



VICERRECTORÍA DE INVESTIGACIÓN Y POSTGRADO
DIRECCIÓN DE POSTGRADOS Y POSTÚTULOS

FACULTAD DE CIENCIAS
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMÍA

**CINEMÁTICA DEL GAS IONIZADO Y VIENTOS ESTELARES EN ANÁLOGOS
LOCALES DE GALAXIAS LYMAN-BREAK**

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

AUTOR: Ana Patricia León Contreras

LA SERENA, CHILE, Julio 2023

CONSTANCIA

Don

HACE CONSTAR:

Que el trabajo correspondiente a la presente Tesis de Magíster, titulada “Cinemática del gas ionizado y vientos estelares en análogos locales de galaxias Lyman-break.”, ha sido realizada por Doña Ana Patricia León Contreras, bajo mi dirección.

Para que conste y en cumplimiento de las normativas vigentes de la Universidad de la Serena, Chile, firmo el presente documento en La Serena, Chile, Julio del 2023

TESIS PARA OPTAR AL GRADO DE MAGÍSTER EN ASTRONOMÍA

TÍTULO : Cinemática del gas ionizado y vientos estelares en análogos locales de galaxias Lyman-break.

PRESENTADA POR : ANA PATRICIA LEÓN CONTRERAS

DIRECTOR DE TESIS : RICARDO AMORÍN

CO-DIRECTOR DE TESIS: VITAL FERNÁNDEZ

TRIBUNAL CALIFICADOR

El tribunal de tesis, conformado por:

PRESIDENTE :

MIEMBROS DEL TRIBUNAL: *

*

*

ACUERDAN OTORGARLE LA CALIFICACIÓN DE:

t

La Serena, Chile, **Mes de 2023**

AGRADECIMIENTOS

Agradecida de mi familia, por el incansable apoyo, ánimo y por siempre alentarme a seguir mi sueño de pequeña de estudiar el Universo. A mi pareja, Gabriel por acompañarme todos estos años que llevo estudiando, desde que comencé la licenciatura, por su infinita paciencia con esta estudiante en todas sus facetas (Feliz, triste, emocionada, estresada y más). A mi gran director, Ricardo Amorín, en este camino por la inmensa paciencia al enseñar y por todo el conocimiento que compartió conmigo. A mi co-director, Vital Fernández por sus habilidades enseñadas hacia mí. Gracias al grupo estudio formado acá en la universidad: Dania Muñoz, Mario Llerena, Sebastián Suárez y Matías Rodríguez, por las ideas, consejos, y conocimiento para entender mejor los temas. No puedo dejar de agradecer a todos mis amigos de la universidad, por su apoyo incondicional, por compartir la pasión por en esta carrera, por escuchar cuando lo necesite, por darme consejos cuando se los pedí, y por todo el ánimo que me dieron para dar lo mejor de mí.

Agradezco el apoyo financiero de DIDULS/ULS mediante el proyecto PTE2153851 y el apoyo de ANID FONDECYT Regular 1202007.

Resumen

Las galaxias seleccionadas a partir de la discontinuidad de Lyman a desplazamientos al rojo $z \sim 3$, también llamadas galaxias *Lyman-break* (LB), se caracterizan por su color azul, compacidad y alto brillo en el UV. Son las galaxias con formación estelar más comunes del Universo temprano. Sin embargo, estudiar las propiedades del gas ionizado y los mecanismos físicos que favorecen la retroalimentación de la formación estelar y actividad nuclear en dichas galaxias resulta un problema observacional complejo. Galaxias locales ($z < 0.3$) seleccionadas por dichas propiedades son mucho menos comunes, pero su estudio nos permite entender en mayor detalle su naturaleza y la física asociada a la formación estelar y su retroalimentación. Esta tesis presenta un estudio de la cinemática del gas ionizado de una muestra de 14 galaxias análogas a las galaxias LB distantes, seleccionadas por su compacidad y luminosidad UV, a las que llamamos *Lyman-break analogs* (LBA, [Overzier et al. \(2008\)](#)). El análisis consistió en estudiar esta muestra de galaxias utilizando espectroscopia profunda y de alto resolución, de tipo *Long slit* con el instrumento X-Shooter, instalado en el telescopio VLT. En este trabajo, encontramos que la muestra de LBAs presenta un espectro de líneas de emisión con perfiles complejos, que no puede modelarse con una única Gaussiana. En cambio, demostramos que al menos dos Gaussianas son necesarias para describir la cinemática del gas ionizado, con al menos una componente Gaussiana estrecha y otra más ancha de menor brillo superficial. Las componentes estrechas muestran dispersión de velocidades intrínsecas $\sigma_{intr} \sim 20\text{-}70 \text{ km s}^{-1}$, dominan el flujo total de la emisión de la línea, con un valor promedio del 66 % y trazan el gas ionizado por los cúmulos estelares jóvenes. Las componentes anchas muestran dispersión de velocidades intrínsecas mayores a $\sigma_{intr} \sim 90 \text{ km s}^{-1}$ y hasta $\sigma_{intr} \sim 250 \text{ km s}^{-1}$, que

