fusión mayor/menor o un interacción gravitacional importante durante su tiempo de vida (Efstathiou, 1990). Uno

de los primeros en notar los efectos de estas interacciones fue Zwicky (1956, 1959), quien observó una enorme variedad de estructuras extensas vistas en sistemas de galaxias dobles o múltiples. Estas estructuras extendidas (conocidas como colas de marea o puentes, hechas de estrellas y gas) son comúnmente vistas en sistemas de galaxias de disco interactuantes y suelen ser catalogados como restos de interacciones. Un ejemplo característico es el que se muestra en la Figura 1.3, en donde un terceto de galaxias se encuentran interactuando gravitacionalmente y se muestran claramente colas de marea que conectan a cada uno de los sistemas. Los puentes de material se observan entre galaxias grandes interactuando con galaxias pequeñas cercanas (galaxias satélite) y las colas de marea producidas por su interacción se pueden observar a grandes distancias de la galaxia que se ve perturbada por la presencia de su compañera. Simulaciones numéricas (Toomre & Toomre, 1972) han mostrado que solo los encuentros cercanos y relativamente lentos producen los puentes y las colas de marea. Encuentros más rápidos producen perturbaciones más pequeñas.

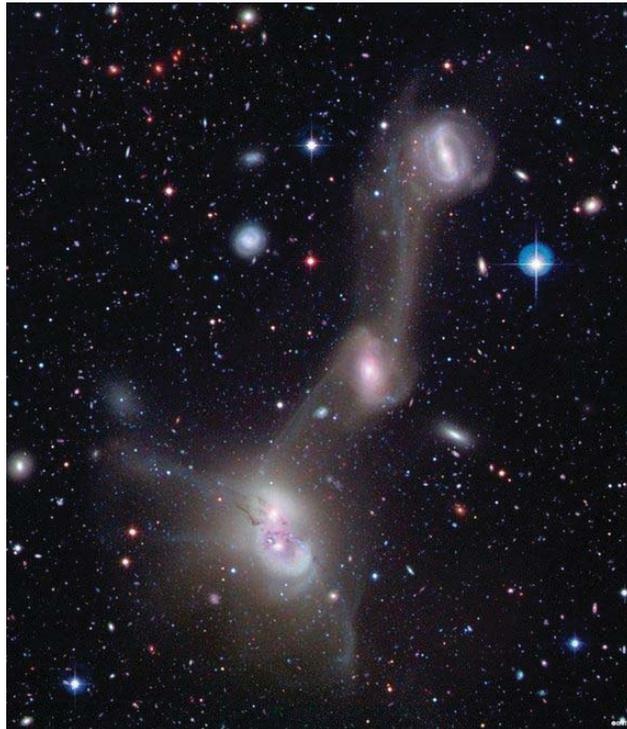


Figura 1.3: *NGC4410: galaxias interactuantes en donde se puede observar las colas de marea hechas de estrellas y gas.*

Por parte de las galaxias elípticas, las interacciones de marea son menos evidentes que las vistas en las galaxias espirales. Las galaxias elípticas pueden acretar material de su compañera más pequeña y sufrir solo un cambio menor, pero las consecuencias pueden tener un efecto significativo en las propiedades observables. Los encuentros en los cúmulos tienden a ser más rápidos y no suelen formar filamentos de material bien definidos. Sin embargo, las isofotas distorsionadas y fuera de centro observadas dan indicio de dichas interacciones (Kormendy, 1977). Probablemente, las galaxias elípticas BCG (Brightest Cluster Galaxy) o cD que se encuentran en los centros de los cúmulos sean producto de las fusiones entre galaxias (Tremaine, 1990).

Otras características que se observan en las galaxias pueden ser signo de interacciones entre galaxias tales como, anillos, barras estelares, cascarones, plumas, brazos espirales, etc. Sin embargo, todos estos casos tienen que ser discutidos en base a las condiciones en las que se genera, ya que simulaciones han mostrado que también se pueden generar por procesos internos a las galaxias y nos solo por interacciones con galaxias [p. ej. Ostriker & Peebles (1973); Peschken2018; Zana et al. (2018)].

- **Interacciones de marea con el potencial del cúmulo (Byrd & Valtonen, 1990).** Una galaxia no solo estaría sufriendo una perturbación por fuerza de marea debido a encuentros con una galaxia cercana, sino que también, debido al campo gravitacional de todo el cúmulo. Un efecto de esta interacción es que una galaxia que cae a un cúmulo puede perder sus partes externas debido a la interacción con el potencial del cúmulo (Merritt, 1984). También se ha encontrado en simulaciones que bajo fuertes fuerzas de marea provenientes del cúmulo huésped, las galaxias espirales pueden desarrollar una barra estelar (Peschken & Lokas, 2018) y que este tipo de interacciones también pueden encender brotes de formación estelar (Byrd & Valtonen, 1990), así como activar el núcleo de la galaxia. Este tipo de interacción también podría explicar la presencia de galaxias lenticulares en el centro de los cúmulos, en el sentido de que no contienen nada o mucho gas debido a los procesos antes mencionados actuando, sobre todo, en galaxias con un alto contenido de gas. En galaxias ricas en gas, las fuerzas de marea son capaces de producir numerosos brotes estelares que a su vez producen vientos estelares, que potencialmente pueden arrancar el de la galaxia, dejando un sistema pobre en gas.
- **Harassment (Moore et al., 1996).** El harassment (acoso) se refiere

a múltiples encuentros cercanos (dentro de 50kpc) de alta velocidad (una interacción por Gyr) entre galaxias luminosas (aproximadamente la luminosidad de la Vía Láctea), el cual impulsa la evolución morfológica de un cúmulo. Simulaciones de Moore et al. (1996) han mostrado que este tipo de encuentros afectan tanto al gas como a las estrellas, dejando restos de material alrededor de la galaxia perturbada y activando la formación estelar. Estas simulaciones también han mostrado que el harassment también puede convertir una galaxia espiral en una galaxia esferoidal/elíptica enana y podría ser un mecanismo eficiente para alimentar de gas al centro de la galaxia, incentivando la actividad nuclear.

- **Evaporación térmica (Cowie & Songaila, 1977)**. Esto sucede cuando el gas caliente intracumular ( $T \sim 10^8 \text{k}$ ) en cúmulos ricos en galaxias evapora, mediante conducción térmica, el gas más frío embebido dentro de las galaxias y/o nubes extragalácticas. Una medida de la pérdida de gas de las galaxias por este mecanismo se da por medio de la tasa de evaporación térmica. Simulaciones [Spitzer (1962); Cowie & Songaila (1977)] muestran que la tasa de evaporación del gas en una galaxia depende de las propiedades físicas del medio interestelar, del tamaño y la geometría de la nube. Para una temperatura y densidad del medio interestelar dadas, se puede definir un radio de saturación,  $a_{rad}$ , en donde el enfriamiento radiativo equilibra la conducción del calor de tal manera que las nubes con un radio menor a este radio crítico se evaporan, y nubes con un radio mayor se condensan y previenen su evaporación.
- **Ram pressure stripping (RPS; Gunn & Gott (1972))**. Este es un mecanismo que solo afecta al gas de una galaxia que está cayendo a un cúmulo de galaxias, el cual le es arrancado por la presión que ejerce el medio intracumular. La cantidad de gas perdido del disco de una galaxia al interactuar con el medio intracumular está determinada por las fuerzas competidoras de presión de barrido y la fuerza de restauración gravitacional del disco. Para una presión de barrido dada, el radio al cual la fuerza de restauración es igual a la presión de barrido se llama radio de arrancado. Para el gas que se encuentra dentro de este radio, la fuerza de gravitación sobrepasa la fuerza de barrido y se conserva en el disco. Por otro lado, si el gas se encuentra fuera de los límites de este radio, el barrido sobrepasa la fuerza gravitacional y el gas es arrancado. Un criterio sencillo para determinar si la presión por barrido está afectando el contenido de gas de las galaxias fue propuesto por Gunn & Gott (1972), mediante la expresión;

$$\rho_{ICM}v^2 \geq 2\pi G\Sigma_*\Sigma_{ISM}, \quad (1.2)$$

en donde  $\rho_{ICM}$  es la densidad del medio caliente intracumular,  $v$  es la velocidad de la galaxia en caída al cúmulo,  $\Sigma_*$  la densidad superficial de masa estelar de la galaxia y  $\Sigma_{ISM}$  es la densidad superficial del medio interestelar de la misma galaxia.

- **Estrangulamiento (Larson et al., 1980).** De acuerdo a este trabajo, el tiempo medio requerido para consumir todo el gas de una galaxia, solo tomando en cuenta la formación estelar, es mucho más corto que el tiempo de Hubble, por lo que si el gas en galaxias espirales no es reabastecido deberían evolucionar a sistemas pobres en gas. Para que esto suceda debe de existir un mecanismo que impida el reabastecimiento de gas a través de flujos de gas primordial o que impida que el gas de la misma galaxia (que haya sido removido por las fuerzas de marea y que haya quedado en la periferia de la galaxia) vuelva a caer para formar nuevas estrellas.

El mecanismo propuesto que puede impedir que el gas externo ingrese al disco de una galaxia son los frecuentes encuentros de marea. Esto es debido a que perturbar el gas en la periferia de las galaxias requiere interacciones mucho menos violentas comparado con otros mecanismos. Además, el tiempo requerido para que los restos de material de las partes exteriores de la galaxia que fueron perturbados por las fuerzas de marea se asienten de nuevo en el disco es al menos de 1 Gyr, el cual es comparable al periodo de los tiempos orbitales de las galaxias que interactúan. Estas interacciones pueden mantener al gas más externo de una galaxia agitado y relativamente disperso por muchos gigaños. Además, cualquier gas primordial restante también podría mantenerse agitado e impedir que caiga rápidamente en una galaxia.

Ya que los frecuentes encuentros de marea pueden impedir que el gas caiga a la galaxia, a este mecanismo se le es conocido como “estrangulamiento” y dado que requiere frecuentes encuentros es un mecanismo que es más eficiente en los cúmulos de las galaxias y solo en este escenario podría ayudar a explicar la existencia de sistemas pobres en gas.

Todos los mecanismos antes mencionados afectan al gas (y en algunos casos a las estrellas) de una galaxia y sus alrededores, sin embargo, un mecanismo es más efectivo dependiendo de las condiciones en las que se encuentre la galaxia. Por ejemplo, los vientos galácticos pueden estar presentes en todos los casos, pero tal vez seas más importantes en galaxias aisladas (galaxias que no pertenecen ni a un cúmulo ni a un grupo), debido a que no hay galaxias

cercanas que estén interactuando. Todos los demás mecanismos requieren algún tipo de interacción con su medio externo y algunos solo se presentan en los cúmulos, como la evaporación térmica o fuerzas de marea por el potencial del cúmulo. Las fusiones mayores no suelen ser tan efectivas en el interior de los cúmulos de galaxias debido a la alta dispersión de velocidades y no suelen ser tan comunes como en el pasado. Por ejemplo la última fusión mayor de nuestra galaxia se cree que fue hace 10-12 Gyr (Gilmore et al., 2002).

En general, los mecanismos que requieren de algún tipo de interacción, y por tanto afectando al gas, son o fueron más efectivos en cúmulos y grupos de galaxias. Un reflejo de esto se puede observar en el contenido de gas neutro de las galaxias de cúmulos, cuyo contenido de gas decrece desde galaxias que se encuentran en la periferia hasta galaxias situadas en el centro. Un ejemplo de esta distribución se muestra en la Figura 1.4 elaborada por Chung et al. (2009), quienes estudiando el impacto que tiene el medio ambiente sobre los discos de gas de las galaxias del cúmulo de Virgo, realizaron una imagen compuesta de gas atómico contenido en las galaxias individuales, sobrepuestas en la imagen en rayos-X del cúmulo, en donde se puede observar que las galaxias con mayor contenido de gas atómico se encuentran en la periferia. Además, trabajos como el de Dressler (1980) y Fasano et al. (2015) han encontrado que la fracción de galaxias tipo tardío en grupos suele ser del 80 % y del 60 % en la periferia de los cúmulos hasta ser virtualmente 0 % en los centros de los cúmulos ricos en galaxias (estos resultados se muestran en la Figura 1.5). Por otro lado, como parte de una extensa revisión, Boselli & Gavazzi (2006) han concluido que las galaxias tipo tardío que se encuentran en los cúmulos son más deficientes en gas atómico (HI) en comparación con las galaxias de campo y que la tasa de formación estelar de las galaxias espirales luminosas de los cúmulos, en promedio, es menor que la encontrada para las galaxias de campo, encontrando así, galaxias espirales más rojas en los cúmulos que en las galaxias de campo.

## 1.5. El rol del Ram Pressure Stripping y sus implicaciones en las galaxias

Otra de las conclusiones de la revisión hecha por Boselli & Gavazzi (2006), es que las galaxias tardías en los cúmulos siguen órbitas más radiales y tienden a tener velocidades más altas que las galaxias tipo tempranas, lo que sugiere que están cayendo en caída libre hacia el centro del cúmulo, las cuales atraviesan el medio intracumular (IMC, por sus siglas en inglés) con velocidades altas [altamente supersónicas; Faltenbacher & Diemand (2006)]. La presencia de estas velocidades, más las densidades altas del IMC hace que la presión por barrido cinemático (RPS; Ram Pressure Stripping) sea un me-

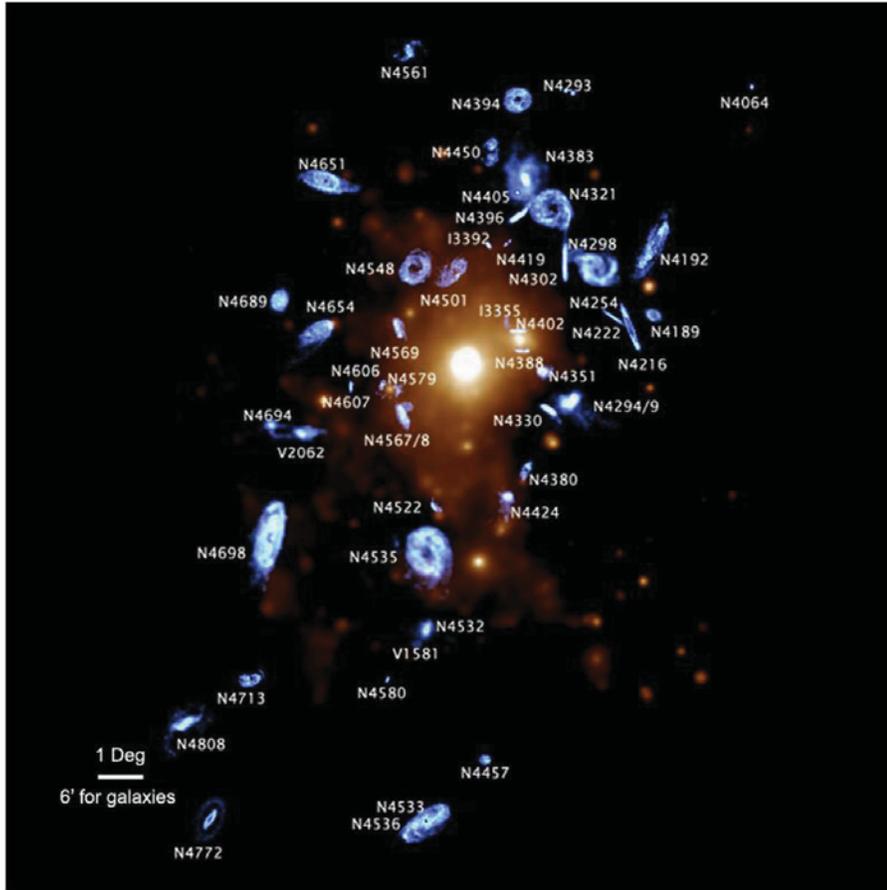


Figura 1.4: *Imagen compuesta de imágenes en HI de galaxias individuales (color azul) sobrepuestas en la imagen en rayos-x del cúmulo de Virgo (color anaranjado). Las imágenes de HI son magnificadas por un factor de 10 para mostrar los detalles de la distribución de HI (Chung et al., 2009).*

canismo esperado de los más eficientes en el interior de los cúmulos, lo cual puede explicar las diferencias encontradas entre las propiedades observadas en galaxias de campo y de cúmulos mencionadas anteriormente. Simulaciones de RPS realizadas con galaxias masivas en dos y tres dimensiones cayendo de cara a velocidad constante en un cúmulo con condiciones representativas del IMC [Abadi et al. (1999); Schulz & Struck (2001); Marcolini et al. (2003); Roediger & Hensler (2005); Roediger et al. (2006)], han encontrado que las galaxias pueden perder su gas de forma severa, de tal manera que el disco de gas de estas galaxias pueden resultar truncadas, lo cual puede dejar un subsecuente decrecimiento en la actividad de formación estelar (y por lo tanto un cambio en el color) o convertirla en una galaxia lenticular, en el sentido

de que la galaxia pierde todo su gas .

Sin embargo, como se mencionó anteriormente, las galaxias que están cayendo a los cúmulos caen de forma acelerada, debido a que se encuentran en caída libre, por lo que otro aspecto importante (y más realista) abordado por las simulaciones es la variabilidad de la velocidad con que se mueven las galaxias en el IMC. Una de las consecuencias de esta variabilidad es que la presión por barrido alcanza su máximo cuando la galaxia pasa por el centro del cúmulo y su mínimo cuando se encuentra en la periferia. Por lo tanto, y como uno de los resultados encontrado por Vollmer et al. (2001), parte del gas despojado de la galaxia al pasar por centro del cúmulo relativamente compacto, puede caer de nuevo a la galaxia debido a que una vez que pasa por el centro, la presión ejercida por el IMC sobre la galaxia (RP; ram pressure) comienza a disminuir. Cabe mencionar que en simulaciones con cúmulos relativamente más grandes, la caída del gas a la galaxia después de pasar por el centro no se observa (Roediger & Brüggén, 2007).

Aunque los resultados de las simulaciones antes mencionados fueron basados solo en galaxias que están cayendo de cara al cúmulo, Roediger et al. (2006), explorando la influencia del RPS como función del ángulo de inclinación entre el eje de rotación de la galaxia y la dirección del movimiento de la galaxia a través del medio intracumular, han encontrado que la pérdida de masa de gas para ángulos de inclinación entre  $0^\circ$  y  $60^\circ$  (siendo  $0^\circ$  una galaxia que se mueve de cara) es bastante similar, concluyendo que el RP que despoja todo el gas de las galaxias que se mueven de cara, también despoja el gas si la galaxia se mueve de perfil (aunque en un periodo de tiempo más largo), y los RPs débiles que casi no afectan al gas cuando la galaxia se mueve de cara, no despojan el gas cuando se mueve de perfil. Sin embargo, Roediger et al. (2006) encuentran que la inclinación de la galaxia sí tiene una notable influencia en la distribución del gas, haciendo esta distribución más asimétrica.

1.5. El rol del Ram Pressure Stripping y sus implicaciones en las galaxias15

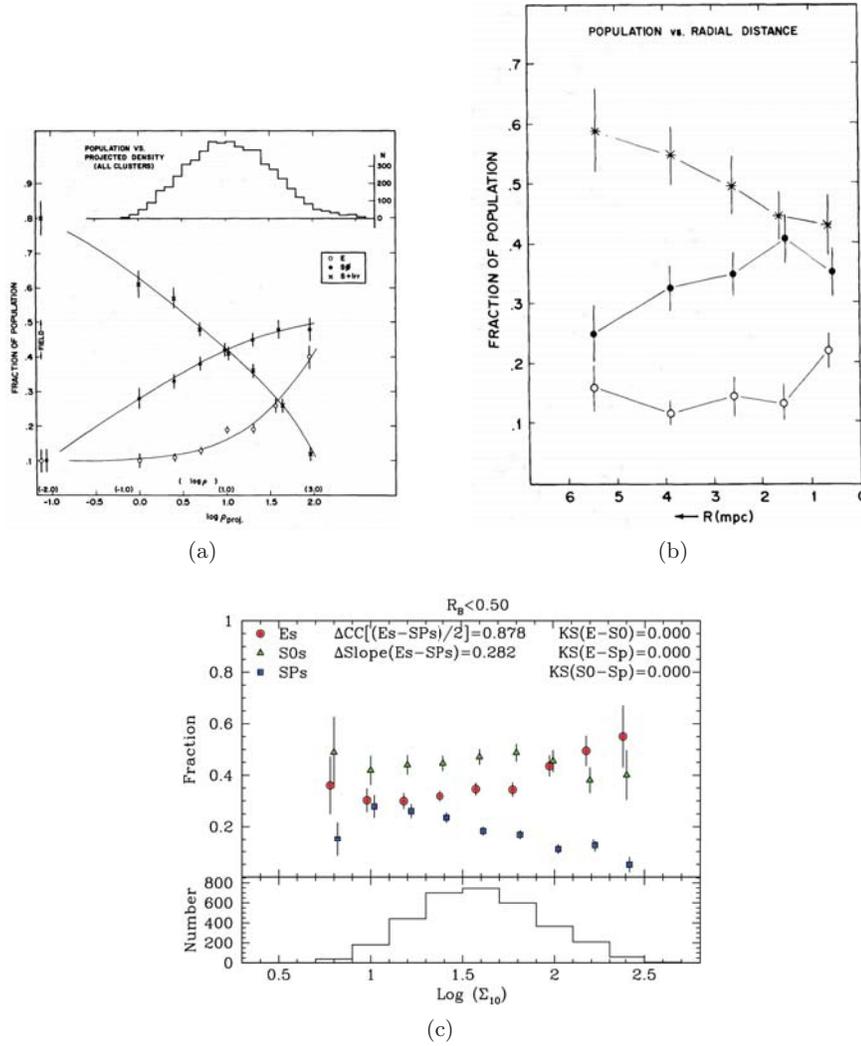


Figura 1.5: Fracción de galaxias elípticas (E), lenticulares (S0), espirales+irregulares (S+I) (a) como función de densidad proyectada ( $n_{gal} Mpc^{-2}$ ) para galaxias pertenecientes a cúmulos y galaxias de campo. (b) como función de la distancia radial del centro del cúmulo para galaxias pertenecientes a cúmulos. (c) Panel superior; fracción de galaxias E, S0 y S de región central ( $R_b < 0.5$ ; en unidades de  $R_{200}$ ) de los cúmulos como función de la densidad local de galaxias ( $\Sigma_{10}$ ; usando las 10 galaxias más cercanas). Panel inferior; histograma de la densidad de galaxias. Los resultados mostrados de (a) y (b) provienen de Dressler (1980) y el resultado mostrado en (c) de Fasano et al. (2015).

Ya que el RPS despoja el gas de las galaxias o bien causa una asimetría en su distribución, comparada con el disco estelar en donde se encuentra el gas, una posible forma de detectar RPS actuando en las galaxias (tomando en cuenta que otros mecanismos, como los antes mencionados, pueden causar una perturbación similar) es observando la distribución del hidrógeno atómico (HI), el cual se puede mostrar perturbado o truncado. Uno de los primeros en reportar este tipo de perturbaciones fueron Dickey & Gavazzi (1991), quienes usando el telescopio VLA para mapear la distribución de HI, encontraron tres galaxias en el cúmulo A1367 que tenían una distribución de HI perturbada comparada con la distribución de las estrellas, además de una tasas de formación estelar alta, ayudando así a la hipótesis de que la interacción de la galaxia con el medio intracumular promueve la pérdida de gas de la galaxia. Observaciones hechas por Gavazzi et al. (1995) a estas tres mismas galaxias en el radio continuo (1.5GHz), mostraron el caso más extremo a la cual las galaxias estaban perdiendo su gas, mostrando estructuras en forma de colas extensas. Una de las tres galaxias se muestra en la Figura 1.6(a). Un ejemplo del hidrógeno neutro truncado en una galaxia se muestra en la Figura 1.6(b), la cual forma parte del atlas de las galaxias estudiadas por Chung et al. (2009). En esta imagen se puede observar claramente como el gas se encuentra truncado (es decir, el disco estelar es más extenso que el disco de gas) lo cual podría ser explicado por el RPS, el cual está despojando el gas empezando por las partes externas de la galaxia. Más evidencia de gas atómico siendo removido en galaxias del cúmulo de Virgo y otros cúmulos pueden ser encontrados en los siguientes estudios: Cayatte et al. (1990); Veilleux et al. (1999); Vollmer et al. (2001); Vollmer (2003); Kenney et al. (2004); Vollmer et al. (2004); Vollmer et al. (2004); Koopmann & Kenney (2004); Crowl et al. (2005); Vollmer & Huchtmeier (2007); Bravo-Alfaro et al. (2000); Bravo-Alfaro et al. (2001); Kemp et al. (2005); Rasmussen et al. (2006); Levy et al. (2007); Jaffé et al. (2015); Yoon et al. (2017). Cabe mencionar, que este tipo de efectos no solo se han observado en cúmulos, sino también en grupos de galaxias (Verdes-Montenegro et al. (2001); Rasmussen et al. (2006, ;2008)). El gas molecular también se ve afectado, pero es menos vulnerable que el gas atómico (Boselli et al., 2014).

Los casos más extremos producidos por el RPS son las llamadas galaxias medusa, nombradas de esta manera por primera vez por Smith et al. (2010), las cuales presentan normalmente material despojado unilateralmente en forma de filamentos y nudos que salen del cuerpo principal de la galaxia (ver Figura 1.8). Este tipo de galaxias pueden ser encontradas principalmente en cúmulos tanto a bajo [Merluzzi et al. (2016); Poggianti et al. (2016)] como a alto corrimiento al rojo (McPartland et al., 2016). Las colas de material pueden alcanzar hasta 150 kpc de longitud, por lo que el estudio de este tipo de galaxias tiene que ser no solo en la parte del cuerpo principal de la

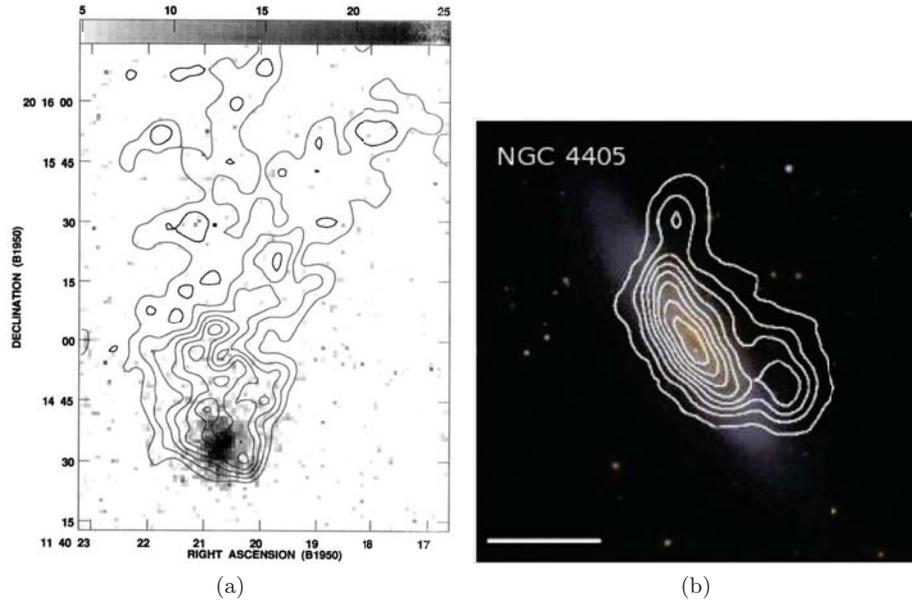


Figura 1.6: (a) Mapa de contornos de las distribuciones del brillo en el radio continuo a 1.5GHz de la galaxia superpuestas en el mapa de intensidad en la banda H de la galaxia 97087 (Gavazzi et al., 1995). (b) Contornos de HI superpuestas en la imagen RGB de la galaxia NGC4405 (Chung et al., 2009).

galaxia, sino también en regiones exteriores de la galaxia donde estas colas pueden ser detectadas.

Si bien el RPS puede apagar o disminuir la actividad de la formación estelar debido a que remueve el gas de la galaxia, simulaciones como la realizada por Steinhauser et al. (2012) muestran que la actividad de formación estelar se incrementa durante el proceso del arrancado de gas, llegando a ser cuatro veces mayor que la encontrada para una galaxia aislada. Steinhauser et al. (2012) llevó a cabo sus simulaciones para tres modelos de galaxias con el fin de investigar la influencia de la presencia de los bulbos estelares en la formación estelar y morfología de la galaxias de disco que sufren RPS para dos diferentes densidades del IMC. El tamaño del bulbo se cambió para dos de las galaxias y una de ellas no tiene bulbo. Para todos los casos la velocidad de la caída de las galaxias al cúmulo fue de  $1000 \text{ km s}^{-1}$  y una temperatura de  $10^7 \text{ K}$  para IMC. En la Figura 1.7 se muestra el escenario de una galaxia sin bulbo que está sufriendo RPS, en el cual se pueden notar las colas de gas extendidas producidas al interactuar la galaxia con el IMC en tiempos de 100-200 Myr. También se pueden observar las regiones de formación estelar en los glóbulos o grumos más densos. Galaxias sufriendo RPS

con colas de gas extensas y grumos de formación estelar han sido observadas en los últimos años en el óptico y el ultravioleta [Owen et al. (2006); Cortese et al. (2007); Owers et al. (2007); Yagi et al. (2010); Ebeling et al. (2014); Fumagalli et al. (2014); Rawle et al. (2014); McPartland et al. (2016)]. Ejemplos de galaxias medusa detectadas en el óptico se muestran en la Figura 1.8.

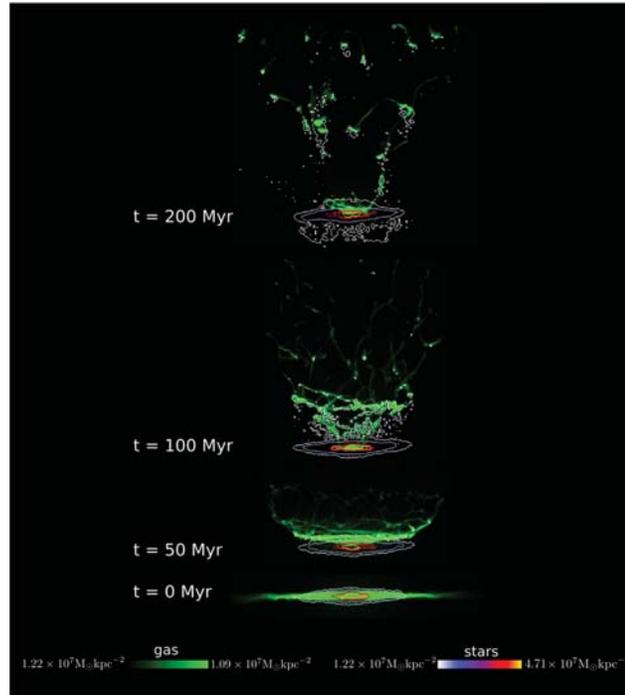


Figura 1.7: Simulación llevada a cabo por Steinhauser et al. (2012) para el escenario de una galaxia sin bulbo que está sufriendo RPS con una densidad del IMC de  $10^{-27} \text{gcm}^{-3}$ . La densidad superficial del medio interestelar se muestra en color verde y los isocontornos representan la formación de estrellas.

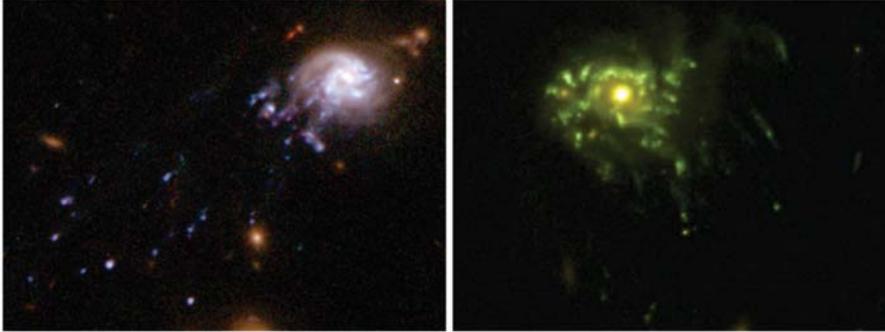


Figura 1.8: *Imágenes obtenidas con el HST (Hubble Space telescope) de galaxias medusas (Ebeling et al., 2014), en donde se pueden observar las colas de gas extendidas y grumos con formación estelar.*

## 1.6. Objetivo

Las Unidades de Campo Integral (IFU; por sus siglas en inglés) son una herramienta poderosa para estudiar este tipo de galaxias, ya que cuentan con un campo de visión que se divide en muchas celdas para obtener una visión global completa en el campo de visión. Cada celdá está conectada por medio de una fibra a un espectrógrafo, que luego genera un espectro para cada celda (spaxel) individual. Como resultado se obtiene un cubo de datos que contiene todo el campo 2D más la tercera dimensión extraída del espectrógrafo, que divide la luz en sus diferentes colores o longitudes de onda. Este tipo de observaciones nos puede ayudar a estudiar las propiedades de la galaxia tal como el gas removido e ionizado y la cinemática, tanto de la componente estelar como gaseosa.

En esta tesis se presenta el estudio de las propiedades de la galaxia medusa JW100 usando los resultados (cubo de datos) de la espectroscopía de campo integral del survey de GASP con MUSE@VLT y tiene como objetivo estudiar los procesos que remueven el gas de esta galaxia. Para esto, en el capítulo 2, se presentan los datos usados para el estudio de la galaxia, en el capítulo 3, se presentan los ajustes realizados a las líneas en emisión de los espectros, la tasa de formación estelar. En el capítulo 4 se presenta el análisis de cinemática de la componente estelar y la del gas, en el capítulo 5 se presenta la historia de formación estelar y finalmente en el capítulo 6 se presenta las conclusiones y trabajo a futuro.

# Capítulo 2

## Datos

*Las teorías se pueden derrumbar, pero  
las buenas observaciones nunca se  
desvanecen.*

Harlow Shapley.

### 2.1. Galaxias candidatas

Para poder estudiar los procesos que perturban al gas, y solo al gas, de las galaxias, es necesario encontrar mecanismos o criterios que puedan separar los efectos que perturban solo al gas de aquellos que afectan tanto al gas como a la componente estelar, y contar con una muestra de galaxias que tenga las características necesarias para que estos criterios puedan ser estudiados.

Con el fin de distinguir entre estos efectos, y en especial identificar aquellas galaxias que solo se les está arrancando el gas, Poggianti et al. (2016, ;P16 de aquí en adelante) establecieron cuatro criterios basados en la morfología óptica (en las bandas B y V) de las galaxias. Estos criterios son:

- i) Presencia de emisión debida a restos de material o material circundante ubicados a un lado de la galaxia.
- ii) Morfología asimétrica/perturbada que sugieran la presencia de fuerzas externas unilaterales.
- iii) Una distribución de regiones de formación estelar y grumos que sugieran un brote de formación estelar o la presencia de otro mecanismo de ionización del gas ubicado a un solo lado de la galaxia.
- iv) Ausencia de objetos a distancias proyectadas pequeñas de la galaxia, para no incluir objetos que estén en interacción.

Estos criterios fueron implementados por P16 para realizar una búsqueda sistemática de galaxias pertenecientes a cúmulos de galaxias de la muestra WINGS (Fasano et al., 2006) y OMEGAWINGS (Gullieuszik et al., 2015) y a galaxias pertenecientes a grupos de galaxias, así como galaxias de campo de la muestra PM2GC (Calvi et al., 2011).

WINGS (WIde-field Nearby Galaxy cluster Survey) es una muestra observada en múltiples longitudes de onda que contiene 77 cúmulos de galaxias seleccionadas en base a su luminosidad en rayos-X (Ebeling et al., 1996, 1998, 2000) en un rango de corrimiento al rojo de  $0.04 < z < 0.07$ , con valores altos en latitud galáctica ( $|b| \geq 20^\circ$ ), 36 cúmulos situados en el hemisferio norte y 41 en el hemisferio sur (ver Figura 2.1). Las luminosidades en rayos-X cubren un amplio rango de valores, que van desde  $\log L_x[0.1 \text{ KeV}] = 43.2 \text{ erg s}^{-1}$  a  $\log L_x[2.4 \text{ KeV}] = 44.7 \text{ erg s}^{-1}$ , las cuales se pueden traducir en masas totales de los cúmulos de  $5 \times 10^{14}$  y  $10^{15} M_\odot$ , con valores de dispersión de velocidad de las galaxias de  $\sigma = 500 - 1300 \text{ km s}^{-1}$ . WINGS cuenta con fotometría en las bandas B y V, en un campo de visión de  $34' \times 34'$  usando WFC@INT (Wide Field Camera, Issac Newton Telescope) y WFC@2.2mMPG/ESO (Varela et al., 2009) respectivamente, y presenta información espectroscópica de 48 cúmulos usando 2dF@AAT [Anglo Australian Telescope] y WYFFOS@WHT (William Herschel Telescope; Cava et al. (2009)]. Además, este conjunto de datos se amplió con nuevas observaciones proporcionando imágenes en el cercano infrarrojo en la banda J y K usando WFC@UKIRT (UK Infrared Telescope; Valentinuzzi et al. (2009)) e imágenes en la banda U (Omizzolo et al., 2014). La base de datos que incluye la muestra original de WINGS, mas los datos en el cercano infrarrojo y en el ultravioleta, puede ser consultada en Moretti et al. (2014).

OMEGAWINGS es un extensión de WINGS en donde 46 de sus cúmulos fueron nuevamente observados con el telescopio óptico de 2.6m localizado en el cerro de Paranal en Chile VLT Survey telescope [VST; Capaccioli & Schipani (2011)], equipado con la cámara OmegaCam (Kuijken, 2011), la cual permitió cuadruplicar el campo de visión original ( $34' \times 34'$  a  $1 \text{ deg}^2$ ), permitiendo cubrir hasta  $\sim 2.5$  veces el radio virial de los cúmulos. Los cúmulos obseavados de OMEGAWINGS fueron elegidos de forma aleatoria tomando en cuenta la limitación de la posición del telescopio (aquellos cúmulos con  $\delta < 20^\circ$ , ver Figura 2.1) y, al igual que WINGS, cuentan con fotometría profunda en las bandas B y V. La información espectroscópica de 33 de los 46 cúmulos con un rango de  $z=0.04-0.07$  fue determinada usando el espectrógrafo AAomega@AAT en el campo de visión de OmegaCam (Moretti et al., 2017).

PM2GC (Padova Millenium Galaxy and Group) es una muestra que por

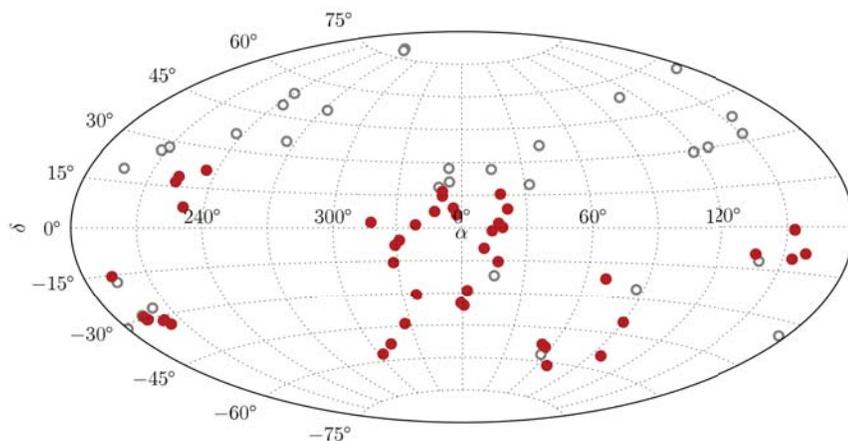


Figura 2.1: Mapa de posiciones: los círculos abiertos representan los cúmulos de WINGS y los puntos rojos los cúmulos de OMEGAWINGS. (Gullieuszik et al., 2015).

medio de la implementación de un algoritmo tipo Friends of Friends (FoF) provee catálogos de grupos de galaxias, sistemas binarios, y galaxia de campo. Las galaxias provienen del catálogo MGC [Millenium Galaxy Catalog; Liske et al. (2003)] con fotometría en la banda B en un rango de corrimiento al rojo de  $0.03 \leq z \leq 0.11$ . El criterio para identificar si dos galaxias se encuentran asociadas al mismo grupo o sistema binario considera que las distancias proyectadas entre las galaxias y la distancias en la línea de visión, sean menores de  $0.5h^{-1}\text{Mpc}$  y  $1500 \text{ km s}^{-1}$  respectivamente. Como resultado de su búsqueda encontraron 1057 galaxias que conforman 176 grupos con al menos tres galaxias más brillantes que  $M_B = -18.7$ , en un rango de corrimiento al rojo de  $0.04 \leq z \leq 0.1$ , 490 galaxias en sistemas binarios y 1141 galaxias de campo en un rango de  $0.03 \leq z \leq 0.11$ . El catálogo de grupos de galaxias contiene información del corrimiento al rojo y la dispersión de velocidades, así como la masa de las galaxias pertenecientes a los grupos.

P16 inspeccionaron todas las galaxias de forma visual en las imágenes en la banda B de los cúmulos de WINGS, OMEGAWINGS y los grupos de PM2GC, aplicando los criterios antes mencionados, sin tener en cuenta su brillo y sin saber si contaban con una medida del corrimiento al rojo. Como resultado de esta búsqueda se encontraron 211 galaxias candidatas de WINGS y 133 de OMEGAWINGS, con magnitudes más brillantes que  $B=20$ . Para el caso de PM2GC, la búsqueda de galaxias candidatas fue realizada únicamente en aquellas galaxias que estuvieran al mismo rango de corrimiento al rojo de WINGS ( $z=0.04-0.07$ ) y en galaxias que fueran más brillantes que  $B=20$  con el fin de tener una muestra consistente con las otras

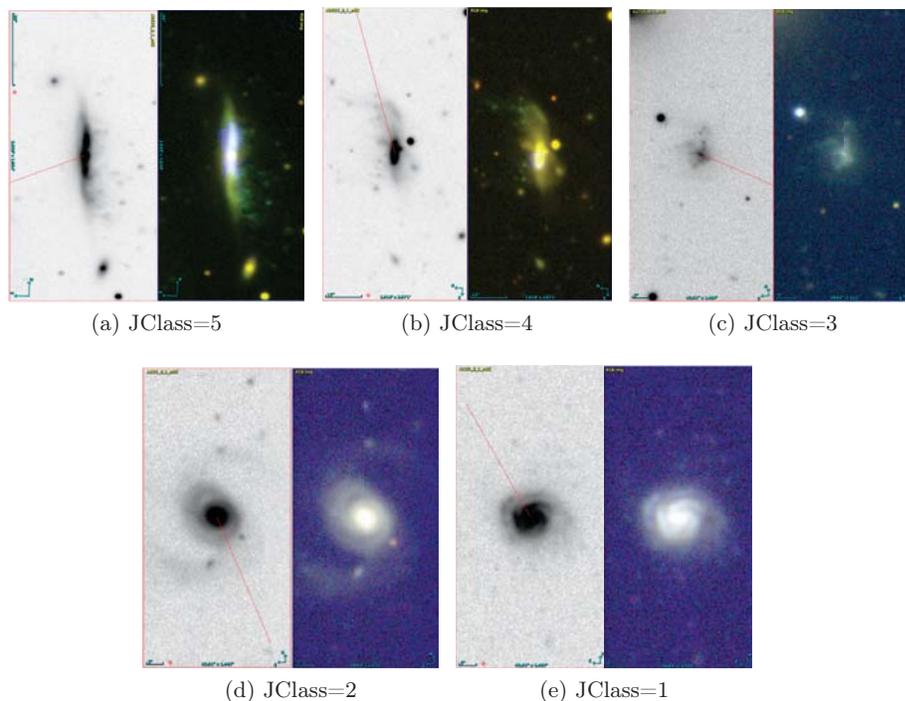


Figura 2.2: *Galaxias candidatas a ser galaxia medusa: en el panel izquierdo se muestra la imagen en la banda B y en el panel derecho la imagen rgb (Poggianti et al., 2016).*

dos muestras, de esta manera, se encontraron 75 galaxias candidatas. El número de candidatos total de las tres muestras fueron 419 galaxias.

Además, P16 clasificaron las galaxias candidatas en 5 clases de acuerdo a la fuerza de la evidencia óptica de que una galaxia este perdiendo su gas, como se muestra en la Figura 2.2. Galaxias que tienen muy poca evidencia de que estén perdiendo su gas son clasificadas como clase 1, mientras que las galaxias con mayor evidencia son clasificadas como clase 5. De esta manera, las clases 4 y 5 son las galaxias con la más fuerte evidencia de que están perdiendo su gas y son las candidatas con la mayor probabilidad de ser galaxias medusa, la clase 3, son los casos en que las galaxias son etiquetadas como probables y clase 1 y 2 son las menos probables. De las 419 galaxias candidatas, 10 son clase 5, 24 clase 4, 73 clase 3, 143 clase 2 y 169 clase 1. Todas las galaxias resultaron ser galaxias de disco clasificadas como Sb a Sd, en un rango de masas de  $\sim 10^9 - 10^{11.5} M_{\odot}$ .

## 2.2. GASP

GASP (Poggianti et al., 2017, GAs Stripping Phenomena) es un proyecto que tiene como objetivo estudiar dónde, cómo y por qué el gas es removido de las galaxias usando espectroscopía de campo integral empleando el espectrógrafo MUSE montando en el VLT.

La muestra de galaxias estudiadas en GASP fue extraída del catálogo de P16, la cual consiste en 64 galaxias pertenecientes a cúmulos y 30 galaxias de campo. Las galaxias fueron elegidas tomando en cuenta: i) que las galaxias pudieran ser observadas desde Paranal, Chile ( $\delta < +15$ ), ii) que todas las galaxias clasificadas como clase 5 fueran incluidas, iii) la muestra incluyera galaxias desde la clase 1 hasta la clase 5 en cantidad similar, iv) en el caso de que las galaxias pertenecieran a WINGS/OMEGAWINGS, estas fueran espectroscópicamente confirmadas como miembro de los cúmulos y v) tratando de cubrir el rango más amplio de masas estelares.

Además, una muestra de control de 20 galaxias sin signos de que su gas esta siendo removido fue también seleccionada, 12 galaxias pertenecientes a WINGS/OMEGAWINGS y 8 a PM2GC, con el fin de contrastar las propiedades de estas galaxias con aquellas que sí muestran evidencia óptica de que están perdiendo su gas. De igual forma, la selección de esta muestra de control fue mediante inspección visual de imágenes en la banda B, teniendo en cuenta que las galaxias tuvieran una declinación  $\delta < +15$ . En el caso de que las galaxias pertenecieran a cúmulos, estas estuvieran espectroscópicamente confirmadas como miembro de los cúmulos, cubriendo un rango de morfología y de masas estelares similares a las galaxias antes seleccionadas. Por último, en esta muestra también fueron consideradas galaxias lenticulares y espirales de tipo temprano (Sa) tanto de WINGS/OMEGAWINGS como de PM2GC para poder realizar una comparación más amplia. También se trató de incluir galaxias con signos de formación estelar (con líneas en emisión), post-starburst y galaxias pasivas, de acuerdo a la definición de Fritz et al. (2014).

La muestra total de GASP consiste en 114 galaxias, las cuales se comenzaron a observar en octubre del 2015 y se finalizó a finales del 2017. El tiempo de observación concedido para este proyecto fue de 120 horas con el espectrografo de campo integral MUSE, el cual cuenta con 24 unidades de campo integral (IFU) y cada uno de ellos esta equipado con un CCD de  $4k \times 4k$ . El rango espectral se encuentra entre 4500 y 9300 Å, y es muestreada a  $1.25\text{Å}/\text{pixel}$ , con una resolución espectral de  $\sim 2.6\text{Å}$ . El poder de resolución a  $7000\text{Å}$  es  $R=2700$ , correspondiente a  $110 \text{ km s}^{-1}$  o  $53 \text{ km s}^{-1} \text{ spaxel}^{-1}$ . El campo de visión de  $1' \times 1'$  es muestreado a  $0.2'' \text{ spaxel}^{-1}$ , por lo que cada

cubo de datos cuenta con aproximadamente  $10^5$  espectros.