representan *outflows* que asociamos a gas que está siendo acelerado en la línea de la visual por medio de intensos vientos estelares y/o acción de supernovas. Mediante un análisis de diversos diagnósticos de cocientes de líneas, mostramos que las galaxias estudiadas están mayormente dominadas por fotoionización de estrellas masivas, aunque algunas son más consistentes con una combinación de fotoionización estelar y excitación por choques. Al analizar las componentes cinemáticas individualmente, vemos que también pueden tener mecanismos de excitación diversos, estando las componentes anchas no necesariamente dominadas por fotoionización de estrellas masivas.

A partir del análisis de la componente ancha de los perfiles de línea de emisión, determinamos las propiedades del *outflow* y los comparamos con los de las galaxias LB a $z \sim 3$ y otros análogos locales, como las galaxias Green Pea (GP). Encontramos que a medida que aumenta la compacidad de la galaxia, es decir, la densidad superficial del gas ionizado, parametrizado con la tasa de formación estelar por unidad de área ($\Sigma \text{SFR}_{\text{Total}, \text{H}\alpha}$) aumenta la velocidad del *outflow* (V_{out}) de las LBA y de las GP. Además determinamos una relación inversa entre el porcentaje de flujo (EM) de la componente ancha con la V_{out} , donde las galaxias con mayor V_{out} muestran componentes anchas menos brillantes. También calculamos la tasa de masa y el factor de carga en masa (η) del *outflow* y los comparamos con los de las galaxias LB a $z \sim 3$ y predicciones de simulaciones numéricas. Primero encontramos que η aumenta ligeramente a menor masa estelar, aunque la relación presenta mucha dispersión. Este resultado concuerda bien con las predicciones teóricas y los resultados recientes de galaxias LB a $z \sim 1-3$ y de otros análogos locales de masa estelar similar. Comprobamos que la dispersión observada tiene relación con la concentración de la formación estelar. Así, encontramos una fuerte correlación entre $\Sigma \text{SFR}_{\text{Narrow}, \text{H}\alpha}$ y η , lo que sugiere que las galaxias con brotes de formación estelar mas compactos muestran vientos mas intensos y con mayor masa. Este resultado está en buena sintonía con otros similares en las galaxias LB a $z \sim 3$ pero produce una cierta tensión con las predicciones de simulaciones hidrodinámicas recientes.

Es el primer estudio sistemático de la cinemática del gas ionizado en emisión de LBAs mediante espectroscopía óptica de alta resolución espectral. Ha servido para demostrar la

complejidad de dicha cinemática y es un primer paso para entender la estructura y estado dinámico del gas calentado por la formación estelar reciente en galaxias relativamente jóvenes y de baja masa. Además, nuestros resultados confirman que las propiedades del *outflow* imponen restricciones fuertes al tratamiento del *feedback* en modelos y simulaciones. Por último, nuestros resultados sugieren que dicha complejidad puede aumentar al incluir una dimensión espacial, por lo que nuestras conclusiones deberán reforzarse en el futuro estudiando, con la misma técnica, observaciones espacialmente resueltas obtenidas con espectrógrafos de campo integral (IFU).

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Época de la reionización	1
1.1.1. Reionización cósmica	2
1.2. Las primeras galaxias: Galaxias <i>Lyman-break</i>	4
1.3. Galaxias análogas locales	5
1.3.1. Análogas de las galaxias <i>Lyman-break</i>	6
1.4. Motivación para la tesis y objetivos de la Tesis	10
2. Muestra de galaxias y datos observacionales	14
2.1. Muestra de galaxias	14
2.1.1. Propiedades físicas de la muestra	15
2.2. Datos espectroscópicos	17
2.2.1. Espectros VLT/X-Shooter	17
2.3. Datos fotométricos	19
3. Metodología	22
3.1. Ajuste de los perfiles de las líneas de emisión	22
3.2. Librería LiMe	23
3.3. Ajustes Gaussianos	25
3.3.1. Ajustes Estándar	26
3.3.2. Ajustes sobre galaxias extendidas	28