Una de las características únicas de GASP es la combinación de un campo de visión grande ( $1' \times 1'$ ) con la sensibilidad de MUSE, que al corrimiento al rojo de la muestra permite no solo una gran cobertura de área de la galaxia, sino que también los alrededores y las colas de gas que se pueden extender hasta  $50 - 100 \text{ kpc}$ , correspondiente a aproximadamente  $10R_e$ . Además, la cobertura a las afueras de la galaxia también permite a GASP estudiar los procesos que remueven al gas como función del medio ambiente para poder entender en qué condiciones estos procesos son más eficientes, ya que incluye galaxias tanto de cúmulos como de campo. Finalmente, también es posible estudiar la eficiencia de estos procesos que remueven el gas como función del tamaño y la masa de las galaxias, ya que la muestra cuenta con un amplio rango de masas ( $10^{9.2} - 10^{11.5} M_\odot$ ).

### 2.3. Galaxia Medusa JW100

La galaxia JW100 (IC 5337), es una galaxia clasificada como clase 5, lo que significa, de acuerdo a la clasificación de P16, que es muy probablemente una galaxia medusa. Las colas de material pueden ser apreciadas en la imagen RGB, pero sobre todo en la imagen en la banda B de la Figura 2.2(a). Las coordenadas de esta galaxia son  $\alpha = 23 : 36 : 25.06$ ,  $\delta = +21 : 09 : 02.5$  y su observación con MUSE fue llevada a cabo el 15 de julio del 2016, iniciando a las T08:07:30.194 con un tiempo de exposición de 2700s. Esta es una galaxia que tiene un AGN (Poggianti et al., 2017) y recientemente han sido detectadas fuentes de radio a 1.4 GHz sobre el cuerpo principal de la galaxia (Ignesti et al., 2017).

La galaxia medusa JW100 es miembro del cúmulo de Abell 2626, que se muestra en la Figura 2.3, en donde se puede apreciar visualmente que se ubica en la parte central del cúmulo. Las coordenadas del cúmulo son  $\alpha = 23 : 36 : 30$ ,  $\delta = +21 : 08$ , con un corrimiento al rojo de  $z=0.0548$ , y una luminosidad en rayos-x de  $L_x = 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ . La dispersión de velocidades es de  $\sigma = 625 \text{ km s}^{-1}$  (P16) y tiene un radio virial de  $R_{200} = 1.506 \text{ Mpc}$ , lo que lleva a tener una masa virial de  $6.7 \times 10^{14} M_\odot$ .

### 2.4. Análisis de datos

Las 114 galaxias observadas con MUSE fueron observadas en dos temporadas. Los primeros datos se redujeron con la versión 1.2 pipeline de MUSE y los datos obtenidos en la segunda temporada fueron reducidos con la versión

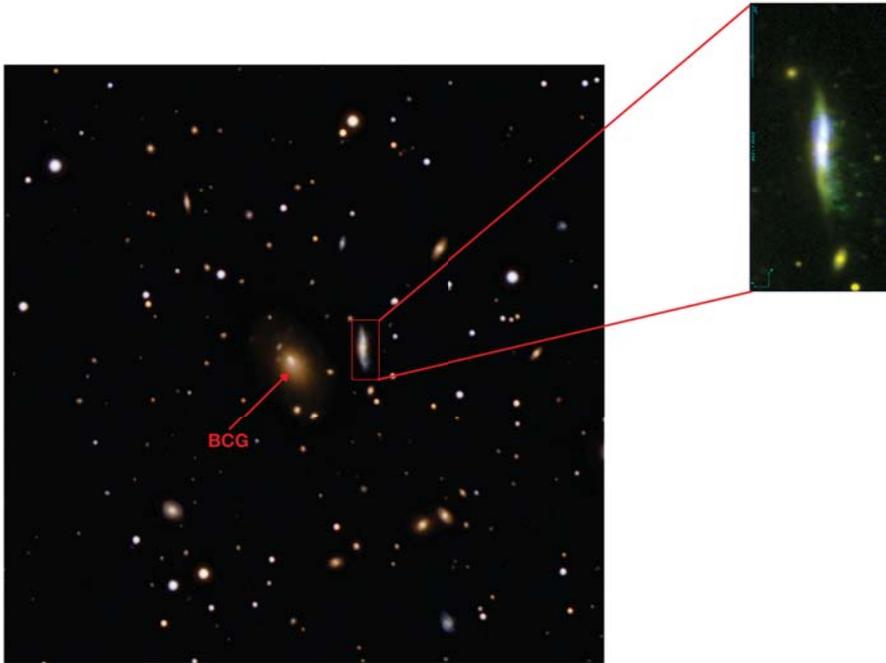


Figura 2.3: *Imagen RGB izquierda: cúmulo de Abell 2626, imagen derecha: zoom a la galaxia JW100.*

1.6 del pipeline de MUSE (Bacon et al., 2010, <http://www.eso.org/sci/software/pipelines/muse/>). Los procedimientos de reducción de datos siguen los pasos establecidos en el Manual del pipeline de ESO y el rango espectral de los espectros obtenidos cubren un rango de 4800Å hasta 9400 Å.

En las siguientes subsecciones se describe el análisis de los datos una vez realizado la calibración que provee por el equipo de MUSE y en la Figura 2.4 se presenta el diagrama esquemático del análisis general de los datos una vez que ya están reducidos.

### 2.4.1. Corrección por extinción galáctica

Debido a la presencia de polvo y gas de nuestra propia galaxia en dirección a la galaxia JW100 (y para todas las galaxias de GASP), el cubo de datos reducidos y calibrados se corrige por la extinción que genera la presencia de dicho material. Para realizar esto se usa la ley de extinción de Cardelli et al. (1989), quien derivó su ley usando los datos en el ultravioleta de Fitzpatrick & Massa (1986) y varias fuentes en el óptico y en el cercano infrarrojo. La ley nos dice como cambia la extinción como función de la lon-

gitud de onda y es parametrizada en términos de la extinción en la banda V,  $A(v)$ , y una medida de la extinción entre la banda B y V usando el exceso de color  $E(B-V)$ . Este parámetro está definido como  $R_v = A(v)/E(B-V)$ .

De la ley de Cardelli et al. (1989) se obtiene el valor del parámetro  $R_v$ , por lo que para saber el valor de  $A(v)$  en alguna dirección de nuestra galaxia se usó el mapa de enrojecimiento de Schlafly & Finkbeiner (2011), quienes construyeron su mapa usando los espectros estelares del Sloan Digital Sky Survey (SDSS), midiendo la diferencia entre los colores medidos y los predichos de las estrellas. Una vez que se tiene el valor de enrojecimiento,  $E(B-V)$ , de este mapa se asume la ley de Cardelli et al. (1989) para finalmente corregir los datos.

#### 2.4.2. Líneas en emisión y en absorción

Una vez corregidos los datos por extinción galáctica, las líneas en emisión son ajustadas con el software KUBEVIZ (Fossati et al., 2016) con el fin de caracterizar las propiedades físicas del gas en el disco y en las colas. KUBEVIZ utiliza un conjunto de líneas que son ajustadas simultáneamente, estas líneas se muestran la tabla 2.1. Para realizar el ajuste al conjunto de líneas se emplea un conjunto de funciones Gaussianas en donde la separación de velocidad (corrimiento al rojo) relativa de las líneas es mantenida fija de acuerdo a las longitudes de onda mostradas en la tabla 2.1. Para facilitar la convergencia del ajuste, KUBEVIZ necesita un valor inicial para la velocidad y el ancho de línea,  $\sigma$ , para cada conjunto de líneas, los cuales son fijados ajustando las líneas de  $H\alpha$  y [NII]. Las proporciones entre las líneas de [NII] y [OIII] se mantienen constantes en el ajuste tomando en cuenta las proporciones dadas por Storey & Zeippen (2000) ( $[OIII] \lambda 5006 / [OIII] \lambda 4959 = 2.98$  y  $[NII] \lambda 6583 / [NII] \lambda 6548 = 2.95$ ).

KUBEVIZ puede ajustar tanto una como dos componentes cinemáticas. Para todas las galaxias de GASP, KUBEVIZ fue ejecutado para ajustar solo una componente y en los casos necesarios se ejecutó para ajustar las dos componentes. El continuo del espectro es calculado entre 80 y 200Å hacia el rojo y hacia el azul de cada línea, descartando regiones con otras líneas en emisión y usando los valores entre los percentiles 40 y 60. Finalmente, con los ajustes realizados, se generan los mapas de intensidad, de velocidad y de dispersión de velocidades del gas. En este paso, los mapas de los flujos aún no son producidos debido a que todavía no se toma en cuenta la absorción estelar subyacente presente en el espectro. Esta absorción y otras propiedades son calculadas por el código de ajuste espectral SINOPSIS, el cual se describirá más adelante.

Tabla 2.1: *Líneas en emisión ajustadas con KUBEVIZ para las galaxias de GASP (Poggianti et al., 2017).*

Línea	$\lambda$ (Å) (en reposo)
$H\beta$	4861.33
[OIII]	4958.91
[OIII]	5006.84
[OI]	6300.30
[OI]	6363.78
[NII]	6548.05
$H\alpha$	6562.82
[NII]	6583.45
[SII]	6716.44
[SII]	6730.81

Para calcular la cinemática de las estrellas, se realizó el ajuste de las líneas en absorción del espectro observado usando el código Penalized Pixel-Fitting (pPXF; Cappellari & Emsellem, 2004). Sin embargo, antes de que pPXF sea ejecutado, el cubo de datos original (cubo2 en la Figura 2.4) es cuidadosamente inspeccionado visualmente y contrastado con los mapas generados por KUBEVIZ, con el fin de remover las fuentes que están al fondo y superpuestas en la línea de visión. Esto se realiza enmascarando a la fuente. Para el caso específico de JW100 no se encontraron fuentes que interfirieran con el estudio del disco estelar y el gas de la galaxia.

Una vez que las fuentes que no pertenecen a la galaxia son removidas, pPXF ajusta los espectros usando plantillas de poblaciones estelares dadas por Vazdekis et al. (2010). Las plantillas usadas para el ajuste son poblaciones estelares simples (SSP) de seis diferentes metalicidades (de  $[M/H]=-1.71$  a 0.022) y 26 edades diferentes (de 1 a 17.78 Gyr) calculadas con las isocronas de Girardi et al. (2000). Los ajustes solo se llevaron a cabo hasta los 7000Å del espectro en el marco en reposo debido a la pobre resolución de las librerías estelares en la parte roja del espectro y también debido a la contaminación de las líneas del cielo hacia el rojo del espectro observado. Con estos ajustes se generaron los mapas de velocidad y dispersión de velocidades de la componente estelar a partir de los corrimientos a rojo y anchos de línea encontrados. Estos mapas serán utilizados más adelante para estudiar la cinemática de las estrellas.

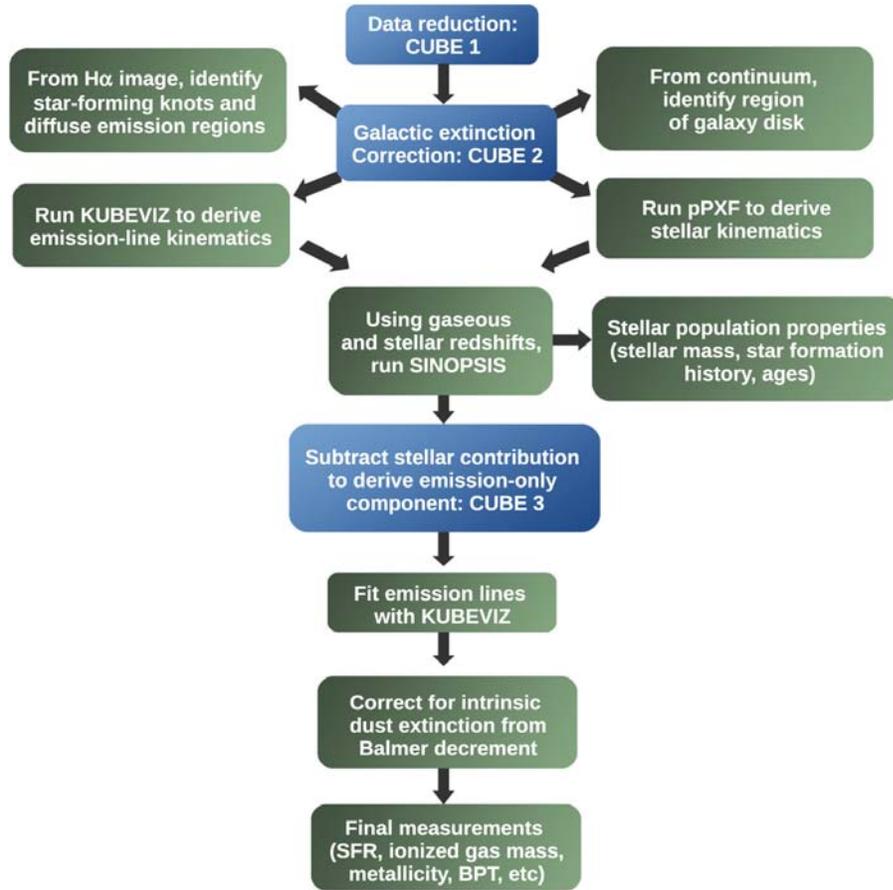


Figura 2.4: Diagrama esquemático del análisis general para cada galaxia de GASP (Poggianti et al., 2017).

### 2.4.3. Propiedades de la población estelar

Para calcular la absorción estelar subyacente presente en el espectro, que ayuda a estimar el flujo total en las líneas de emisión, así como las propiedades de la población estelar (p.ej. la masa estelar, historia de formación estelar, edades) se hace uso del código de ajuste espectrofotométrico SINOPSIS [Fritz et al. (2007, 2011); SIMulatiNg OPTical Spectral wIth Stellar populations], el cual reproduce las principales características del espectro de una galaxia desde el ultravioleta hasta el cercano infrarrojo. Para reproducir un espectro observado, el código calcula el valor promedio del flujo observado en un conjunto de bandas espectrales predefinidas para después poder ser comparadas con los modelos teóricos (ver tabla 2.2 para ver el conjunto de bandas usadas para el análisis de los datos de MUSE). El conjunto de

bandas es elegido por no tener líneas en emisión o en absorción a partir de la línea de  $H_\beta$  hacia adelante.

Tabla 2.2: *Límites inferior y superior de las bandas espectrales donde el flujo del continuo es medido para comparar el espectro observado y el modelo (Fritz et al., 2017).*

#	$\lambda_{inf}$	$\lambda_{sup}$
1	4600	4750
2	4845	4853
3	4858	4864
4	4870	4878
5	5040	5140
6	5210	5310
7	5400	5500

SINOPSIS cuenta con aproximadamente 200 espectros estelares simples (SSP) de distinta edad (cada una con un valor diferente de metalicidad) de los modelos más recientes de Charlot & Bruzual (2019, en preparación), quienes usan una función de masa inicial (IMF) de Chabrier (2003) con un rango de masas estelares de  $0.1 - 100M_\odot$ , cubriendo un rango de metalicidades entre  $Z=0.0001$  y  $Z=0.04$ . Dichos modelos son generados con los últimos senderos evolutivos de Bressan et al. (2012) y la emisión de atmósferas estelares de diferentes autores dependiendo del rango de la longitud de onda, luminosidad estelar y temperatura efectiva. Las SSP utilizadas en SINOPSIS cubren un rango de edades de  $10^4$  a  $14 \times 10^9$  años. Además, SINOPSIS cuenta con la emisión nebular para las SSP más jóvenes ( $< 2 \times 10^7$  años) introduciendo los modelos originales en CLOUDY (Ferland et al., 2013) con el fin de reproducir las líneas más intensas (p.ej. hidrógeno, oxígeno y nitrógeno).

Con el fin de analizar los espectros de las galaxias de GASP, de los 200 espectros de SSP, SINOPSIS crea un nuevo conjunto con un número reducido de espectros de SSP. Esto se hace promediando los espectros de edades contiguas, con criterios que tengan en cuenta las variaciones de las características espectrales [como se describe en Fritz et al. (2007)]. De esta forma el número de espectros se reduce a 12 para algún valor de metalicidad dado.

SINOPSIS requiere un valor de corrimiento al rojo de entrada para realizar los ajustes, por lo que para cada espectro de cada spaxel, el corrimiento al rojo encontrado en KUBEVIZ para el gas y el encontrado por pPXF para la componente estelar, le es asignado. Sin embargo, en algunos casos el corrimiento al rojo podrían no coincidir para un mismo spaxel, es decir, la

longitud de onda observada para una línea en emisión dada podría diferir de la misma línea en absorción, lo que podría resultar en un error en la medición de la línea. Esto sucede sobre todo en este tipo de galaxias, donde nada más el gas es afectado por el RPS ya que la cinemática del gas puede ser distinta a la de las estrellas. Con el fin de evitar un posible error con esta medida, SINOPSIS permite usar el corrimiento al rojo del gas para medir el ancho equivalente de las líneas en emisión y el corrimiento al rojo estelar para ajustar el continuo y las líneas en absorción.

Durante el ajuste, cada espectro del SSP es multiplicado por un valor apropiado de la masa estelar para después aplicar la atenuación por el polvo antes de que los espectros se sumen para obtener el modelo final. Finalmente, SINOPSIS produce un cubo de datos con el mejor ajuste de la componente estelar más la emisión del gas y un cubo modelo solo con la componente estelar. Además, SINOPSIS da una estimación espacialmente resuelta de las propiedades estelares promedio y la masa formada en cuatro bins: joven ( $\leq 2 \times 10^7$  años), reciente ( $= 2 \times 10^7 < 5.7 \times 10^8$  años), edad intermedia ( $= 2 \times 10^8 < 5.7 \times 10^9$  años) y vieja ( $\geq 5.7 \times 10^9$  años).

Finalmente y en manera de resumen de lo mencionado en este capítulo. GASP, una vez calibrados los datos y corregidos por extinción, analiza las líneas en emisión de los espectros obtenidos de las 114 galaxias extraídas de la muestra P16 a través de KUBEVIZ, las líneas en absorción a través de pPXF y las propiedades estelares presentes en la galaxia con SINOPSIS. La descripción del análisis mencionado en este capítulo es usado para todas las galaxias GASP. Por lo tanto, este mismo análisis se realizó para JW100. En los siguientes capítulos solo me concentraré en hablar de esta galaxia ya que es el objeto de estudio de este trabajo y el análisis y resultados presentados en estos capítulos corresponden a la última parte del diagrama de la Figura 2.4 el cual no fue descrito en este capítulo.

## Capítulo 3

# Ajustes de líneas espectrales

*La ciencia está hecha de datos, como una casa de piedras. Pero un montón de datos no es ciencia más de lo que un montón de piedras es una casa.*

Henri Poincaré.

Para poder hacer un análisis de las propiedades físicas de una galaxia utilizando datos de espectroscopía de campo integral es indispensable contar con las características físicas de las líneas espectrales, tanto en absorción como en emisión. Por esto, uno de los pasos principales en el análisis de un cubo de datos es la derivación de los parámetros de estas líneas: corrimiento al rojo, intensidad y ancho de la línea. Para encontrar estos parámetros las herramientas que se escogieron para esta tarea en el proyecto de GASP son el código pPXF, para la medición de las líneas en absorción, KUBEVIZ para la medición de las líneas en emisión y SINOPSIS para ajuste de las poblaciones estelares (espectro estelar). Este es un paso que se lleva a cabo en las primeras fases del análisis (sección 2.4.3).

En el caso de las líneas en emisión los valores encontrados por KUBEVIZ para la intensidad y el ancho de las líneas en la primeras fases del análisis necesitan ser re-calculados debido a que en la primera fase del análisis no es tomado en cuenta la contribución estelar que en algunos casos disminuye de manera importante la intensidad de las líneas en emisión. Entonces de la primera fase del análisis solo es tomado en cuenta el corrimiento al rojo derivado en cada spaxel por KUBEVIZ para luego poder hacer el análisis de las poblaciones estelares con SINOPSIS el cual requiere esta información como parámetro de entrada. Una vez que se tiene un buen ajuste de las poblaciones estelares (espectro estelar) se substraen el mejor ajuste estelar al espectro, cuyo residuo son las líneas de emisión.

Para realizar el ajuste a a las líneas en emisión (ya con espectro estelar sustraído ) se puede fijar el corrimiento al rojo encontrado encontrado por KUBEVIZ y solo ajustar las intensidad y el ancho de línea, pero para asegurarse que estos corrimientos al rojo ajustan bien a las líneas se inspeccionaron los mapas generados por KUBEVIZ (mapas de intensidad, de velocidad y de dispersión de velocidad). En base a esta inspección se observo que las intensidades en  $H\alpha$  decrecían hacia los spaxeles más alejados del centro de la galaxia (en dirección a las puntas de las colas de gas), algo esperado, pensando en que la intensidad en  $H\alpha$  esta relacionada con la formación estelar. También se observaron glóbulos o grumos de alta intensidad en  $H\alpha$  situados lejos del centro de la galaxia que de igual manera eran esperados ya que son regiones que se pueden encontrar en este tipo de galaxias [p.ej. Poggianti et al. (2017); Bellhouse et al. (2017); Gullieuszik et al. (2017); Poggianti et al. (2019)]. Sin embargo, al inspeccionar el mapa de velocidades de forma visual, pero sobre todo al generar las curvas de velocidad (proyectadas) del gas, se vieron cambios abruptos en la velocidad generando barras de error muy grandes. Debido a esto, se inspeccionó de manera visual los espectros en esos spaxeles para distinguir si el cambio en velocidades era real o simplemente un mal ajuste a las líneas en emisión. Como se puede observar en la primera fila de la Figura 3.1 se encontró que algunos spaxeles no se encontraban bien ajustados por KUBEVIZ, ya que en varios casos la línea del nitrógeno a  $6584\text{\AA}$  es ajustada como si fuera  $H\alpha$ . Además, a pesar de que KUBEVIZ tiene la posibilidad de ajustar dos componentes cinemáticas, observamos líneas tanto de una como de dos componentes no bien ajustadas. Por tal motivo se decidió realizar de nuevo el ajuste, creando nuestro propio programa.

A continuación se da una breve descripción del código, escrito en lenguaje Python, que hace el ajuste y al que se hará referencia en esta tesis como GaussFit. Las líneas son modeladas como curvas gaussianas, con centro inicial en la longitud de onda de reposo de cada línea más un desplazamiento en longitud de onda, que puede ser de signo positivo o negativo, y cuyo valor se utiliza para derivar la dinámica del gas ionizado dentro y fuera de la galaxia. El valor de este desplazamiento en longitud de onda está directamente correlacionado con la velocidad del gas. Otros parámetros que se ajustan son el ancho de las líneas y la intensidad. Con respecto a este último parámetro, se toma en cuenta que algunos de los dobletes tienen razones entre sus intensidades fijas. La emisión  $[\text{OIII}]_{5007}/[\text{OIII}]_{4959} \simeq 3$ , igualmente para las líneas del nitrógeno  $[\text{NII}]_{6584}/[\text{NII}]_{6548} \simeq 3$ .

El ajuste se hace minimizando las diferencias entre el flujo de las líneas y el flujo del modelo (las gaussianas) calculando un valor de  $\chi^2$ ,

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \left( \frac{M_i - O_i}{err_i} \right)^2 \quad (3.1)$$

en donde  $M$  es el flujo derivado del modelo,  $O$  es el flujo observado y  $err$  es el error, el cual se calcula como las variaciones de la emisión del continuo cerca de las líneas.

El código recorre valores de corrimiento al rojo de una ventana predefinida centrada en el corrimiento al rojo promedio de la galaxia, y con paso fijo. Por cada uno de los valores de corrimiento al rojo, el código utiliza el paquete Python `<minimize>` para encontrar el valor del ancho de las líneas  $\sigma$  y su intensidad  $I_0$  que mejor ajustan al espectro observado. Antes de explorar otro valor de corrimiento al rojo, se guarda el  $\chi^2$  del ajuste y, en cuanto todos los valores de corrimientos al rojo se exploraron, se elige y se guarda el conjunto de parámetros que dió el mejor ajuste. El hecho de que se pudiera definir un rango de corrimiento al rojo (o velocidades) para explorar, permitió acelerar la convergencia en ciertas regiones.