4. Resultados	36
4.1. Cinemática de la línea de emisión	36
4.2. Extinción del polvo	47
4.3. Tasa de formación estelar y densidad superficial de formación estelar. . .	49
4.4. Interpretación componentes cinemáticas: Relación $L-\sigma$	49
4.5. Diagnósticos de líneas de emisión.	54
4.5.1. Definición de cocientes de líneas de emisión	54
4.5.2. Diagramas de diagnóstico clásicos	55
4.6. Densidad electrónica del gas ionizado	59
4.7. Resumen de las propiedades por galaxia	63
5. Discusiones	70
5.1. Propiedades del <i>outflow</i> y su efecto en el <i>feedback</i> de la formación estelar masiva y compacta	70
5.2. Comparación con las galaxias Green Pea	75
6. Conclusiones	81
A. Cinemática de gas ionizado y sus propiedades	102

Capítulo 1

Introducción

1.1. Época de la reionización

Existen diferentes modelos cosmológicos propuestos de observaciones y simulaciones. Sin embargo, actualmente el Modelo Estándar Cosmológico, *Lambda-Cold Dark Matter* (Λ CDM), es ampliamente aceptado. Este es un modelo que representa un Universo homogéneo e isotrópico a grandes escalas, está en acuerdo con el Big-Bang, las observaciones de radiación de fondo de microondas, las estructuras a gran escala observadas actualmente y la expansión del Universo. El modelo estándar nos permite describir las diferentes etapas de la historia del Universo, y detallar cómo evolucionaron todos sus componentes, desde el big-bang hasta las grandes estructuras ligadas gravitacionalmente que hoy se estudian, como galaxias, grupos y cúmulos de galaxias.

La Figura 1.1 representa una línea de tiempo del Universo. Inicialmente, el Universo primitivo contiene gas caliente completamente ionizado, provocando que los electrones pudieran recombinarse con protones para formar hidrógeno neutro. Esta fase se refleja en las observaciones de Fondo Cósmico de Microondas (CMB, [Planck Collaboration et al., 2020](#)). Posteriormente, surgió la edad oscura, donde el Universo es neutro, frío y opaco a la radiación. Durante esta época, el gas comenzó a colapsar en filamentos y se formaron las primeras galaxias. Esto dio origen a interacciones que marcaron el inicio de la reionización cósmica ([Robertson et al. 2015](#) en $15 \leq z \leq 6$). En esta época ocurre una de las mayores transformaciones del Universo donde casi todo el hidrógeno neutro se ionizó debido a la radiación emitida por las primeras fuentes astronómicas. Para lograr esto se requería una energía superior a 13.6 eV, que corresponde a fotones con una longitud de onda de 91.2 nm o menor. Con el paso del tiempo, la formación de más galaxias trajo consigo la formación de estrellas masivas en su interior, extendiendo la transformación de hidrógeno neutro a

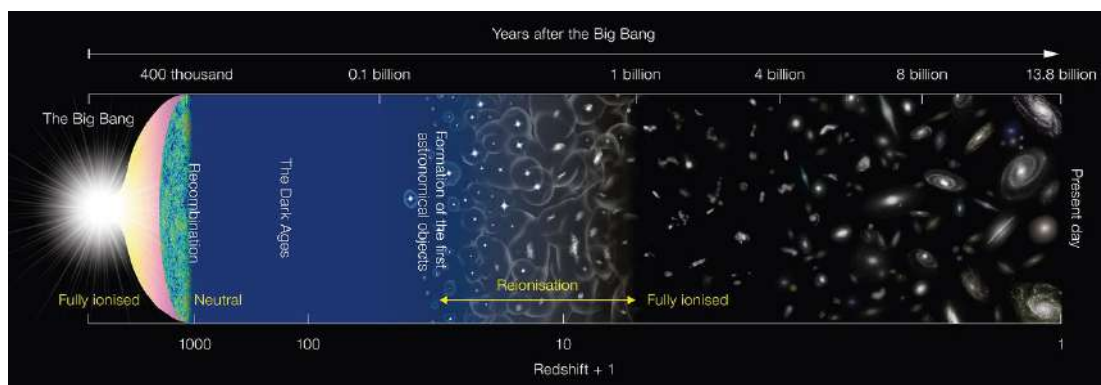


Figura 1.1: Diagrama que ejemplifica los principales hitos en la evolución del Universo. El Universo se encontraba en un estado neutro 400 mil años después del Big Bang y permaneció así hasta que la luz de la primera generación de estrellas comenzó a ionizar el hidrógeno. Después de varios cientos de millones de años, el gas en el Universo se ionizó por completo como lo conocemos actualmente. Crédito: NAOJ

hidrógeno ionizado por todo el Universo.