GaussFit no realiza el ajuste sobre todo el espectro, sino, solo en las regiones de interés, evitando regiones alejadas de las líneas en emisión. Estas regiones fueron seleccionadas creando cuatro ventanas espectrales como se definen en la tabla 3.1. La ventana uno incluye solo la línea en emisión en  $H\beta$ , la ventana dos incluye el doblete de oxígeno ionizado, la ventana tres incluye el doblete de nitrógeno ionizado y  $H\alpha$ , y la ventana cuatro, el doblete de azufre. Por otro lado, para medir el ruido en el espectro se construyeron ocho ventanas espectrales a los lados de las cuatro ventanas antes definidas, dos por cada ventana, para medir el flujo solo en la parte del continuo del espectro.

Tabla 3.1: *Límites inferior y superior de las ventanas espectrales en el marco en reposo donde el flujo es medido para ajustar las líneas en emisión.*

#	$\lambda_{inf}$	$\lambda_{sup}$
1	4831	4891
2	4940	5040
3	6505	6645
4	6690	7670

Para realizar el ajuste para una sola componente de las líneas en emisión se tomó el corrimiento al rojo encontrado con el espectro integrado de la galaxia ( $z=0.06019$ ) como valor inicial y debido a los grandes cambios en

velocidad observados al inspeccionar el mapa de velocidades generado por KUBEVIZ se permitió un cambio de velocidades de  $-400 \text{ km s}^{-1}$  hasta  $+400 \text{ km s}^{-1}$  (es decir, el rango del corrimiento al rojo que va será explorado por GaussFit) con un paso de  $dz \sim 10^{-5}$  ( $\sim 0.1 \text{ \AA}$ ) con el fin de poder cubrir todos los rangos de velocidades de todos los spaxeles que se observaron en mapa de velocidades generado por KUBEVIZ, sin embargo, debido a que el rango dinámico de las velocidades del gas en esta galaxia es bastante extremo, este primer ajuste no fue bueno para todos los spaxeles. Explorando algunos espectros visualmente de forma aleatoria, se pudo establecer un nuevo rango de corrimiento al rojo que GaussFit pudiera explorar con el fin de obtener un buen ajuste, pero esta vez tomando en cuenta el corrimiento al rojo previamente encontrado en cada spaxel, esta vez, encontrando un resultado del ajuste satisfactorio, teniendo  $\chi^2 \leq 1$ . Este resultado fue revisado mediante inspección visual en spaxeles seleccionados aleatoriamente. En la Figura 3.1 se muestran algunos ejemplos de estos ajustes a una componente.

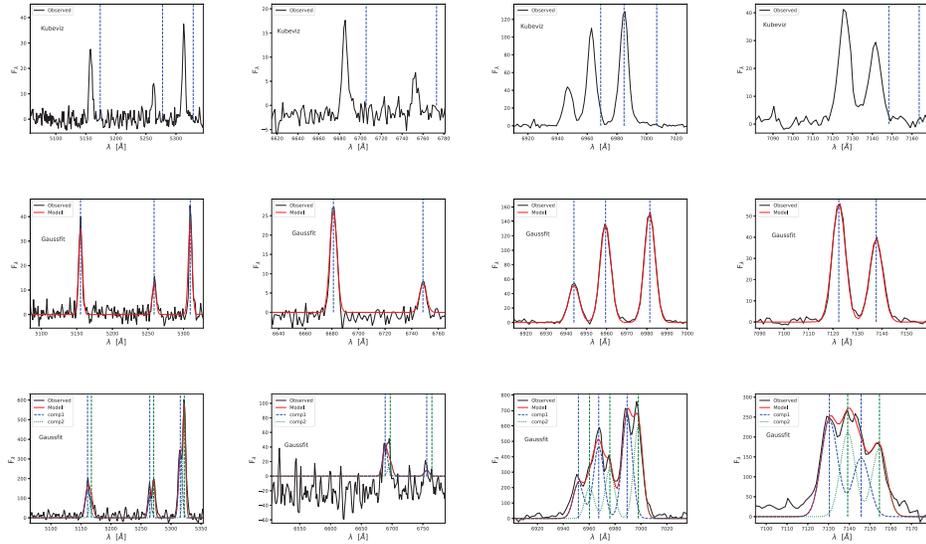


Figura 3.1: *Ejemplos de espectros ajustados por KUBEVIZ y Gaussfit. La primera fila (de arriba hacia abajo; uno de los espectros mal ajustados por KUBEVIZ, segunda fila y tercera fila; ejemplos de espectros ajustados por Gaussfit para una y dos componentes cinemáticas. La línea vertical representa el valor del corrimiento al rojo que mejor ajusto a las líneas en emisión.*

Como se puede notar de la Figura 3.1, el ajuste con GaussFit introduce una mejora consistente en varios spaxeles. Sin embargo, se notó que en varias posiciones de la galaxia el  $\chi^2$  tenía valores  $> 1$  lo cual indica un fallo en

el ajuste. Esto se debe a la presencia de una doble componente, por lo que para ajustar las líneas en estos spaxeles Gaussfit fue modificado. El principio es el mismo que para una sola componente, solo que esta vez las funciones Gaussinas incrementan al doble y el tiempo para encontrar el mejor ajuste se incrementa, debido a que se toma en cuenta el número de combinaciones posibles de corrimientos al rojo de ambas componentes en un cierto rango. Dado que el tiempo se incrementa abruptamente permitiendo un cambio de velocidades de  $400 \text{ km s}^{-1}$  con un paso de  $dz \sim 10^{-5}$ , como el elegido al ajustar una sola componente, se modificó el programa para reducir el tiempo lo máximo posible. La modificación consiste en permitir a GaussFit realizar el ajuste nada mas en aquellos spaxeles con  $\chi^2 > 1$ , en el mismo rango de corrimientos al rojo, pero con un paso de  $dz \sim 10^{-3}$  ( $\sim 6.5 \text{ \AA}$ ) tomando el corrimiento al rojo encontrado para una sola componente en cada spaxel. Después toma los dos corrimientos al rojo mejor ajustados en cada spaxel como entrada, y se vuelve a realizar el ajuste, pero esta vez permitiendo un cambio de velocidad de hasta  $200 \text{ km s}^{-1}$  centrado en los corrimientos al rojo previamente encontrados (el rango se reduce a la mitad) con un paso menor ( $dz \sim 10^{-4}$ ) y finalmente se vuelve a repetir el proceso con un cambio de velocidades de  $100 \text{ km s}^{-1}$  y un paso de  $dz \sim 10^{-5}$  (el mismo paso que se utilizó para una sola componente).

Los ajustes que se obtuvieron incluyendo una segunda componente dinámica tienen en todos los casos valores de  $\chi^2$  mejores con respecto a los ajustes de una componente. No obstante esas mejoras, en algunos spaxeles es posible que sea necesario incluir una tercera componente cinématica, esta vez con un valor de  $\sigma$  muy alto. Sin embargo, la presencia de esta componente es más una especulación, debido a que su intensidad es muy baja, y su presencia es difícil de detectar debido a la presencia de ruido. En otros casos se notó que la hipótesis en la que se estaba trabajando hasta ahora, osea que todas las líneas de cada componente cinématica tienen que tener el mismo ancho y mismo corrimiento al rojo, pueden ser demasiado fuerte en alguno spaxeles. En particular, se notó la diferencia en el ancho de las líneas prohibidas con respecto a las líneas de hidrógeno. Este aspecto, que hace que el ajuste sea mas complicado y más exigente en términos de tiempo de cálculo, es algo que se explorará y se mejorará en el trabajo a futuro. Debido al número muy pequeño de spaxeles en donde esto pasa, creemos que este asunto no modifique los resultados y conclusiones. En la Figura 3.1 se muestran unos de los ajustes realizados con doble componente cinemática, uno de los espectros mas complicados y en la Figura 3.5 se muestran ejemplos de las líneas en emisión en tres regiones diferentes de la galaxia.

Una vez realizados los ajustes, Gaussfit da como archivo de salida un cubo de datos en formato fits que contiene mapas de los flujos de cada línea

(y para cada componente cuando es el caso), velocidades y dispersión de velocidades. En las Figuras 3.2, 3.3 y 3.4, se presentan los mapas de flujos de las líneas espectrales que se midieron con Gaussfit. La distribución del gas ionizado en el mapa de flujos  $H\alpha$  resulta ser el más extendido, seguidas de las líneas  $[\text{NII}]\lambda 6583$ ,  $H\beta$ ,  $[\text{SII}]\lambda 6716$ ,  $[\text{SII}]\lambda 6731$ ,  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ ,  $[\text{OI}]\lambda 6300$ , respectivamente. Además, tomando en cuenta que cada  $1''$  corresponde a  $1.326\text{kpc}$ , las colas de gas ionizado medidas desde el centro de la galaxia llegan a tener una longitud de hasta  $\sim 53\text{kpc}$ , medida en el mapa de  $H\alpha$ .

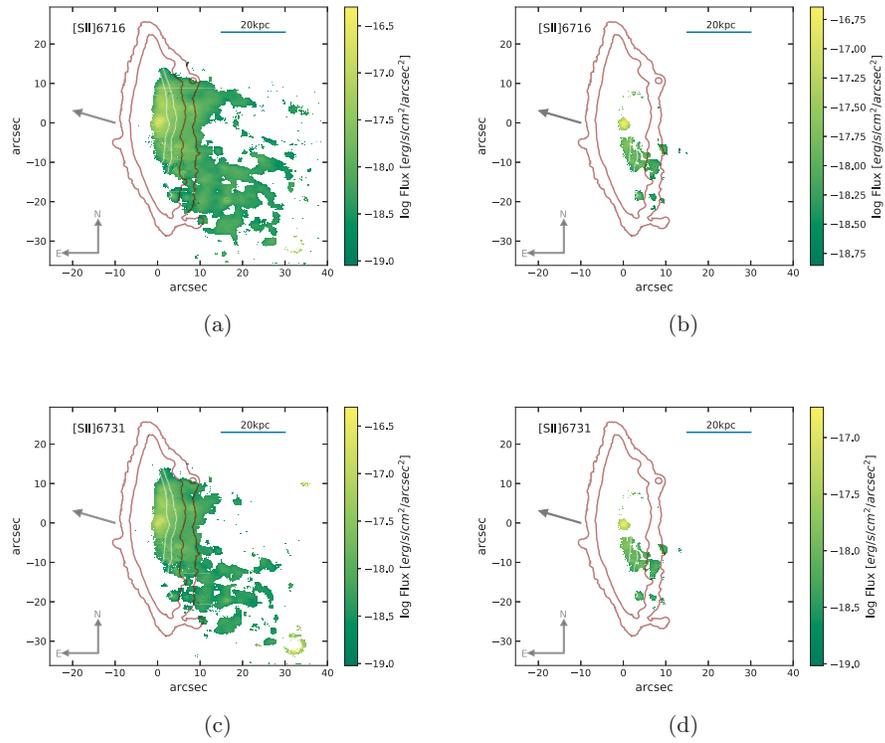


Figura 3.2: Mapas de flujos para  $[\text{SII}]\lambda 6716$  y  $[\text{OI}]\lambda 6731$ , tanto para la primera (columna de la izquierda) y como para la segunda componente cinemática (columna de la derecha) como resultado del ajuste realizado por Gaussfit con  $S/N > 2.5$ . Las isofotas del continuo en  $H\alpha$  se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

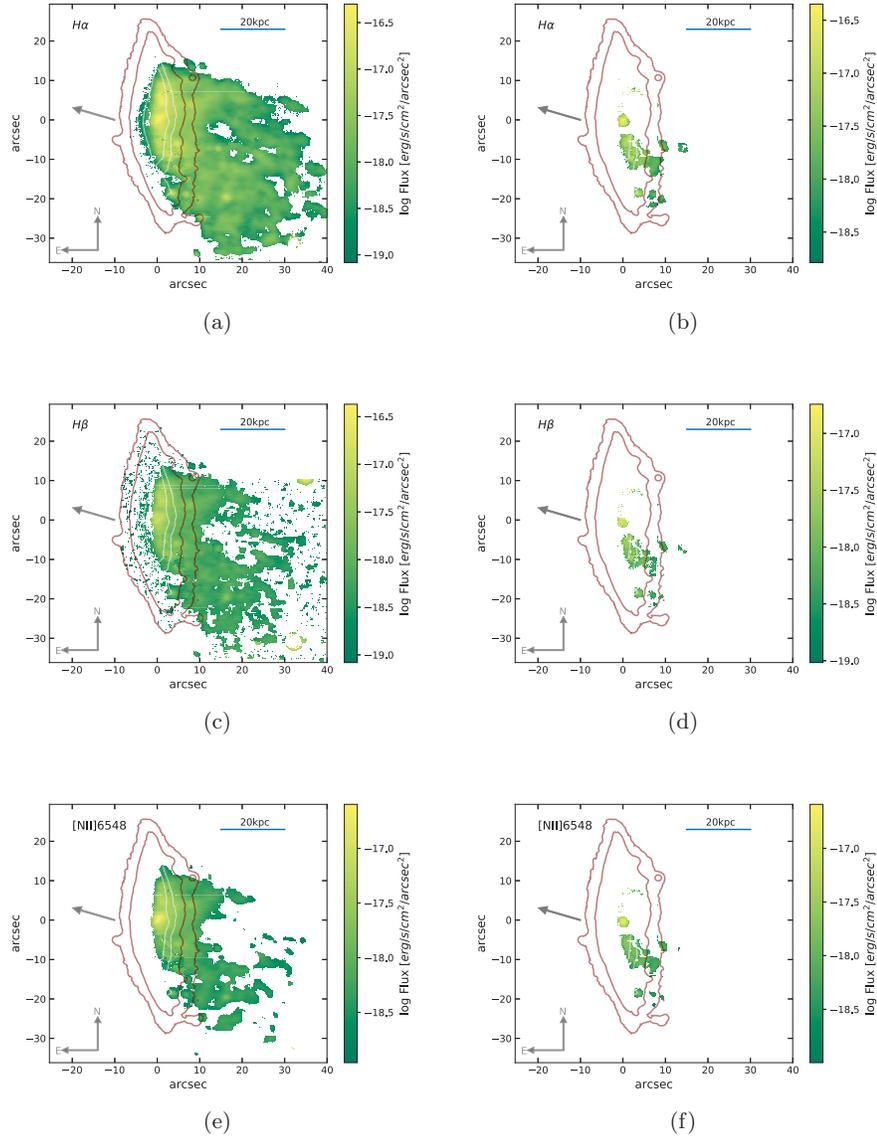


Figura 3.3: Mapas de flujos para  $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $[\text{NII}]\lambda 6548$ , tanto para la primera (columna de la izquierda) y como para la segunda componente cinemática (columna de la derecha) como resultado del ajuste realizado por Gaussfit con  $S/N > 2.5$ . Las isofotas del continuo en  $H\alpha$  se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

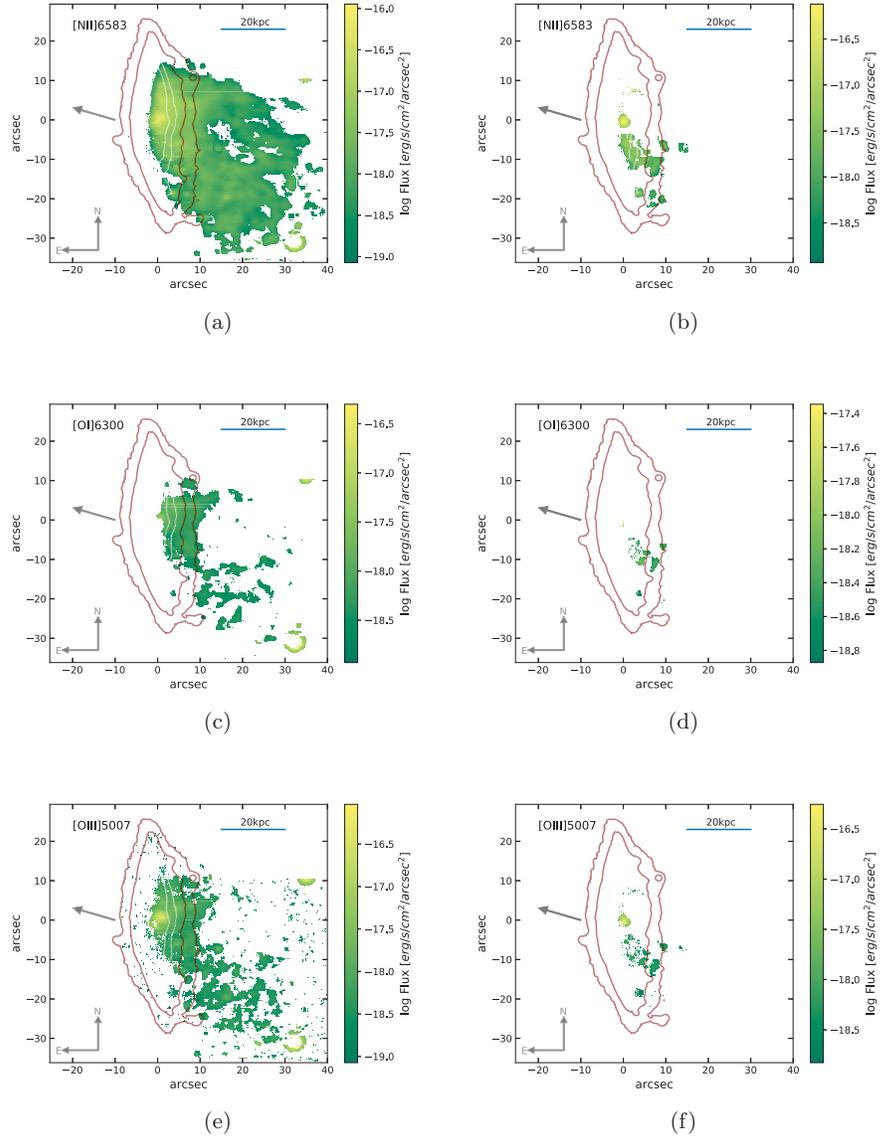


Figura 3.4: Mapas de flujos para  $[NII]\lambda 6583$ ,  $[OI]\lambda 6300$  y  $[OIII]\lambda 5007$ , tanto para la primera (columna de la izquierda) y como para la segunda componente cinemática (columna de la derecha) como resultado del ajuste realizado por Gaussfit con  $S/N > 2.5$ . Las isofotas del continuo en  $H\alpha$  se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

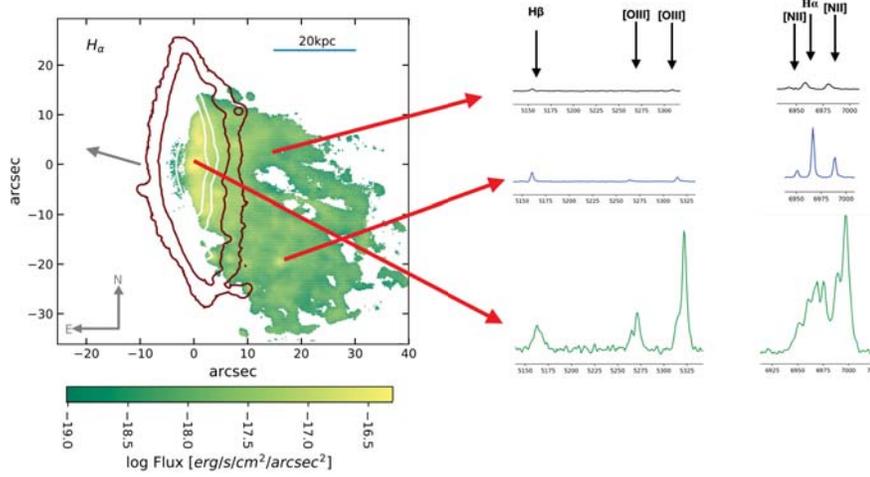


Figura 3.5: Ejemplos de espectros en emisión con la misma escala de intensidad encontrados en tres diferentes regiones de JW100 (centro, glóbulo y una región de las colas). Las isofotas del continuo en  $H\alpha$  se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

### 3.1. Diagramas diagnósticos y sus mapas correspondientes

Con el fin de investigar qué tipo de mecanismo está ionizando al gas, tanto para la primera como para la segunda componente, se realizaron los diagramas de diagnóstico de Baldwin-Phillips-Terlevich (BPT; Baldwin et al., 1981), quienes demostraron empíricamente que se puedan usar relaciones de intensidad de líneas en emisión para distinguir las fuentes que son fotoionizadas por formación estelar de aquellas que son ionizadas por AGNs o debido a una onda de choque. Las relaciones de líneas en emisión usadas para realizar los diagramas BPT son  $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$  versus  $[\text{NII}]\lambda 6583/H\alpha$  (Figura 3.6(a)),  $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$  versus  $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha$  (Figura 3.7(a)) y  $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$  versus  $[\text{SII}]\lambda 6716 + [\text{SII}]\lambda 6731/H\alpha$  (Figura 3.8(a)). La clasificación de las regiones de formación estelar, compuestas, LINERs<sup>1</sup> y AGN se realizaron con los resultados de Kewley et al. (2001), Kauffmann et al. (2003), Kewley et al. (2006) y Sharp & Bland-Hawthorn (2010).

Tomando en cuenta la región clasificada como “composite” (es decir, gas

<sup>1</sup>low-ionization nuclear emission-line region (LINER), el cual, en este trabajo se hace referencia como un mecanismo que ioniza al gas por medio de choques o por poblaciones estelares viejas.

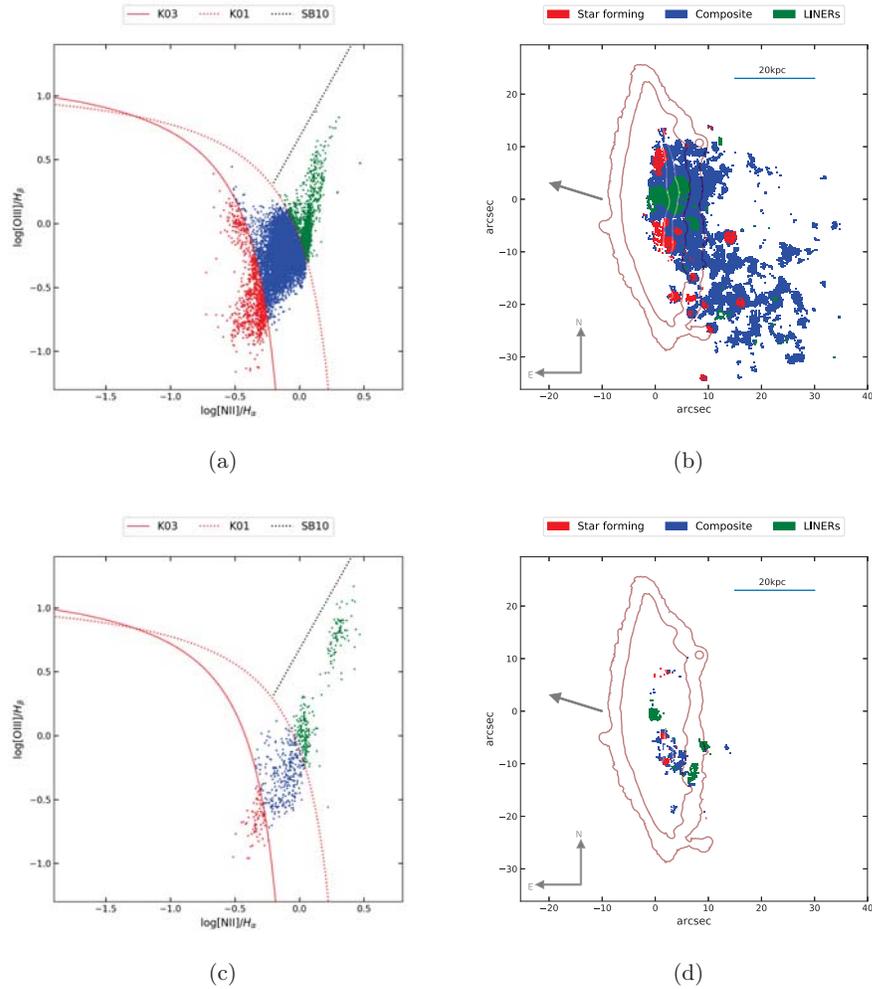


Figura 3.6: (a) Diagrama diagnóstico para la primera componente cinemática con su (b) mapa correspondiente. (c) Diagrama diagnóstico para la segunda componente cinemática y (d) mapa correspondiente. En ambas componentes se usaron las relaciones  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  versus  $[NII]\lambda 6583/H\alpha$  para espesores con  $S/N > 2.5$ . Las isofotas del continuo en  $H\alpha$  se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

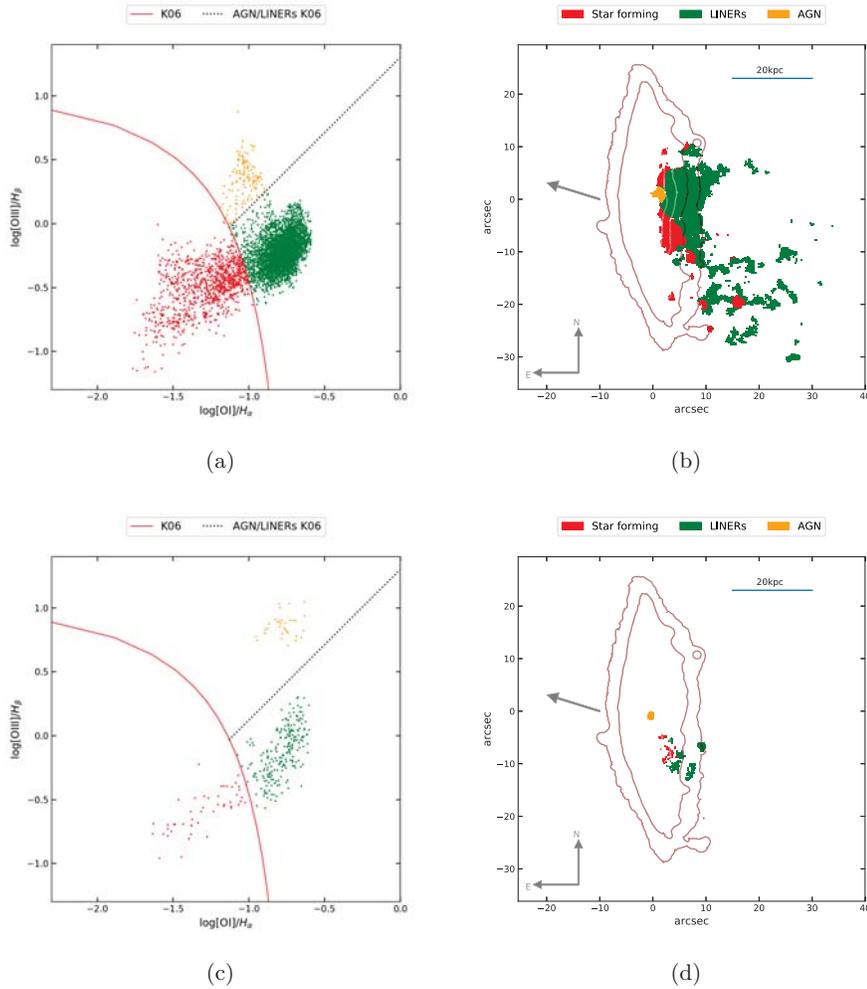


Figura 3.7: (a) Diagrama diagnóstico para la primera componente cinemática con su (b) mapa correspondiente. (c) Diagrama diagnóstico para la segunda componente cinemática y (d) mapa correspondiente. En ambas componentes se usaron las relaciones  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  versus  $[OI]\lambda 6300/H\alpha$  para espaxeles con  $S/N > 2.5$ . Las isofotas del continuo en  $H\alpha$  se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

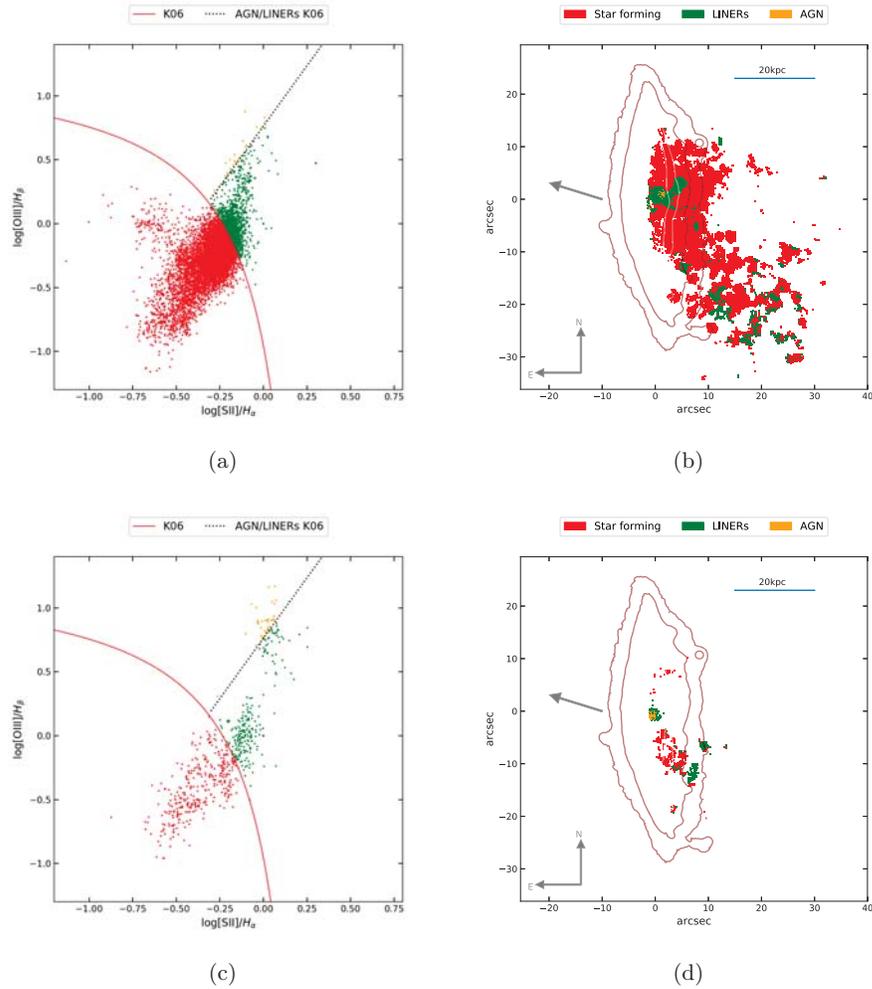


Figura 3.8: (a) Diagrama diagnóstico para la primera componente cinemática con su (b) mapa correspondiente. (c) Diagrama diagnóstico para la segunda componente cinemática y (d) mapa correspondiente. En ambas componentes se usaron las relaciones  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  versus  $[SII]\lambda 6716 + [SII]\lambda 6731/H\alpha$  para spaxeles con  $S/N > 2.5$ . Las isofotas del continuo en  $H\alpha$  se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.2). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

ionizado por una mezcla de formación estelar y LINERs) en el diagrama de la Figura 3.6(a), la región clasificada como 'LINERs', en la diagrama de la Figura 3.7(a) y la región clasificada como 'star forming', en el diagrama de la Figura 3.8(a) y tomando solo en cuenta los diagramas BPT presentados en este trabajo, se puede concluir que las colas de gas de la galaxia son ionizadas por una mezcla de formación estelar y por conducción térmica debido a los choques en el gas. Por otro lado, de acuerdo a los diagramas de diagnóstico de la Figuras 3.7(a) y 3.8(a), la galaxia cuenta con un núcleo galáctico activo, tal y como lo reporta Poggianti et al. (2017). Además, las regiones clasificadas como "star forming" en el diagrama de las Figuras 3.6(a), son también encontradas en los diagramas de la figura 3.7(a) y 3.8(a) (algunas de esas regiones son grumos o glóbulos de formación estelar). Por último, el hecho de no encontrar spaxeles clasificados AGN en el diagrama de la Figura 3.6(a) es atribuible a la contaminación del cielo que se encontraron en las líneas de nitrógeno en espectros de la región central.

## 3.2. Tasa de formación estelar

La tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés) representa una restricción fundamental para los modelos de formación de galaxias. Esta tasa se define como la masa total de gas que se convierte en estrellas por unidad de tiempo y se mide, normalmente, en unidad de masas solares por año. Con el término SFR normalmente se refiere a la formación estelar "instantánea", o sea a estrellas con edad de alrededor de 10Myr o menos. La razón de esto, es que en este rango de edad se pueden encontrar estrellas suficientemente masivas para producir una cantidad de fotones ionizantes (con energía mayor a la energía de ionización del átomo de hidrógeno, que es de 13.6 eV) para producir gas ionizado de lo cual se producen las líneas espectrales en emisión. Estrellas menos masivas viven más que este periodo pueden ionizar el gas, pero la ionización es más pobre que el gas ionizado por estrellas jóvenes.

Por esas razones, la idea básica para calcular la tasa de formación estelar es medir exactamente el flujo de algunas líneas de emisión cuya intensidad dependa principalmente del número de fotones ionizantes y no de otras cantidades (como por ejemplo densidad o temperatura electrónica, o factor de llenado). En un espectro óptico, la línea del hidrógeno  $H\alpha$  (transición del nivel 3 al nivel 2) es el observable ideal para este tipo de medición. Conociendo las probabilidades de poblaciones de niveles y de transición, se puede conocer el número de fotones emitidos por esta transición en las condiciones físicas en que se encuentra el gas en regiones de formación estelar (las regiones HII). Con modelos de atmósferas estelares, se puede entonces calcular el número de fotones ionizantes emitido por cada estrella de cada rango de masa. Por supuesto, solo las estrellas más masivas van a contribuir a esta emisión así

que para tener el número total de estrellas formadas de todo el rango de masas, hay que suponer una función inicial de masa (IMF, por sus siglas inglés).

La luminosidad en líneas de recombinación del hidrógeno no es la única forma de calcular la SFR. Otros trazadores, mas o menos directamente relacionados con la producción de fotones ultravioletas por estrellas masivas, incluyen la luminosidad en bandas ultravioletas, la línea prohibida del oxígeno una vez ionizado ([OII] a 3727 Å), la luminosidad en el infrarrojo mediano (típicamente a 24  $\mu\text{m}$ ), y la luminosidad total infrarroja entre 8 y 1000  $\mu\text{m}$ .

En este trabajo, la tasa de formación estelar es estimada utilizando la relación entre SFR y la luminosidad en  $H\alpha$  del modelo de síntesis evolutivo de Kennicutt (1998), adaptándola una IMF de Chabrier (2003), de lo cual resulta ser:

$$SFR_{H\alpha}(M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = 4.6 \times 10^{-42} L_{H\alpha}(\text{erg s}^{-1}) \quad (3.2)$$

donde  $L_{H\alpha}$  es la luminosidad de la galaxia.

### 3.2.1. Cálculo de la extinción por el polvo

Antes de obtener la luminosidad en  $H\alpha$  y aplicar la ec. (3.2), es necesario realizar una corrección por extinción debida al polvo que se encuentra entre las estrellas de la galaxia bajo estudio. Para realizar esto, se deduce la ecuación que puede hacer esta corrección utilizando flujos observados partiendo de la ecuación que relaciona el flujo observado y el flujo emitido con la extinción en una cierta región en una cierta longitud de onda,

$$m_{\lambda,o} = m_{\lambda,e} + A_{\lambda} \quad (3.3)$$

Por definición tenemos que  $m_{\lambda} = -2.5 \log(F_{\lambda}/F_0)$ , sustituyendo en la ec. (3.3) y eliminando términos tenemos que,

$$F_{\lambda,o} = F_{\lambda,e} 10^{-0.4A_{\lambda}} \quad (3.4)$$

Debido a que no se puede encontrar  $A_{\lambda}$  con un solo flujo observado, dividimos entre otro flujo a diferente longitud de onda y tenemos,

$$\frac{F_{\lambda_1,o}}{F_{\lambda_2,o}} = \frac{F_{\lambda_1,e}}{F_{\lambda_2,e}} 10^{-0.4(A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2})} \quad (3.5)$$

Multiplicando por uno ( $A_{\lambda_3}/A_{\lambda_3}$ ) al argumento del exponencial, tenemos que,

$$\frac{F_{\lambda_1,o}}{F_{\lambda_2,o}} = \frac{F_{\lambda_1,e}}{F_{\lambda_2,e}} 10^{-0.4A_{\lambda_3} \left( \frac{A_{\lambda_1}}{A_{\lambda_3}} - \frac{A_{\lambda_2}}{A_{\lambda_3}} \right)} \quad (3.6)$$

Ahora se puede elegir los valores de las longitudes de onda convenientes a los flujos que tenemos observados, en este trabajo usamos el flujo en  $H\alpha$  y en  $H\beta$ , y por último  $A_{\lambda_3}$  como la extinción en el visual ( $A_v$ ). Sustituyendo en la ec. (3.6) puede ser escrita en la forma,

$$\frac{F_{H\alpha,o}}{F_{H\beta,o}} = \frac{F_{H\alpha,e}}{F_{H\beta,e}} 10^{-0.4A_v \left( \frac{A_{H\alpha}}{A_v} - \frac{A_{H\beta}}{A_v} \right)} \quad (3.7)$$

Sustituyendo el valor de la relación intrínseca  $\frac{F_{H\alpha,e}}{F_{H\beta,e}} = 2.86$  (Osterbrock & Ferland, 2006) y despejando  $A_v$ , tenemos,

$$A_v = - \frac{\log \left( \frac{\left( \frac{F_{H\alpha,o}}{F_{H\beta,o}} \right)}{2.86} \right)}{\left( \frac{A_{H\alpha}}{A_v} - \frac{A_{H\beta}}{A_v} \right)} \quad (3.8)$$

El valor de  $\frac{F_{H\alpha,o}}{F_{H\beta,o}}$  se obtiene de los flujos observados tanto en  $H\alpha$  como en  $H\beta$  y los valores de los cocientes  $A_{H\alpha}/A_v$  y  $A_{H\beta}/A_v$  pueden ser determinados eligiendo una curva normalizada con la extinción en el visual. En este trabajo se eligió la curva de Cardelli et al. (1989), la cual se muestra en la Figura 3.9.

Ya que la curva de extinción de Cardelli et al. (1989) está normalizada a  $A_v$ , se pueden encontrar los valores  $A_{H\alpha}/A_v$  y  $A_{H\beta}/A_v$ . Dado que los datos de la curva de extinción con los que se cuenta son discretos, se realizó un ajuste con GNU PLOT en los valores cercanos de  $H\alpha$  y  $H\beta$ . Los valores encontrados en los ajustes fueron los siguientes:

$$\frac{A_{H\alpha}}{A_v} = 0.815 \quad \frac{A_{H\beta}}{A_v} = 1.169 \quad (3.9)$$

Sustituyendo estos valores en la ec. (3.8) nos queda que la ecuación para calcular la extinción en el visual, solo en términos de los flujos observados de  $H\alpha$  y  $H\beta$ , es

$$A_v = - \frac{\log \left( \frac{\left( \frac{F_{H\alpha,o}}{F_{H\beta,o}} \right)}{2.86} \right)}{(0.815 - 1.160)} \quad (3.10)$$

Ya que se tiene la ecuación para calcular el valor de la extinción en términos de los flujos, como primer paso, se inspeccionan los mapas de los flujos de  $H\alpha$  y  $H\beta$  para ambas componentes, para ver en que spaxeles se cuenta

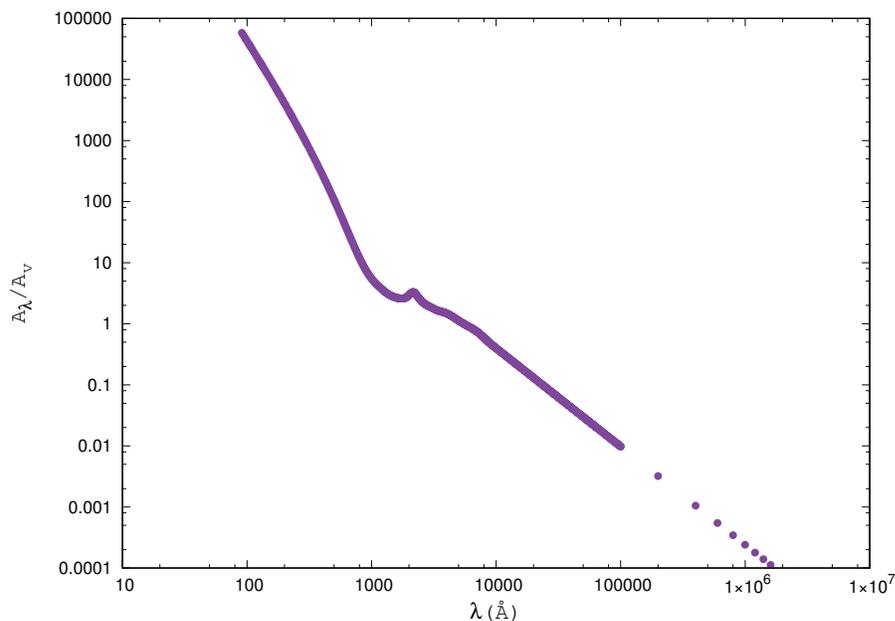


Figura 3.9: Ley de extinción de Cardelli et al. (1989).

con ambos flujos. En la Figura 3.10, se muestra en rojo la región en donde se cuenta con ambos flujos y en verde la región en donde solo se cuenta con el flujo en  $H\alpha$ .

El cálculo de la extinción con la ec. (3.10) solo puede calcularse en la región roja de la Figura (3.10) debido a que solo en esa región se cuenta con una valor para  $\frac{F_{H\alpha,o}}{F_{H\beta,o}}$ . Sin embargo, para no perder los spaxeles que tienen solo emisión en  $H\alpha$ , se les asignará un valor de la extinción de  $A_v = 0$ , para tener un límite inferior del valor de la extinción. Además, dado que el valor teórico para  $\frac{F_{H\alpha,o}}{F_{H\beta,o}}$  es de 2.86, los valores menores  $\frac{F_{H\alpha,o}}{F_{H\beta,o}} < 2.86$  serán reasignados con un valor teórico de 2.86, para de igual forma, tener un límite inferior de la extinción. En la Figura 3.11 se muestra el mapa de extinción encontrada para ambas componentes.

Para calcular el flujo intrínseco de  $H\alpha$  se invierte la ecuación 3.4 y, utilizando los valores de la extinción calculados anteriormente, podemos obtener un mapa de emisión de la línea de  $H\alpha$  corregido por extinción (Figura 3.12). De este mapa vamos a calcular un mapa de la intensidad de la formación estelar en cada posición de la galaxia.

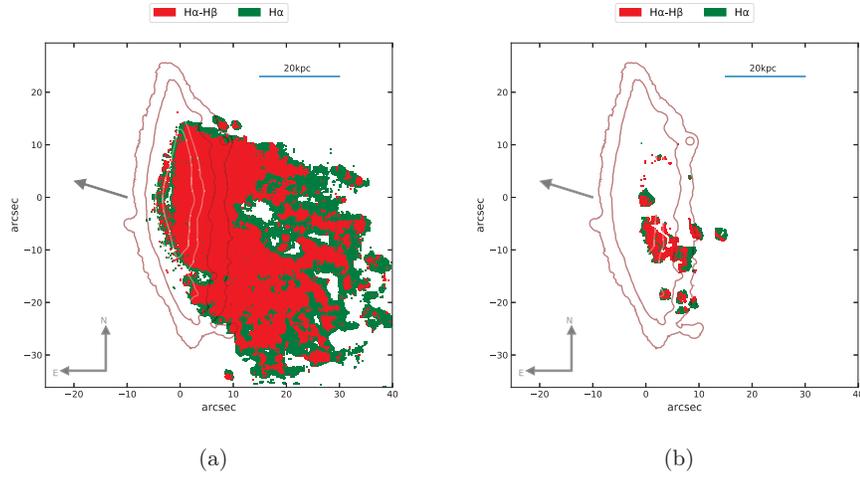


Figura 3.10: Mapa en donde se muestra en rojo los espaxeles que tienen flujos tanto en  $H\alpha$  como en  $H\beta$  y los espaxeles en verde muestra la región en donde solo se cuenta con la emisión en  $H\alpha$ , tomando en cuenta una  $S/N > 2.5$ .

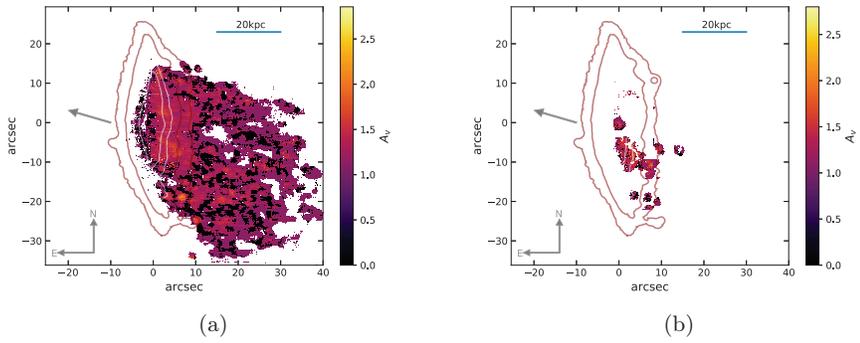


Figura 3.11: Mapa de extinción para (a) la primera y (b) segunda componente.

### 3.2.2. Tasa de formación estelar

Para calcular la tasa de formación estelar, utilizando la ec. (3.2), primero se calcula la luminosidad a partir del flujo corregido con la ec. (3.11), la cual relaciona el flujo y la distancia a la que se encuentra el objeto, esto es,

$$L_{H\alpha} = 4\pi \cdot r^2 \cdot F(H\alpha) \quad (3.11)$$

donde  $r$  es la distancia a la galaxia JW100 y  $F(H\alpha)$  el flujo corregido por

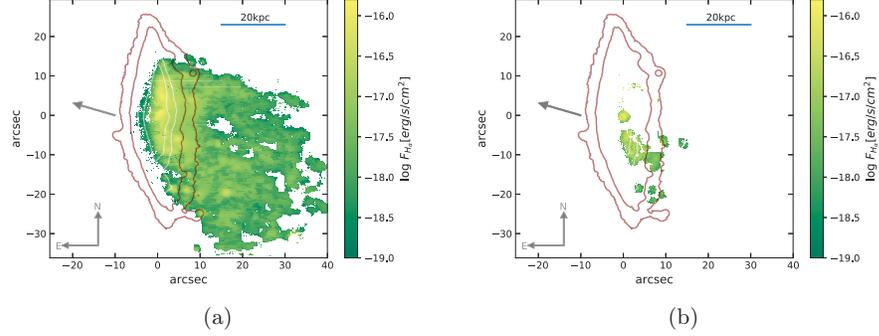


Figura 3.12: Mapa de flujo en  $H\alpha$  corregido por extinción para (a) la primera y (b) segunda componente cinemática.

extinción. La distancia a la galaxia JW100 fue determinada usando el corrimiento al rojo encontrado con el espectro integrado de la galaxia y tomando en cuenta una cosmología de  $H_0 = 70 \text{ km/s/Mpc}$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.7$  y  $\Omega_m = 0.3$ , el cual da como resultado 273 Mpc. Ya que se tiene la luminosidad, se puede aplicar la ec. (3.2) para calcular la tasa de formación estelar spaxel por spaxel. El resultado se muestra en la Figura 3.13.

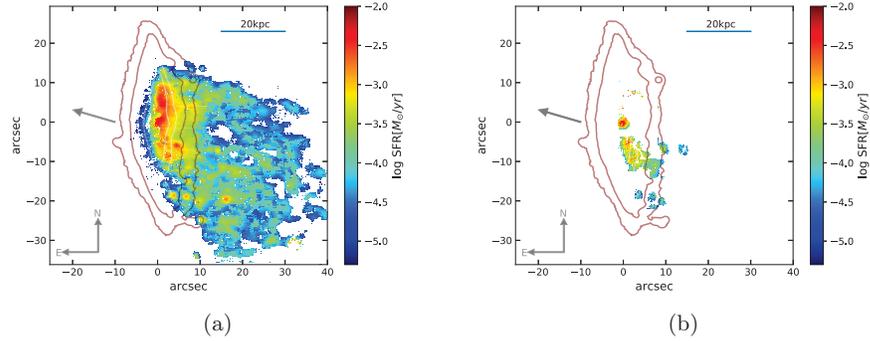


Figura 3.13: Mapa de tasa de formación estelar para (a) la primera y (b) segunda componente cinemática.

Como se observó en los diagramas BPT, no todas las regiones de la galaxia el gas es ionizado por fotones producidos en las regiones de formación estelar, sino también por la presencia de la actividad galáctica nuclear y LINERs. Por lo tanto, para obtener la SFR a partir de la luminosidad de  $H\alpha$  hay que tomar en cuenta esto, y enfocarse en esos spaxels en donde el

mecanismo de ionización de gas es dominado por la presencia de estrellas jóvenes. Esto se puede hacer utilizando los diagramas BPT [Figura 3.8(a)]. En la Figura 3.13 se presenta el mapa de la tasa de formación estelar tomando en cuenta las regiones ionizadas por los diferentes mecanismos antes mencionados, y en la Figura 3.14 se presenta el mapa de tasa de formación estelar tomando en cuenta el mecanismo de ionización.

Cabe mencionar que, aunque una región se vea dominada por un mecanismo de ionización según, los BPT, esto no quiere decir que ese sea la fuente exclusiva de átomos ionizados. Sin embargo, es difícil decir en qué porcentaje dominan distintos mecanismos tomando en cuenta solo resultados del diagrama bpt. Además, sobre todo en la cola de gas que se está saliendo de la galaxia, es muy probable que el mecanismo dominante sea ionización choques.

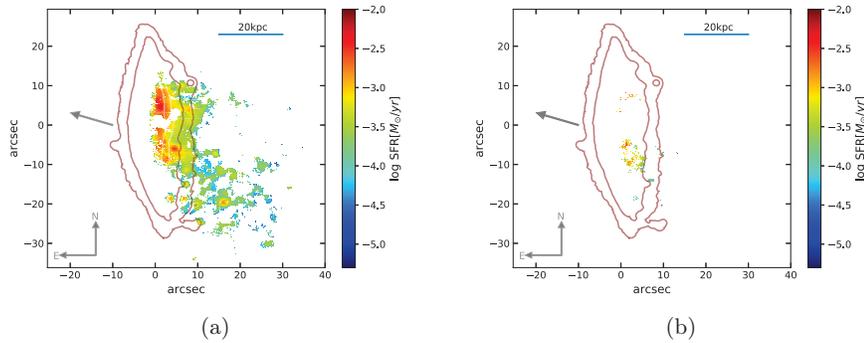


Figura 3.14: Mapa de tasa de formación estelar para (a) la primera y (b) segunda componente tomando en cuenta solo región donde existe y coexiste la formación estelar.

La tasa formación estelar total para la primera componente cinemática tomando en cuenta toda la región en donde hay emisión en  $H\alpha$  [Figura 3.13(a)] resulta ser de  $7.53M_{\odot}/yr$  y de  $0.79M_{\odot}/yr$  para la segunda componente cinemática [Figura 3.13(b)], sumando un total de  $8.32M_{\odot}/yr$ . Sin embargo, la tasa de formación estelar total se reduce a  $4.32M_{\odot}/yr$  y  $0.23M_{\odot}/yr$  para la primera y segunda componente cinemática, respectivamente, cuando solo es tomado en cuenta las regiones donde existe y/o coexiste la formación estelar, sumando así una SFR de  $4.55M_{\odot}/yr$ .

Por último, un punto interesante es explorar en qué parte de la relaciones tasa de formación estelar - masa estelar ( $SFR-M_{*}$ ) y tasa de formación

estelar específica - masa estelar (SSFR- $M_*$ ) se sitúa la galaxia JW100. Para esto se usó la relación SFR- $M_*$  y SSFR- $M_*$  reportada por Lara-López et al. (2013), quienes estudiaron las relaciones entre la SFR y metalicidad, la masa estelar y la metalicidad, SSFR- $M_*$  entre otros, hasta un corrimiento al rojo de  $z \sim 0.36$  a partir de los datos de galaxias (limitados por volumen) del Sloan Digital Sky Survey y del Galaxy and Mass Assembly (GAMA). Además, las galaxias fueron seleccionadas de tal forma que su muestra solo contenga galaxias con formación estelar, de esta manera, descartando galaxias con núcleos galácticos activos. El estudio de la relación SSFR- $M_*$  se llevó a cabo en bins de  $z \sim 0.015$  en un intervalo de  $z \sim 0.04 - 0.36$ . Tomando en cuenta el corrimiento al rojo a la que se encuentra la galaxia JW100, las relaciones SFR- $M_*$  y SSFR- $M_*$  ubicadas en el intervalo de  $z \sim 0.055 - 0.07$  son las relaciones de interés para ver donde está ubicada nuestra galaxia de estudio. Usando el valor encontrado para SFR ( $4.55 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ ) y la masa de la galaxia ( $3 \times 10^{11} M_\odot$ ), tenemos que el  $\log(\text{SSFR}) = -10.8 \text{ yr}^{-1}$ . Tomando en cuenta estos valores, JW100 cae por debajo de las relaciones SFR- $M_*$  y SSFR- $M_*$ , como se muestra en la Figura 3.15, indicando que la galaxia tiene una SFR baja en comparación con las galaxias de masas similares.

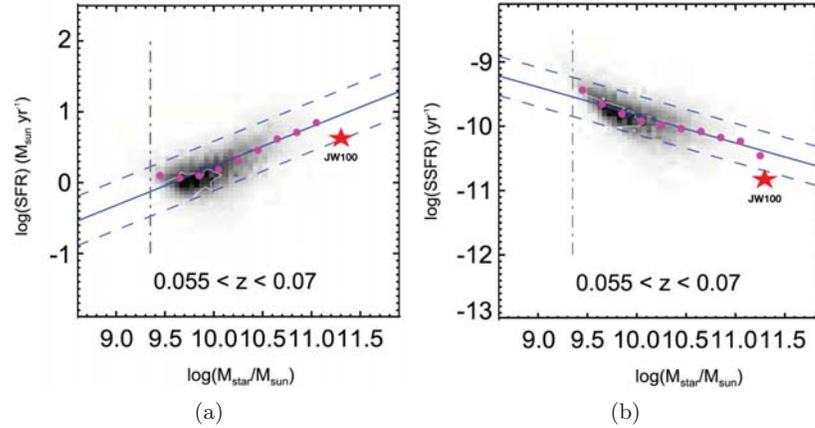


Figura 3.15: Relaciones (a) tasa de formación estelar - masa estelar (SFR- $M_*$ ) y (b) tasa de formación estelar específica - masa estelar (SSFR- $M_*$ ) extraídas del trabajo de Lara-López et al. (2013). La línea azul sólida indica el mejor ajuste a la muestra, las líneas punteadas indican la dispersión  $1-\sigma$  del ajuste y los puntos rosas indican el valor medio de la SFR y SSFR en bins de masa estelar. La estrella color roja es sobrepuesta para indicar la posición de JW100 en estas relaciones.

Tomando en cuenta los resultados encontrados en el análisis de las líneas espectrales se observa que el gas está en proceso de remoción de la galaxia.

El gas ionizado, que normalmente se encuentra distribuido de forma relativamente homogénea y parecida a la distribución de las estrellas, se encuentra concentrado nada más en la parte central de la galaxia, en dirección opuesta al movimiento de la galaxia misma con respecto al cúmulo, y en las colas. Además, se ha observado que esta galaxia tiene pocos glóbulos de formación estelar en comparación con otras galaxias medusa (Poggianti et al., 2019), lo cual la hace una galaxia peculiar. Este bajo número de glóbulos puede ser explicado debido que la galaxia se encuentra en una región en donde el gas del medio intracumular está muy caliente (Ignesti et al., 2018), lo cual pudiera estar impidiendo que las nubes de gas colapsen para formar nuevas estrellas.

Estas dos características hacen que JW100 se encuentre en un régimen de baja SFR (y también sSFR) si se compara con galaxias de masa estelar similar como se muestra en la Figura 3.15. Esto hace pensar que la galaxia esté mudando su condición hacia un apagado de formación estelar causado por el RPS, algo que además es consistente con la historia de formación estelar derivada por el análisis espectral espacialmente resuelto (ver capítulo 5).

## Capítulo 4

# Cinemática de la componente estelar y del gas

*La ciencia avanza a pasos, no a saltos.*

Thomas Macaulay.

JW100 es una galaxia espiral, por lo que es soportada por rotación y es una galaxia que encuentra prácticamente de canto en la línea de visión, con un valor del ángulo de posición igual a 4 (Varela et al., 2009). El análisis de la cinemática tanto de la componente estelar como la del gas, se llevó a cabo a través de los mapas de velocidad y las curvas de velocidad proyectadas. Los mapas de velocidad para la componente estelar fueron creados ajustando las líneas en absorción con el código pPXF (Cappellari & Emsellem, 2004), mientras que para la componente del gas se utilizaron los resultados del código GaussFit (capítulo 3). En este capítulo, como primer paso, se analiza la cinemática de la componente estelar y a continuación la de gas ionizado, siendo esta última analizada con respecto a las dos componentes en velocidad que se encontraron.

### 4.1. Mapa y curva de velocidad estelar

El mapa de velocidades para la componente estelar se calculó en base a los corrimientos al rojo encontrados por pPXF al ajustar la líneas en absorción de los espectros en cada spaxel por medio de la relación  $v = z \cdot c$ . Sin embargo, con el fin de tener la velocidades respecto al centro de la galaxia (es decir, 0 km/s en el centro), se buscó el centro espacial de la galaxia siguiendo tres criterios; primero, buscando el spaxel más brillante; segundo, el spaxel con mayor masa estelar y tercero, haciendo un corte en longitudes de onda

de espectro para solo estudiar la parte roja del espectro.

Para obtener el spaxel más brillante, se sumaron todos los flujos en el rango del espectro (es decir, de  $4750\text{\AA}$  a  $9351\text{\AA}$ ), el resultado de esta suma se presenta en la Figura 4.1(a). El resultado fue el spaxel  $x = 127$  y  $y = 181$ , con coordenadas  $\alpha = 354.1182$  grados y  $\delta = 21.1503$  grados con un flujo total de  $25 \times 10^{-15} \text{erg/s/cm}^2$  y una velocidad radial ( $cz$ ) de  $18,552.7 \text{ km s}^{-1}$ , encontrando una diferencia de  $2,067.7 \text{ km s}^{-1}$  comparada con la reportada en el 2 Micron All-Sky Survey (2MASS; Huchra et al., 2012) , la cual es de  $16485.0 \text{ km s}^{-1}$  para esta galaxia.

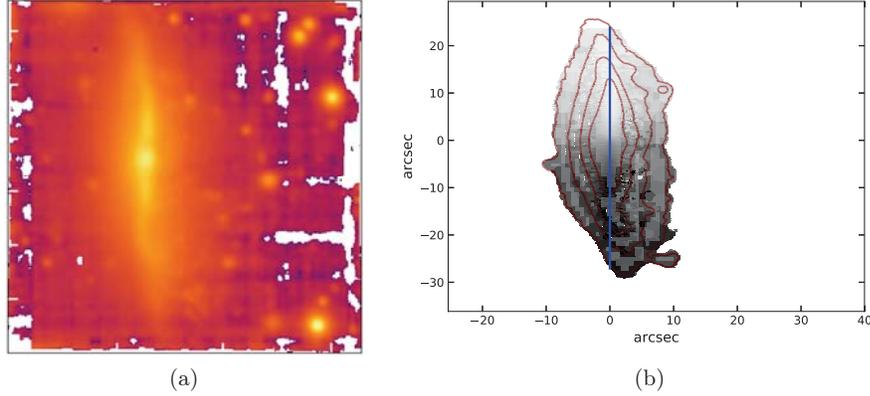


Figura 4.1: *Panel izquierdo: Mapa de la suma de los flujos del espectro observado. Panel derecho: Eje mayor proyectado de la galaxia definido a ojo y sobrepuesto a las isofotas del continuo en  $H\alpha$ .*

Por otro lado, el hecho de encontrar el spaxel más brillante no significa que es el centro espacial de la galaxia, ya que de los diagramas BPT se sabe que la galaxia tiene un AGN, el cual puede promover la formación estelar fuera del centro de la galaxia, debido a su interacción con el medio interestelar de la galaxia provocando así un spaxel más brillante que no es necesariamente el centro de la galaxia. Este tipo de fenómeno se ve reflejado más en la parte azul del espectro, debido a la formación estelar por este mecanismo, por lo que para descartar la influencia del AGN se realizó de nuevo una búsqueda del spaxel más brillante, pero esta vez solo sumando los flujos de la parte roja ( $\geq 7000\text{\AA}$ ), encontrando el mismo spaxel encontrado anteriormente.

Además, debido a que se espera que el centro de la galaxia se encuentre

en el centro de masas de las estrellas (donde dominan las estrellas viejas), ya que se espera sea el más masivo, se buscó el spaxel más masivo a partir del mapa de masas estelares proporcionado por SINOPSIS. El resultado de este último caso fue el mismo, por lo que el spaxel encontrado desde un principio resultó ser el centro espacial de la galaxia, según los criterios antes mencionados. Ya que se tiene el centro espacial de la galaxia, la velocidad encontrada en ese spaxel se le resta a todos los demás para obtener el mapa de velocidades de la componente estelar con velocidades respecto al centro de la galaxia. El resultado se muestra en la Figura 4.2.

Se hace hincapié en que la velocidad encontrada en el centro de la galaxia, solo es la velocidad del centro espacial y no corresponde a la velocidad del centro cinemático. Sin embargo, tomando en cuenta la distribución uniforme de las velocidades de las estrellas encontrada en la Figura 4.2 consideramos que es una muy buena aproximación del centro cinemático y el cálculo (mas riguroso) del valor de este último lo dejaremos para trabajo a futuro.

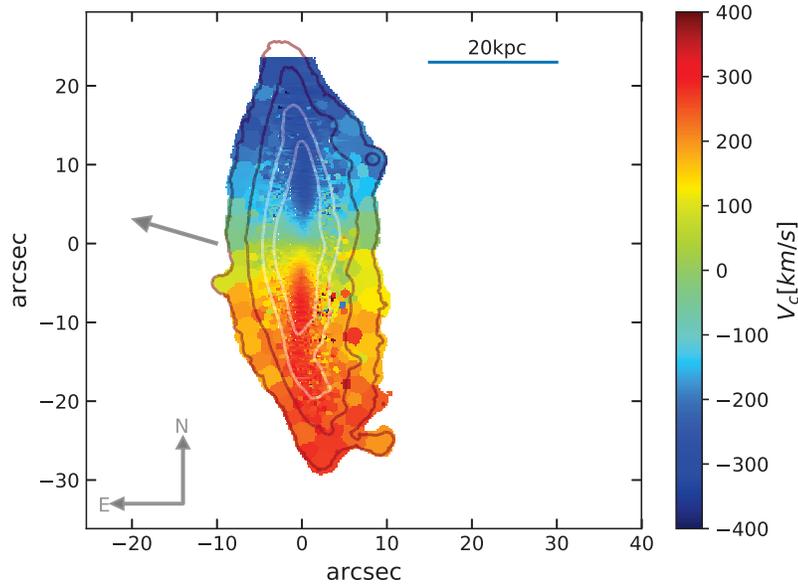


Figura 4.2: Mapa de velocidades de la componente estelar. Las isofotas del continuo se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar. La flecha en color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

Una vez definido el centro espacial y como segundo paso, se estableció el

eje mayor proyectado como la región en donde se medirá la curva de velocidad (proyectada). Note que ya que el eje es proyectado no se corrigió por inclinación. Esta decisión fue tomada en base a que la galaxia se encuentra prácticamente de canto y el corregir por inclinación no afecta nuestros resultados (una vez más, esto se tomará en cuenta en el trabajo a futuro). Este eje proyectado se eligió a ojo (buscando que pasara por centro espacial) debido, una vez más, a la distribución uniforme de las velocidades de las estrellas encontrada en la Figura 4.2, ya que es posible reconocer observando el mapa de velocidades que este eje pasa por los máximos de velocidad. Sin embargo, la corroboración cuantitativa de que el eje pasa por los máximos de velocidad se realizará en un trabajo posterior, del cual se espera un resultado bastante similar. Por último, el eje proyectado fue superpuesto sobre las isofotas tomadas del continuo de  $H\alpha$  que delimitan el disco estelar, en donde se encontró un muy buen acuerdo con la orientación de estas isofotas. La posición de este eje proyectado se muestra en la Figura 4.1(b). Una vez establecido el eje mayor proyectado, se crearon regiones de  $5 \times 5$  spaxeles (1 spaxel=265pc) a lo largo de este eje, manteniendo el mismo ángulo de posición del eje mayor proyectado, como se muestra en la Figura 4.3(a).

Para obtener la curva de velocidad proyectada de la componente estelar se obtuvo el promedio de las velocidades de cada región, restando el valor promedio de la región central (donde se encuentra el centro espacial). Para encontrar las velocidades de las demás regiones con respecto al centro de la galaxia, y a cada velocidad encontrada, se le asignó una barra de error de acuerdo a la desviación estándar encontrada en cada región. La curva de velocidad proyectada resultante se muestra en la Figura 4.3(b). Como se puede notar, la rotación proyectada de las estrellas sigue un patrón muy regular alcanzando una velocidad máxima proyectada de  $300 \text{ km s}^{-1}$ , lo que sugiere que el mecanismo que está removiendo el gas no afecta a las estrellas.

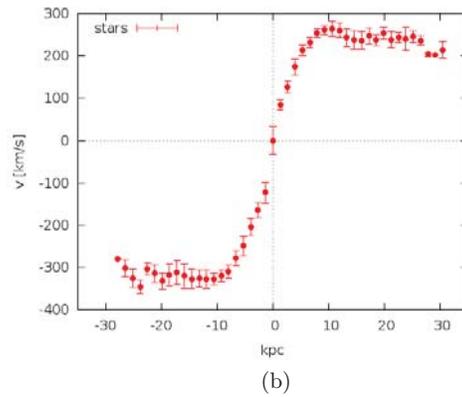
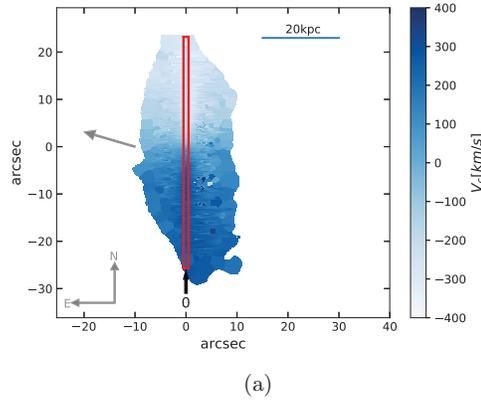


Figura 4.3: (a) Lo mismo que la Figura 4.2, pero con diferente escala de colores para resaltar la región (líneas en rojo) en donde se midieron las velocidades para crear la curva de velocidad proyectada. (b) Curva de velocidad proyectada de la componente estelar.

## 4.2. Mapa y curvas de velocidad del gas

Los mapas de velocidad del gas se obtuvieron de las misma forma que la componente estelar, pero en este caso con el desplazamiento por efecto Doppler (tanto de la primera y de la segunda componente cinemática) encontrado ajustando la forma y la posición de las líneas en emisión con GaussFit, el programa desarrollado en este trabajo. Los dos mapas de velocidad del gas generados (una para cada componente cinemática) se le fue restado a cada spaxel la velocidad central encontrada para las estrellas del disco estelar, con el fin de hacer una comparación de velocidades en el mismo marco de

referencia que la componente estelar del disco. Los mapas generados para cada una de las componente se muestran en la Figura 4.4.

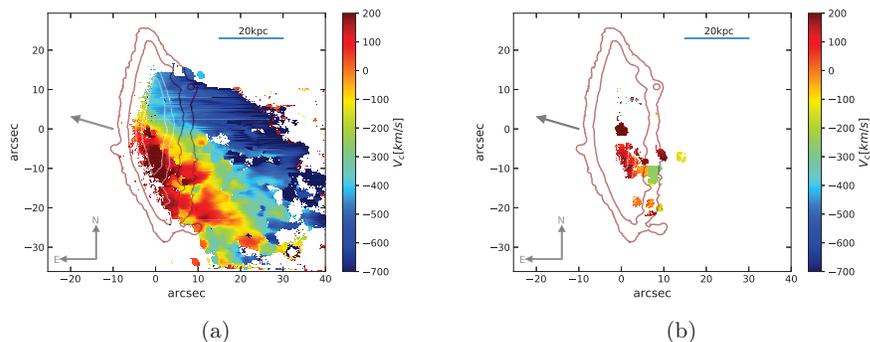


Figura 4.4: (a) Mapa de velocidades del gas para la primera componente, (b) Mapa de velocidades del gas para la segunda componente. Las isofotas del continuo se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar. La flecha en color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

Para llevar a cabo la medición de la curva de velocidad proyectada del gas, se definieron cuatro regiones en los que se midieron las velocidades para cada componente, de tal manera que se obtuvieron cuatro curvas de velocidad proyectadas. Estas cuatro regiones fueron definidas para explorar el cambio en las curvas de velocidad proyectadas del gas respecto a la curva de velocidad de la componente estelar del disco, ya que esta comparación se puede usar para discriminar entre varios fenómenos e interacciones que estén afectando las propiedades dinámicas del gas. Las regiones fueron definidas de forma paralela a la región de la componente estelar (región 0, como se muestra en la Figura 4.3(a), la primera, en la misma región que la componente estelar (región 1) y tres subsecuentes (regiones 2, 3 y 4) desplazadas de tal forma que se fueran alejando del disco. Estas regiones se muestran en la Figura 4.5. La separación de estas regiones fue elegida de tal manera que se cubriera las mayor cantidad de spaxeles, por lo que no necesariamente se encuentran separadas a la misma distancia.

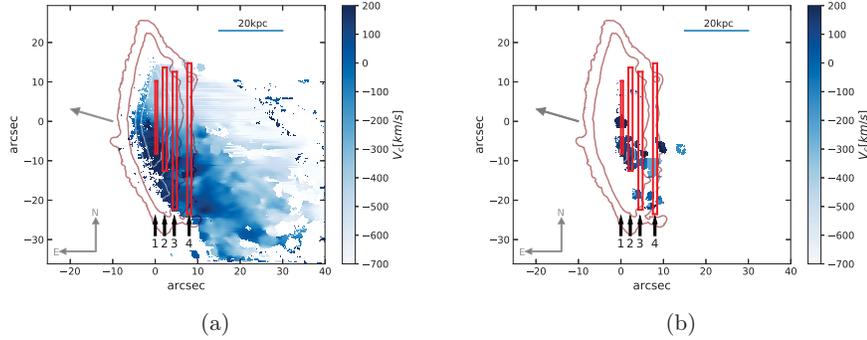


Figura 4.5: (a) regiones en el mapa de velocidades del gas de  $5 \times 5$  spaxeles ubicados a lo largo del eje mayor proyectado definido en la componente estelar (región 1) y de forma paralela a este eje (regiones 2, 3 y 4). Las región en azul representa las mismas velocidades que en la Figura 4.4, solo se eligió este solo para hacer resaltar las regiones en donde se midieron las curvas de velocidad proyectadas.

Las curvas de velocidad proyectadas resultantes para cada componente en cada región comparadas con la curva de velocidad proyectada de la componente estelar del disco se muestran en los paneles derechos de la Figura 4.6 y 4.7. Cabe mencionar, que así como se restó la velocidad del centro de la galaxia en todas las demás regiones donde fue medida la curva de velocidad estelar del disco, lo mismo se hizo para las curvas de rotación del gas, restando el valor de la velocidad central medida en las estrellas del disco, y no la del gas para poder comparar entre ambas curvas de velocidad.

Las curvas de velocidad mostradas en los paneles izquierdos de la Figuras 4.6 y 4.7, son las curvas de velocidad proyectadas medidas en el mapa de velocidades generado por KUBEVIZ, mientras que en los paneles de la derecha se muestran las curvas de velocidad proyectadas calculadas de los mapas de velocidad que se obtuvieron con GaussFit (Figuras 4.6 y 4.7). Además, en el caso de las curvas de velocidad derivadas del mapa de KUBEVIZ fue necesario descartar algunas regiones medidas, cosa que no fue necesario para el caso de las curvas de velocidad generadas por GaussFit. Algunas regiones en donde el ajuste de KUBEVIZ presentaba barras de error exageradas presentan barras de error pequeñas una vez que se incluye una segunda componente, como es el caso del ajuste por GaussFit.

Es importante destacar las formas de las curvas de velocidad proyectadas. La curva de velocidad de la componente estelar del disco resulta ser muy simétrica, sugiriendo que el mecanismo que está removiendo el gas de la ga-

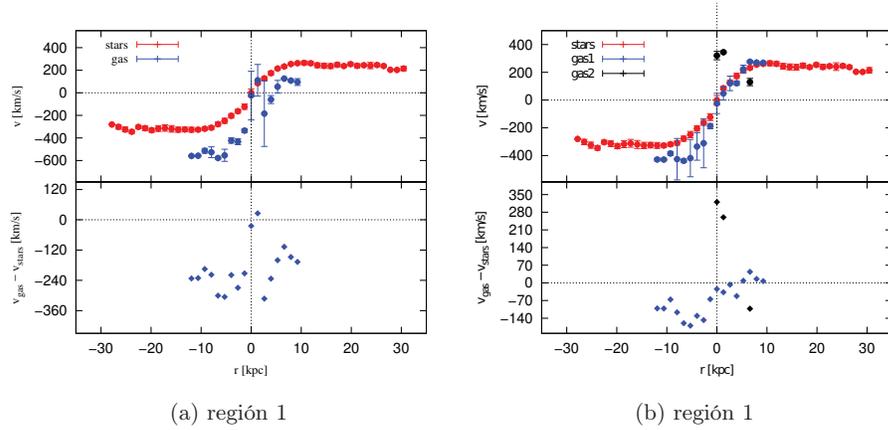


Figura 4.6: *Panel izquierdo: curvas de velocidad proyectadas medidas en el mapa de velocidades del gas generado por KUBEVIZ. Panel derecho: curvas de velocidad proyectadas medidas en el mapa de velocidades del gas generado por GaussFit tanto para la primera y segunda componente cinemática en comparación con la curva de velocidad de la componente estelar del disco.*

laxia no está afectando a las estrellas. Las regiones en donde las curvas de velocidad proyectadas del gas fue medida no cubren la misma extensión que la de la componente estelar debido a que hay un truncamiento en el disco de gas ionizado (algo que se observa relativamente de forma frecuente en estas galaxias, véase por ejemplo Fritz et al. 2017), con respecto al disco estelar. En las regiones en donde se midieron las curvas de velocidad del gas, estas parecen seguir la forma de la curva de velocidad de la componente estelar, indicando que el mecanismo principal que probablemente esté removiendo el gas sea ram pressure stripping. La forma de estas curvas se muestran cada vez más perturbadas conforme la medición de la curva se hace a mayor distancia del disco estelar, ya que el potencial de la galaxia se vuelve más débil, de tal manera que la trayectoria que seguía el gas cuando se encontraba en el disco se va perdiendo. Además, se nota un offset en la curva de velocidad del gas, que va subiendo según la distancia al centro de la galaxia aumenta. Esto se debe muy probablemente al ángulo de inclinación entre el eje mayor de la galaxia y la dirección de la velocidad radial en el cúmulo. Por último, la curva de rotación del gas correspondiente a la región en donde la curva de rotación estelar fue medida (región 1), la segunda componente se encuentra perturbada en comparación de la primera componente, la causa de esto podría ser por distintas razones, pero pensamos que podría ser debido a la presencia del AGN, sin embargo en este trabajo no nos enfocamos en probarlo, pero en un trabajo a futuro lo intentaremos probar.

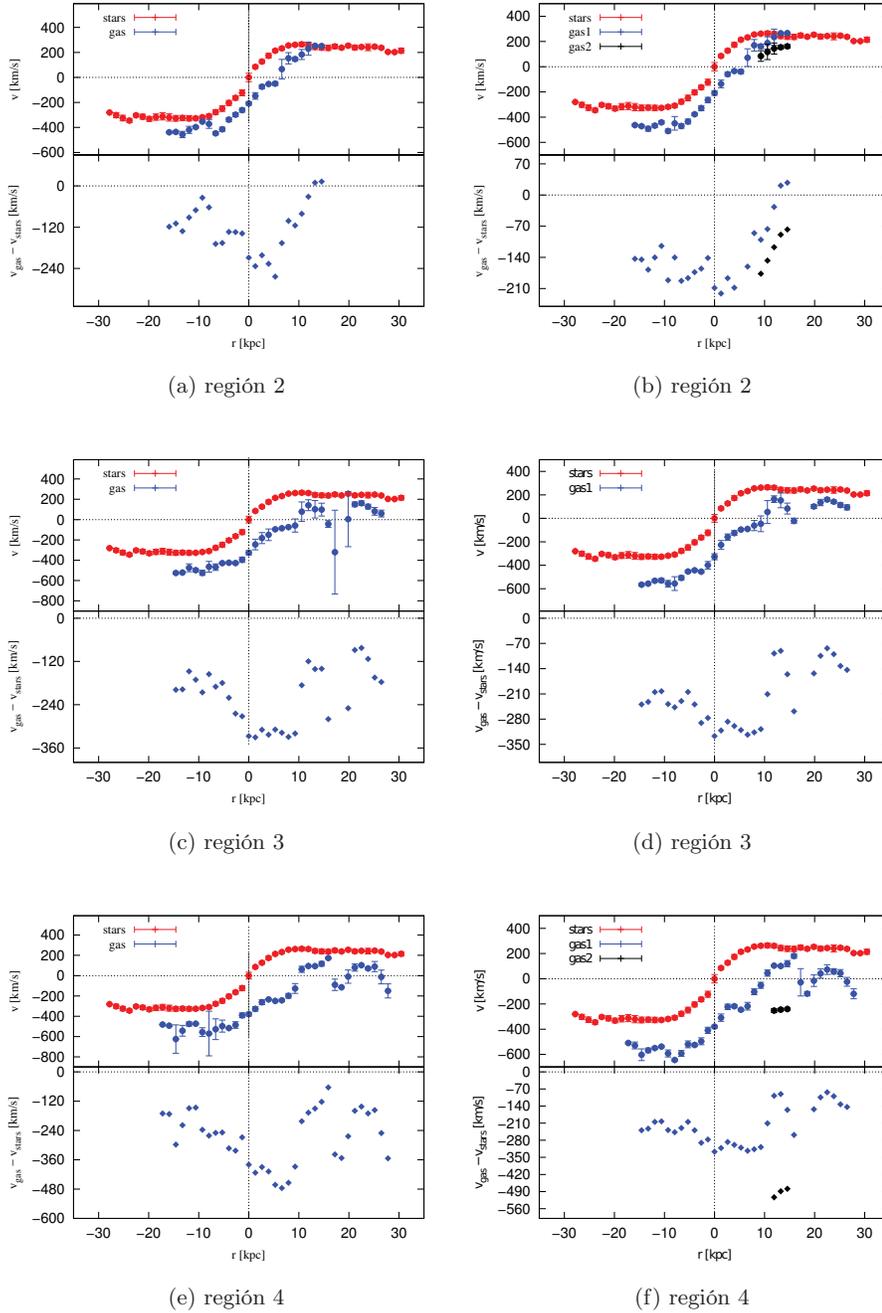


Figura 4.7: *Panel izquierdo: curvas de velocidad proyectadas medidas en el mapa de velocidades del gas generado por KUBEVIZ. Panel derecho: curvas de velocidad proyectadas medidas en el mapa de velocidades del gas generado por Gaussfit tanto para la primera y segunda componente cinemática en comparación con la curva de velocidad de la componente estelar del disco.*

## Capítulo 5

# Historia de formación estelar

*Una historia no es sólo verdad cuando se narra cómo ha sucedido, sino también cuando relata cómo hubiera podido acontecer.*

J. Mario Simmel.

Como se comentó en la sección 2.4.4, una de las características de SINOPSIS es que da una estimación espacialmente resuelta de las propiedades de las poblaciones estelares como la masa estelar y la historia de formación estelar o sea, la tasa de formación estelar como función del tiempo cósmico. Esto lo hace ajustando los espectros observados con una combinación de espectros teóricos de SSP de 12 distintas edades (Charlot & Bruzual 2019, en preparación), con un valor común de la metalicidad. Sin embargo, hacer un análisis de la historia de formación estelar con resultados confiables en 12 intervalos de edad no es posible. Esto debido a la existencia de una degeneración en los parámetros libres de los ajuste. Esta degeneración es parte intrínseca al problema, dado que los espectros de las poblaciones estelares de edades distintas presentan diferencias entre ellos que disminuyen al aumentar la edad. Además de esto, hay también el problema de la bien conocida degeneración entre edad y metalicidad. La extinción por el polvo puede también jugar un papel en esto. Finalmente, espectros con baja S/N, pueden ser más fácilmente ajustados por más combinaciones de los parámetros libres.

Por estas razones, en el análisis de la historia de formación estelar no se consideraran los 12 rangos de edades, sino que tomarán en cuenta tasas de formación estelar a una resolución temporal menor, reduciendo de esta forma los valores de SFR de 12 a 4. Eso permite reducir la degeneración y obtener una estimación más confiable de la historia de formación estelar.

Los rangos en edad calculados son los siguientes: joven ( $t < 2 \times 10^7$ yr),

reciente ( $2 \times 10^7 \text{yr} < t < 5.7 \times 10^8 \text{yr}$ ), edad intermedia ( $5.7 \times 10^8 \text{yr} < t < 5.7 \times 10^9 \text{yr}$ ) y vieja ( $5.7 \times 10^9 \text{yr} < t < 1.4 \times 10^{10} \text{yr}$ ). La historia de formación estelar en estos cuatro rangos de edad para JW100 se presenta en la Figura 5.1. Se debe notar que en esta figura la extensión de las colas de gas no tienen la misma extensión que la presentada, por ejemplo, en la mapa de  $H\alpha$  de la Figura 3.3. Esto es debido a que SINOPSIS no realiza el cálculo de la historia de la formación estelar cuando el flujo del continuo es muy bajo, cercano a cero, con el fin de evitar ajustar flujos que pudieran ser producidos por la presencia de ruido. Por lo tanto, aunque existen líneas en emisión, ya que fueron ajustadas por GaussFit, SINOPSIS no ajusta los espectros en esta región y por lo tanto las colas mostradas en esta figura son menos extensas. Esta diferencia se modificara en un trabajo a futuro.

Por último se hace notar que los modelos usados en SINOPSIS cuentan con información de las líneas en emisión producidas por poblaciones estelares jóvenes. De esta manera, el ajuste realizado por SINOPSIS puede ajustar también las líneas en emisión producidas por estas poblaciones. Por lo tanto, la tasa de formación mostrada en la historia de formación estelar es la calculada por SINOPSIS y no la mostrada en el capítulo 3 de este trabajo.

Como se puede observar en la Figura 5.1(a), la tasa de formación estelar en el rango más reciente ( $t < 2 \times 10^7 \text{yr}$ ), es la más alta en el centro de la galaxia. Esto se debe a las líneas en emisión en esta región son en parte producida por la actividad nuclear (AGN) que está presente en esta galaxia (Figura 3.7(a) y (b) y Figura 3.8(a) y (b)). SINOPSIS, en la versión que se utilizó, no tiene la posibilidad de tomar en cuenta este tipo de fenómeno, y por esto la tasa de formación estelar en la región más central se encuentra sobreestimada. Sin embargo, la región de formación estelar intensa se extiende más allá del centro de la galaxia, y esto se debe a que la galaxia se encuentra de canto, por lo que se ve afectada por la contribución de la luz del disco en la línea de visión. También las colas, o sea las regiones externas al disco galáctico, son lugares en donde se ve formación estelar activa. En esta misma figura también se puede notar como la formación estelar solo se encuentra en la parte oeste del disco galáctico, con respecto al centro de la galaxia. Prácticamente solo en la mitad en esa dirección hay gas formando estrellas. En la otra mitad, no se detectaron líneas en emisión, (hay algunos spaxeles en correspondencia de los contornos de nivel más bajos, pero estos son debidos a falsas detecciones de líneas, por tener los espectros en estas regiones, baja S/N). Por eso, la tasa de formación estelar reciente en esta región es cero. La actividad de formación estelar solo en la parte oeste del disco galáctico se explica de forma muy sencilla como efecto del RPS: la interacción del gas intracumular con el gas de la galaxia hizo que el gas situado en la parte este de la galaxia fuera empujado hacia fuera de la galaxia, por lo que ahora en

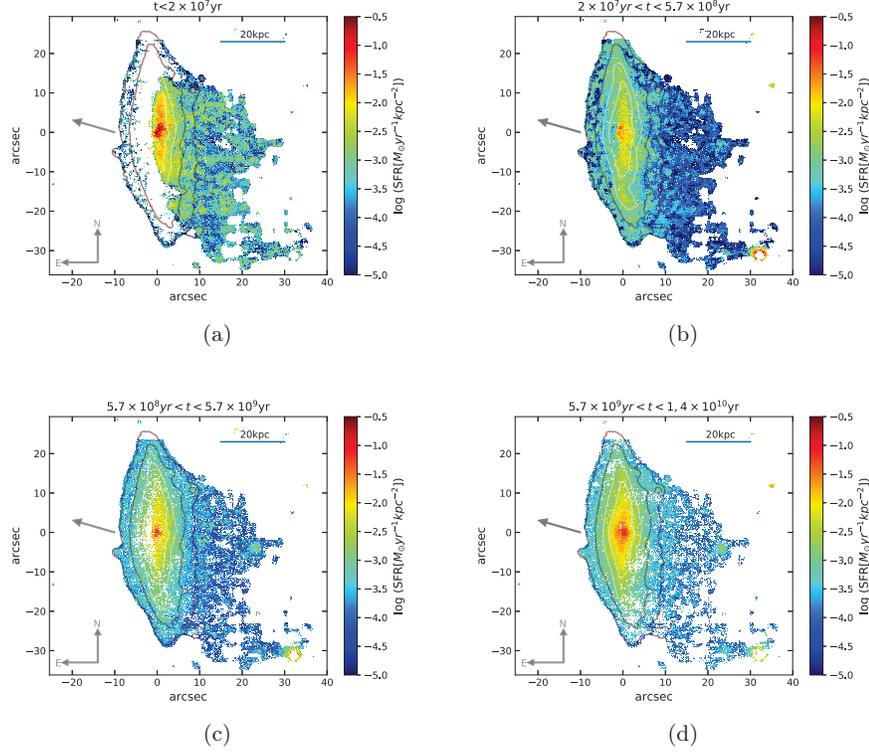


Figura 5.1: Mapas de tasa de formación estelar promedio en cuatro diferentes bins de edades. Las isofotas del continuo en  $H\alpha$  se muestran en pasos de 3, 8, 20 y 50 para delimitar el disco estelar (ver Figura 4.3). La flecha color gris apunta hacia el centro del cúmulo.

esta región, que es la que se encuentra en la dirección del movimiento de la galaxia (indicado por la flecha gris en las figuras), ya no hay gas, y por lo tanto, tampoco formación estelar reciente ( $t < 2e7$  años).

Por otro lado, en la Figura 5.1(b) se puede notar que la tasa de formación estelar de hace  $5 \times 10^8$  años, tiene una distribución espacial mucho más homogénea, al menos en lo que respecta a la región que comprende el disco estelar. Esto es muy probablemente indicación de que fue en algún momento durante este periodo que la galaxia empezó a interactuar con el gas del cúmulo.

Es también interesante comparar la SFR de las estrellas en este rango de edades (es decir,  $2 \times 10^7 \text{ yr} < t < 5.7 \times 10^8 \text{ yr}$ ), con la tasa de formación estelar a edades más viejas [ $5.7 \times 10^8 \text{ yr} < t < 5.7 \times 10^9 \text{ yr}$ , Figura 5.1(c)]. Aquí

es evidente que en el tercer rango de edad, la SFR en casi toda la galaxia es menor. Esto se puede explicar, otra vez, por un efecto de RPS, en donde el choque entre las dos componentes del gas (el del cúmulo y el de la galaxia) provocó una compresión del gas en la galaxia, que dió lugar a un episodio de formación estelar relativamente intenso. Y ya que la galaxia se está moviendo “de cara” hacia al centro del cúmulo, explica el hecho de que todas las regiones de la galaxia se vean afectadas por esta interacción, así que la tasa de formación estelar aumenta en toda la galaxia. Esta explicación está soportada por simulaciones hidrodinámicas de galaxias en movimiento en el medio intracumular, en donde se encuentran -dependiendo de los parámetros físicos- que la tasa de formación estelar puede subir de hasta un factor de 4 [p. ej. Steinhauser et al. (2012)] con respecto a la misma galaxias pero aislada.

Por último, en referencia a la presencia de estrellas muy viejas ( $5.7 \times 10^9 \text{yr} < t < 1,4 \times 10^{10} \text{yr}$ ), detectada por SINOPSIS en las colas de la galaxia. Este no es un resultado físico, ya que el ram pressure no afecta a la componente estelar de una galaxia (como se vió en la curva de rotación de componente estelar del capítulo anterior, Figura 4.3), sino solamente a su medio interestelar (Figura 4.4). Por lo tanto, la presencia de estrellas viejas en las colas es nada más el resultado de tener espectros de baja S/N.

Con el fin de explorar las tendencias de las edades promedio de las poblaciones estelares como función de la posición, se definieron cuatro regiones que son delimitadas por cuatro anillos cuyo perímetro sigue la distribución de las isofotas del continuo en  $H\alpha$  que se han estado mostrando en figuras anteriores y como se muestra en la Figura 5.2(b), acompañadas de etiquetas de las regiones definidas.

En la Figura 5.2(a) se muestra la SFR como función de la edad de las poblaciones estelares<sup>1</sup> en cada región definida de las cuatro regiones del disco estelar definidas en el panel (b) de la misma figura. Como se puede observar en las regiones 2, 3 y 4, se tiene que la SFR promedio decae hasta los 5Gyr [partiendo desde la población más vieja (de izquierda a derecha del eje x) o bien la SFR estimada más atrás en términos del tiempo cósmico], lo cual se puede explicar como una consecuencia de la evolución natural de la galaxia al estar consumiendo su gas como una galaxia aislada. Después de este periodo la SFR incrementa hasta las poblaciones estelares de  $\sim 500 \text{Myr}$ . Este incremento se puede explicar como que en algún momento de este periodo la vida de la galaxia comenzó a interactuar con el medio intracumular incentivando la SFR para después volver a decaer hasta el tiempo presente debido a que el RPS a removido la mayor parte del gas de la galaxia.

<sup>1</sup> En este sentido la SFR de esta figura también se encuentra en función del tiempo cósmico (es decir, lookback time)

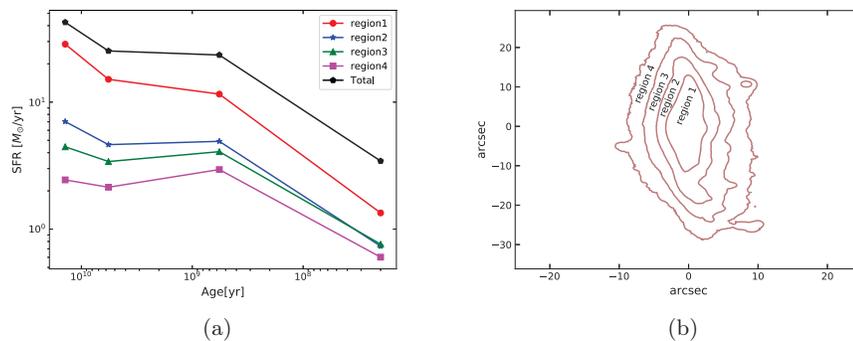


Figura 5.2: (a) Tasa de formación estelar promedio como función del tiempo cósmico, para las cuatro regiones definidas en el panel (b), así como el promedio de toda la galaxia.

En el caso de la región 1, el decremento e incremento de la SFR no está presente, sino más bien, solo decrece. Sin embargo se debe de notar que el decremento no sigue la tendencia inicial sino que después de que se da la interacción de la galaxia con el medio intracumular esta SFR se mantiene, deteniendo de esta manera la caída de SFR que tendía en un inicio, para seguir finalmente su caída como las demás regiones. Este fenómeno puede explicarse con la ubicación de las regiones, la región 1 se encuentra en la parte más interna de la galaxia, en la parte central, por lo que al momento de interactuar con el medio intracumular es la última región en ser la afectada por el RPS, por lo tanto, el incremento en la SFR no es tan notable. Los cambios antes descritos se pueden notar de una forma más fácil en la Figura 5.3, la cual representa SFR como función del cósmico de las cuatro regiones del disco estelar normalizando a su valor en el periodo más viejo de las poblaciones estelares. En esta figura se observa más claramente que la afectación por la interacción de la galaxia con el medio del cúmulo aumenta en las regiones más externas de la misma, debido a que estas son las menos ligadas gravitacionalmente al pozo de potencial de la propia galaxia.

Finalmente, tomando en cuenta los resultados encontrados anteriormente al calcular la historia de la formación estelar, hemos encontrado que el mecanismo RPS explica muy bien los resultados encontrados, por lo que considerando además los resultados encontrados al calcular la SFR y la curvas de velocidad, nos sugiere fuertemente que el mecanismo que está arrancando el gas es el RPS.

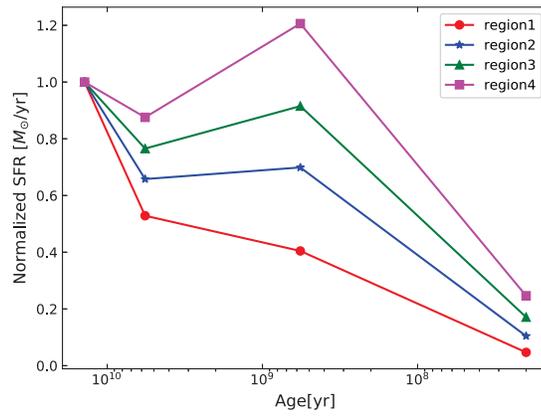


Figura 5.3: Tasa de formación estelar promedio como función del tiempo cósmico, para las cuatro regiones definidas en el panel (b) normalizadas a su valor en el periodo más viejo de las poblaciones estelares.

## Capítulo 6

# Conclusiones y trabajo a futuro

*Una lucha constante, una batalla  
incesante para traer éxito en alrededores  
inhóspitos. Es el precio de todos los  
grandes logros.*

Orison Swett Marden

### 6.1. Conclusiones

En este trabajo se estudiaron las propiedades físicas, tanto del gas como de la componente estelar de la galaxia JW100, la cual es una de las 114 galaxias de la muestra GASP que fueron observadas con el espectrógrafo de campo integral MUSE. Este espectrografó proporcionó  $10^5$  espectros (un espectro por cada spaxel) para cada galaxia observada en GASP, por lo que para poder realizar el análisis de las propiedades físicas fue indispensable contar con las características de las líneas espectrales (intensidad, centro de la línea, ancho de la línea), tanto en emisión como en absorción. Las herramientas que se usaron para esta tarea en el proyecto de GASP fueron pPXF para las líneas en absorción y KUBEVIZ para las líneas en emisión. Estos son códigos públicos que miden las propiedades (flujos, corrimientos al rojos, anchos) de las líneas en emisión (KUBEVIZ, para la componente gaseosa) y en absorción (pPXF, para la componente estelar). Sin embargo, cuando se inspeccionó el mapa de velocidades del gas de forma visual, pero sobre todo al generar las curvas de rotación, se encontraron cambios abruptos en la velocidad generando barras de error muy grandes. Indagando si estos cambios eran reales o simplemente un resultado de un mal ajuste a las líneas en emisión, se observó que las líneas de algunos espectros fueron mal ajustadas, ya que en muchos casos la línea de nitrógeno a  $6584\text{\AA}$  fue ajustada como si fuera  $H\alpha$ . Además se observó un desdoblamiento de las líneas, lo que indica la presencia de dos componentes de velocidad independientes. Por tal motivo, se creó un nuevo código llamado Gaussfit para realizar de nuevo los ajustes

en la líneas en emisión especialmente para este trabajo.

El ajuste realizado con Gaussfit, tanto para una como para dos componentes cinemáticas, introdujo una mejora consistente con respecto a los ajustes anteriormente realizados. No obstante, en algunos spaxeles es posible que haya sido necesario incluir una tercera componente con un valor de ancho de línea muy alto. Sin embargo, esta tercera componente podría ser solo una especulación ya que su intensidad es muy baja, y debido a la presencia del ruido es difícil detectarla.

Además, debido a que las líneas fueron ajustadas bajo la hipótesis de que todas las líneas de cada componente cinemática tienen que tener el mismo ancho y el mismo corrimiento al rojo, se encontró que algunos espectros no concordaban con esta hipótesis. En particular, se encontró la diferencia en el ancho de las líneas prohibidas con respecto a las líneas de hidrógeno de los espectros en los spaxeles centrales de la galaxia, en donde las dobles componentes más intensas están presentes. Dado que el número de spaxeles en donde esto pasa es muy pequeño, no es de esperarse que modifique los resultados y conclusiones de las propiedades físicas de la galaxia.

Una vez calculados los flujos derivados del ajuste hecho por Gaussfit, se construyeron los mapas de flujos para cada línea con una señal a ruido  $>2.5$ , en donde las colas más largas de gas ionizado fueron medidas en el mapa de  $H\alpha$ , con una extensión de 53kpc. Por otro lado, investigando que tipo de mecanismo está ionizando el gas, tanto para la primera como para la segunda componente cinemática, a través de los diagramas BPT se encontró que las colas de gas están siendo ionizadas por una mezcla de formación estelar y conducción térmica, y además, tomando en cuenta que esta galaxia está embebida en una burbuja caliente (Ignesti et al., 2017), nos resulta prácticamente imposible determinar, solo con diagramas BPT utilizadas en este trabajo, en qué porcentaje dominan los distintos mecanismos. Finalmente, del análisis de estos diagramas de diagnóstico, se encontró que la galaxia cuenta con un núcleo galáctico activo, tal y como lo reporta Poggianti et al. (2017).

La tasa de formación estelar (SFR) fue calculada corrigiendo el flujo por extinción y con la ecuación que relaciona la luminosidad en  $H\alpha$  con la tasa de formación estelar. Tomando en cuenta solo los spaxels clasificados como “star forming” y “LINERs” en los diagramas BPT para ambas componentes cinemáticas, la tasa de formación estelar total es de  $4.55 M_{\odot} yr^{-1}$ . Si se toman en cuenta todos los spaxels, sin incluir la restricción derivada de los diagramas BPT, la tasa de formación total tomando en cuenta ambas componentes aumenta a  $8.32 M_{\odot} yr^{-1}$ . Cabe mencionar que la tasa de formación

estelar de  $4.55 M_{\odot} yr^{-1}$  debe de ser tomada como un límite superior, ya que como se comentó en el parrafo anterior, es difícil saber que porcentaje es por formación estelar o por conducción térmica.

Un punto interesante que se exploró al tener el valor de la SFR fue ver en que punto de la relación tasa de formación estelar específica como función de la masa estelar total de la galaxia se encuentra la galaxia que estamos estudiando. Para esto se usaron los resultados de Lara-López et al. (2013), y se encontró que la galaxia JW100 se encuentra por debajo de esta relación, indicando que JW100 se encuentra en un procesos de apagado, es decir, su tasa de formación estelar esta disminuyendo.

El análisis de la cinemática, tanto de la componente estelar como la del gas, fue llevada a cabo a través de las curvas de velocidad proyectadas correspondientes. Las curvas tanto de la componente estelar como la del gas fueron medidas a partir de su mapa de velocidad. La curva de velocidad proyectada de las estrellas (la cual se midió sobre el eje mayor proyectado de la galaxia con una extensión de  $\sim 60$  kpc), resultó ser muy simétrica y regular, lo que sugiere que el mecanismo que está removiendo el gas no perturba a las estrellas. En la región del gas, se construyeron cuatro curvas de velocidad proyectadas por cada componente cinemático con el fin de compararlas con la curva de velocidad proyectada de las estrellas. Se encontró que el patrón de las curvas de velocidad proyectadas del gas son similares a la de la componente estelar, lo que sugiere que el mecanismo que está removiendo el gas es del tipo de RPS. Estas curvas se ven cada vez más perturbadas conforme la medición se lleva a cabo en regiones más alejadas del disco estelar, y creemos que esto es debido a que conforme el gas se aleja del disco el potencial de la galaxia se vuelve más débil, de tal manera que la trayectoria que seguía el gas cuando se encontraba en el disco se va perdiendo. Por último, la curva de velocidad proyectada de la segunda componente cinemática del gas correspondiente a la región en donde la curva de velocidad proyectada estelar fue medida, se encuentra perturbada en la parte central, la causa de esto podría ser por distintas razones, pero pensamos que podría ser debido a la presencia del AGN, sin embargo en este trabajo no nos enfocamos en probarlo, pero en un trabajo a futuro lo intentaremos probar. Contrastando con la primera componente en la misma región, parte de la curva coincide con la de las estrellas y otra se encuentra un poco desplazada. Esto creemos que tiene que ver con la orientación con la que la galaxia impacta el medio intracumular.

Por otro lado, se realizó un análisis de la historia de formación estelar de la galaxia, a través de la estimación espacialmente resuelta de las poblaciones estelares proporcionada por SINOPSIS en cuatro rangos de edad:

joven ( $t < 2 \times 10^7 \text{yr}$ ), reciente ( $2 \times 10^7 \text{yr} < t < 5.7 \times 10^8 \text{yr}$ ), edad intermedia ( $5.7 \times 10^8 \text{yr} < t < 5.7 \times 10^9 \text{yr}$ ) y vieja ( $5.7 \times 10^9 \text{yr} < t < 1,4 \times 10^{10} \text{yr}$ ). Como primer resultado de este análisis se encontró que en el rango de edad más joven, la tasa formación estelar más intensa se encuentra en la parte central de la galaxia, sin embargo, este resultado se encuentra sobre-estimado, ya que SINOSPSIS no tomó en cuenta el efecto de la presencia del AGN. Seguido de la parte central, la SFR intensa parece extenderse a lo largo del eje mayor, pero se debe al efecto de la orientación de la galaxia, ya que se encuentra de canto, con lo que estamos cuantificando la tasa de formación estelar integrada de todo el disco a lo largo de la línea de visión.

El rango de edad más joven también se encuentra que la formación estelar se lleva casi exclusivamente en la mitad oeste del disco galáctico y en las colas extendidas en dirección opuesta al centro del cúmulo. La distribución de las regiones con SFR alta coincide con la distribución del gas, lo que indica que la región con formación estelar suprimida (la este) carece de gas, lo cual interpretamos como un resultado directo de la interacción de la componente de gas con el medio intracumular. Por otro lado, comparando este rango de edad con rangos de edades más viejas se encontró que en estos últimos la SFR es menor. Este resultado también es un efecto de RP, ya que como lo han mostrado simulaciones, el RP puede causar un incremento en la SFR de hasta 4 veces mayor en comparación con SFR encontrada antes de interactuar con el medio intracumular, debido a que el RP produce una compresión del medio interestelar que naturalmente incentiva la formación estelar. Por último, las poblaciones estelares viejas encontradas en las colas de gas (en el tercer y cuarto rango de edades) no es un resultado físico como tal, ya que el RPS no afecta a la componente estelar, y por lo tanto, no se esperaría encontrar estrellas viejas en las colas de gas. La presencia de estrellas viejas en las colas en estos rangos de edad solo son un resultado de tener una S/N baja.

Por último, se exploró la tendencia de las edades promedio de las poblaciones estelares como función de la posición [Figura 5.2(a)]. Esto se hizo definiendo cuatro regiones anulares concéntricas tomando como origen la parte central de la galaxia, siendo la región 1 la región más interna y la región 4 la más externa (Figura 5.2(b)). Como resultado de este análisis se encontró que las regiones más externas (region 2, 3 y 4) sufren una disminución en la SFR durante los dos rangos de edad más viejos, para después volver a subir (entre el segundo y tercer rango de edades) y finalmente decaer durante el rango de edad más joven. Estos cambios en los valores de la SFR promediado en los rangos de edad antes mencionados, se explican mediante el proceso RPS. La disminución de la SFR de la edad vieja a la intermedia es de esperarse debido a que la galaxia está consumiendo el gas que tiene disponible. El aumento de la SFR en la etapa reciente puede deberse a la compresión del

gas de la galaxia al caer al cúmulo e interactuar con el medio intracumular, lo que incentiva la formación estelar. Finalmente, la disminución para la etapa más joven se debe a que el RPS ha removido una cantidad importante del gas disponible, con lo que la galaxia ya no tiene combustible para seguir con la misma tasa de formación estelar. La región 1 no sigue la misma tendencia que las regiones 2, 3 y 4, ya que durante el intervalo en donde se espera la interacción de la galaxia con el medio intracumular, la SFR no aumenta de tal forma que sea mayor que las SFR que le anteceden, sino que sigue decreciendo, aunque a un ritmo menor. Esto último se explica por la ubicación de región 1, ya que es la región más central, y por lo tanto, cuando se lleva a cabo el RPS, esta región es la menos afectada, ya que se encuentra al centro del potencial gravitacional, lo que provoca que esta región sea menos frágil y el efecto de RPS se vea aminorado.

Finalmente, y en forma de resumen, en un inicio partimos de acuerdo a los resultados de la muestra de Poggianti et al. (2016), que la galaxia JW100 era una galaxia clase 5, lo que significa que era muy probablemente una galaxia medusa. Calculando los mapas de flujos como resultado de los ajustes de las líneas que llevamos a cabo, hemos comprobado que en efecto es una galaxia medusa, ya que encontramos que el gas es arrancado de una forma extrema formando colas de gas ionizado muy extensas. Además, del cálculo de la tasa de formación estelar y de la comparación de este resultado con la relación  $sSFR$  vs  $M_*$  hemos encontrado que la galaxia se encuentra en un proceso de apagado. Por otro lado, tomando en cuenta las curvas de velocidad proyectadas y la historia de formación estelar, concluimos que el mecanismo que está removiendo el gas es el RPS.

## 6.2. Trabajo a futuro

Como ya se mencionó, el ajuste de las líneas en emisión se llevó a cabo bajo la hipótesis de que todas las líneas de cada componente cinemática tienen que tener el mismo ancho y el mismo corrimiento al rojo. Sin embargo, la implementación de esta hipótesis en algunos espectros con múltiples componentes cinemáticas fue demasiado fuerte. Por lo tanto, un punto a trabajar en un trabajo a futuro es no partir de esta hipótesis y permitir que el ancho y el corrimiento al rojo puedan variar en estos espectros y, además, agregar una tercera componente cinemática. Por otro lado, será hacer un cálculo más riguroso de las curvas de velocidades identificando el centro cinemático, corroborando que el eje mayor pase por los máximos de velocidad y corrigiendo por inclinación.

También volveremos a correr el código SINOPSIS tomando en cuenta la emisión continua del gas y finalmente se tratará de identificar el papel que

juega la presencia del AGN en el cambio de velocidades que se observan en la parte central de la galaxia y, por último, buscar que influye en el hecho de que la galaxia cuente con menos glóbulos de formación estelar comparado con otras galaxias medusa.

# Bibliografía

- Abadi, M. G., Moore, B., & Bower, R. G. 1999, *mnras*, 308, 947
- Abell, G. O. 1958, *apjs*, 3, 211
- Athanassoula, E. 1992, *mnras*, 259, 345
- Athanassoula, E. 2013, *Secular Evolution of Galaxies*, 305
- Bacon, R., Accardo, M., Adjali, L., et al. 2010, *Proc. SPIE*, 7735, 773508
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *pasp*, 93, 5
- Begeman, K. G., Broeils, A. H., & Sanders, R. H. 1991, *mnras*, 249, 523
- Boselli, A., & Gavazzi, G. 2006, *pasp*, 118, 517
- Byrd, G., & Valtonen, M. 1990, *apj*, 350, 89
- Barnes, J. E., & Hernquist, L. 1992, *araa*, 30, 705
- Bellhouse, C., Jaffé, Y. L., Hau, G. K. T., et al. 2017, *apj*, 844, 49
- van den Bergh, S. 1976, *apj*, 206, 883
- Boselli, A., Cortese, L., Boquien, M., et al. 2014, *aap*, 564, A66
- Bravo-Alfaro, H., Cayatte, V., van Gorkom, J. H., & Balkowski, C. 2000, *aj*, 119, 580
- Bravo-Alfaro, H., Cayatte, V., van Gorkom, J. H., & Balkowski, C. 2001, *aap*, 379, 347
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, *mnras*, 427, 127
- Calvi, R., Poggianti, B. M., & Vulcani, B. 2011, *mnras*, 416, 727
- Cappellari, M., & Emsellem, E. 2004, *pasp*, 116, 138
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *apj*, 345, 245
- Capaccioli, M., & Schipani, P. 2011, *The Messenger*, 146, 2

- Cava, A., Bettoni, D., Poggianti, B. M., et al. 2009, *aap*, 495, 707
- Cayatte, V., van Gorkom, J. H., Balkowski, C., & Kotanyi, C. 1990, *aj*, 100, 604
- Cervantes Sodi, B., & Sánchez García, O. 2017, *apj*, 847, 37
- Chabrier, G. 2003, *pasp*, 115, 763
- Chung, A., van Gorkom, J. H., Kenney, J. D. P., Crowl, H., & Vollmer, B. 2009, *aj*, 138, 1741
- Cortese, L., Marcillac, D., Richard, J., et al. 2007, *Galaxy Evolution across the Hubble Time*, 235, 198
- Cowie, L. L., & Songaila, A. 1977, *nat*, 266, 501
- Crowl, H. H., Kenney, J. D. P., van Gorkom, J. H., & Vollmer, B. 2005, *Extra-Planar Gas*, 331, 281
- Dickey, J. M., & Gavazzi, G. 1991, *apj*, 373, 347
- Dressler, A. 1980, *apj*, 236, 351
- Ebeling, H., Edge, A. C., Allen, S. W., et al. 2000, *mnras*, 318, 333
- Ebeling, H., Edge, A. C., Bohringer, H., et al. 1998, *mnras*, 301, 881
- Ebeling, H., Voges, W., Bohringer, H., et al. 1996, *mnras*, 281, 799
- Ebeling, H., Stephenson, L. N., & Edge, A. C. 2014, *apjl*, 781, L40
- Efstathiou, G. 1990, *Physics of the Early Universe*, 361
- Faltenbacher, A., & Diemand, J. 2006, *mnras*, 369, 1698
- Fasano, G., Marmo, C., Varela, J., et al. 2006, *aap*, 445, 805
- Fasano, G., Poggianti, B. M., Bettoni, D., et al. 2015, *mnras*, 449, 3927
- Ferland, G. J., Kisielius, R., Keenan, F. P., et al. 2013, *apj*, 767, 123
- Fitzpatrick, E. L., & Massa, D. 1986, *apj*, 307, 286
- Fossati, M., Fumagalli, M., Boselli, A., et al. 2016, *mnras*, 455, 2028
- Fritz, J., Poggianti, B. M., Bettoni, D., et al. 2007, *aap*, 470, 137
- Fritz, J., Poggianti, B. M., Cava, A., et al. 2014, *aap*, 566, A32
- Fritz, J., Moretti, A., Gullieuszik, M., et al. 2017, *apj*, 848, 132

- Fumagalli, M., Fossati, M., Hau, G. K. T., et al. 2014, *mnras*, 445, 4335
- Gavazzi, G., Contursi, A., Carrasco, L., et al. 1995, *aap*, 304, 325
- Gilmore, G., Wyse, R. F. G., & Norris, J. E. 2002, *apjl*, 574, L39
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, *aaps*, 141, 371
- Gullieuszik, M., Poggianti, B., Fasano, G., et al. 2015, *aap*, 581, A41
- Gullieuszik, M., Poggianti, B. M., Moretti, A., et al. 2017, *apj*, 846, 27
- Gunn, J. E., & Gott, J. R., III 1972, *apj*, 176, 1
- Hubble, E. P. 1926, *apj*, 64,
- Hubble, E. P. 1936, *Realm of the Nebulae*, by E.P. Hubble. New Haven: Yale University Press, 1936. ISBN 9780300025002
- Huchra, J. P., Macri, L. M., Masters, K. L., et al. 2012, *apjs*, 199, 26
- Ignesti, A., Gitti, M., Brunetti, G., Feretti, L., & Giovannini, G. 2017, *aap*, 604, A21
- Ignesti, A., Gitti, M., Brunetti, G., et al. 2018, *aap*, 610, A89
- Jaffé, Y. L., Smith, R., Candlish, G. N., et al. 2015, *mnras*, 448, 1715
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., et al. 2003, *mnras*, 346, 1055
- Kennicutt, R. C., Jr. 1998, *araa*, 36, 189
- Kemp, S. N., de la Fuente, E., Franco-Balderas, A., & Meaburn, J. 2005, *apj*, 624, 680
- Kewley, L. J., Heisler, C. A., Dopita, M. A., & Lumsden, S. 2001, *apjs*, 132, 37
- Kewley, L. J., Groves, B., Kauffmann, G., & Heckman, T. 2006, *mnras*, 372, 961
- Kenney, J. D. P., van Gorkom, J. H., & Vollmer, B. 2004, *aj*, 127, 3361
- Kormendy, J. 1977, *apj*, 218, 333
- Kormendy, J., & Gebhardt, K. 2001, 20th Texas Symposium on relativistic astrophysics, 586, 363
- Kormendy, J., & Bender, R. 2012, *apjs*, 198, 2
- Kormendy, J., & Kennicutt, R. C., Jr. 2004, *araa*, 42, 603

- Koopmann, R. A., & Kenney, J. D. P. 2004, *apj*, 613, 851
- Kuijken, K. 2011, *The Messenger*, 146, 8
- Larson, R. B., Tinsley, B. M., & Caldwell, C. N. 1980, *apj*, 237, 692
- Lara-López, M. A., Hopkins, A. M., López-Sánchez, A. R., et al. 2013, *mnras*, 434, 451
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., et al. 1999, *apjs*, 123, 3
- Levy, L., Rose, J. A., van Gorkom, J. H., & Chaboyer, B. 2007, *aj*, 133, 1104
- Liske, J., Lemon, D. J., Driver, S. P., Cross, N. J. G., & Couch, W. J. 2003, *mnras*, 344, 307
- Lo, K.Y., & Sargent, W.L.W. 1979, *apj*, 227, 756
- Marcolini, A., Brighenti, F., & D'Ercole, A. 2003, *mnras*, 345, 1329
- Masters, K. L., Nichol, R. C., Haynes, M. P., et al. 2012, *mnras*, 424, 2180
- McPartland, C., Ebeling, H., Roediger, E., & Blumenthal, K. 2016, *mnras*, 455, 2994
- Merluzzi, P., Busarello, G., Dopita, M. A., et al. 2016, *mnras*, 460, 3345
- Merritt, D. 1984, *apj*, 276, 26
- Moretti, A., Gullieuszik, M., Poggianti, B., et al. 2017, *aap*, 599, A81
- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., & Oemler, A. 1996, *Natur*, 379, 613
- Moretti, A., Poggianti, B. M., Fasano, G., et al. 2014, *aap*, 564, A138
- Omizzolo, A., Fasano, G., Reverte Paya, D., et al. 2014, *aap*, 561, A111
- Ostriker, J. P., & Peebles, P. J. E. 1973, *apj*, 186, 467
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., 2006, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. University Science Books, Sausalito, CA
- Owen, F. N., Keel, W. C., Wang, Q. D., Ledlow, M. J., & Morrison, G. E. 2006, *aj*, 131, 1974
- Owers, M. S., Blake, C., Couch, W. J., Pracy, M. B., & Bekki, K. 2007, *mnras*, 381, 494
- Peschken, N., & Lokas, E. L. 2018, *arXiv:1804.06241*
- Poggianti, B. M., Fasano, G., Omizzolo, A., et al. 2016, *aj*, 151, 78

- Poggianti, B. M., Moretti, A., Gullieuszik, M., et al. 2017, *apj*, 844, 48
- Poggianti, B. M., Jaffé, Y. L., Moretti, A., et al. 2017, *nat*, 548, 304
- Poggianti, B. M., Gullieuszik, M., Tonnesen, S., et al. 2019, *mnras*, 482, 4466
- Rasmussen, J., Ponman, T. J., & Mulchaey, J. S. 2006, *mnras*, 370, 453
- Rasmussen, J., Ponman, T. J., Verdes-Montenegro, L., Yun, M. S., & Bort-hakur, S. 2008, *mnras*, 388, 1245
- Rawle, T. D., Altieri, B., Egami, E., et al. 2014, *mnras*, 442, 196
- Regan, M. W., & Teuben, P. J. 2004, *apj*, 600, 595
- Roediger, E., & Hensler, G. 2005, *aap*, 433, 875
- Roediger, E., Brüggem, M., & Hoeft, M. 2006, *mnras*, 371, 609
- Roediger, E., & Brüggem, M. 2007, *mnras*, 380, 1399
- Rupke, D. S., Veilleux, S., & Sanders, D. B. 2005, *apjs*, 160, 115
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, *apj*, 737, 103
- Sharp, R. G., & Bland-Hawthorn, J. 2010, *apj*, 711, 818
- Schulz, S., & Struck, C. 2001, *mnras*, 328, 185
- Spitzer, L. 1962, *Physics of Fully Ionized Gases* (Interscience, New York, 1962).
- Smith, R. J., Lucey, J. R., Hammer, D., et al. 2010, *mnras*, 408, 1417
- Steinhauser, D., Haider, M., Kapferer, W., & Schindler, S. 2012, *aap*, 544, A54
- Storey, P. J., & Zeippen, C. J. 2000, *mnras*, 312, 813
- Tolstoy, E., Hill, V., & Tosi, M. 2009, *araa*, 47, 371
- Toomre, A., & Toomre, J. 1972, *apj*, 178, 623
- Tremaine, S. 1990. See Wiwlwn 1990, p. 394
- Valentinuzzi, T., Woods, D., Fasano, G., et al. 2009, *aap*, 501, 851
- Varela, J., DÓnofrio, M., Marmo, C., et al. 2009, *aap*, 497, 667
- de Vaucouleurs, G. 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275
- Varela, J., DÓnofrio, M., Marmo, C., et al. 2009, *aap*, 497, 667

- Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., et al. 2010, *mnras*, 404, 1639
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M. S., Williams, B. A., et al. 2001, *aap*, 377, 812
- Veilleux, S., Bland-Hawthorn, J., Cecil, G., Tully, R. B., & Miller, S. T. 1999, *apj*, 520, 111
- Vollmer, B., Cayatte, V., Boselli, A., Balkowski, C., & Duschl, W. J. 1999, *aap*, 349, 411
- Vollmer, B., Cayatte, V., Balkowski, C., & Duschl, W. J. 2001, *apj*, 561, 708
- Vollmer, B. 2003, *aap*, 398, 525
- Vollmer, B., Beck, R., Kenney, J. D. P., & van Gorkom, J. H. 2004, *aj*, 127, 3375
- Vollmer, B., Balkowski, C., Cayatte, V., van Driel, W., & Huchtmeier, W. 2004, *aap*, 419, 35
- Vollmer, B., & Huchtmeier, W. 2007, *aap*, 462, 93
- Yagi, M., Yoshida, M., Komiyama, Y., et al. 2010, *aj*, 140, 1814
- Yoon, H., Chung, A., Smith, R., & Jaffé, Y. L. 2017, *apj*, 838, 81
- Zana, T., Dotti, M., Capelo, P. R., et al. 2018, *mnras*, 473, 2608
- Zwicky, F. 1956, *Ergebnisse der exakten Naturwissenschaften*, 29, 344
- Zwicky, F. *Handb. Phys.* 53, 373