La retroalimentación cósmica generada por los primeros objetos astronómicos desempeñó un papel fundamental en el crecimiento y evolución de las galaxias. Entender cómo se desarrolló la reionización del Universo, es decir, qué objetos y fenómenos o procesos físicos estuvieron involucrados en esta transición, nos ayudará a comprender cómo evolucionaron las primeras galaxias. Estos tópicos son cuestiones abiertas e importantes para la astrofísica moderna, que motivan abundantes investigaciones, y también es uno de los principales objetivos de la reciente puesta en marcha de observaciones del Telescopio Espacial James Webb (JWST).

1.1.1. Reionización cósmica

La época de la reionización se estima empezó a $z > 10-15$ y actualmente existe cierto consenso en que terminó cerca de $z \sim 6$ (Robertson et al., 2015). El límite de mayor z está impuesto actualmente por el fondo cósmico de microondas (CMB) que primero midió *Wilkinson Microwave Anisotropy Probe* (WMAP) (Bennett et al., 2003) y más recientemente midió el telescopio Planck (Planck Collaboration, 2015). Asimismo, se han realizado investigaciones enfocadas en cuantificar la distribución de la luminosidad de las galaxias a lo largo del tiempo cósmico. La Función de Luminosidad (LF) proporciona una descripción de cómo la luminosidad de las galaxias se distribuye y evoluciona a través del tiempo. Existen trabajos relevantes en esta área, como en el (Bouwens et al., 2021) donde determinaron la función de luminosidad a diferentes *redshifts* utilizando datos del Telescopio Espacial Hubble (HST), y más recientemente con observaciones del JWST

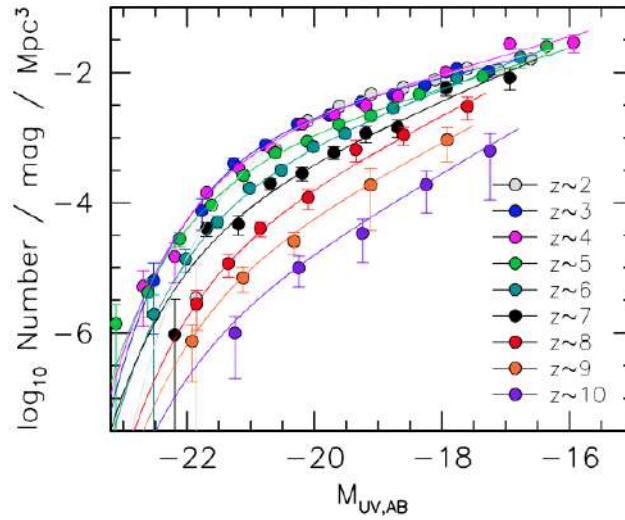


Figura 1.2: Restricciones a la LF utilizando una LF derivada del UV en reposo a $z \sim 2,3,4,5,6,7,8$ y 9 , con datos del HST. Incluye los mejores ajustes obtenidos. Figura de [Bouwens et al. \(2021\)](#)

([Bouwens et al., 2023](#)). El límite inferior de z , está impuesto igualmente con observaciones del HST por [Robertson et al. \(2015\)](#). La interrogante acerca de qué objetos regularon y dominaron esta fase del Universo aún sigue en abierta discusión. El debate se concentra principalmente en torno a dos fuentes astrofísicas que contribuyen de manera significativa a generar fotones ionizantes: Estrellas masivas pertenecientes a las primeras galaxias (p.ej. [Robertson et al., 2010, 2013](#); [Finkelstein et al., 2015](#); [Robertson et al., 2015](#); [Bouwens et al., 2015](#)) y los cuásares ([Madau and Haardt, 2015](#)) o AGNs de baja luminosidad ([Giallongo et al., 2015](#)).

La Figura 1.2 muestra la Función de Luminosidad de [Bouwens et al. \(2021\)](#), en la que el número de galaxias de una dada luminosidad UV cambia desde $z \sim 2$ hacia la época de la reionización en varios órdenes de magnitud. En particular, muestra un aumento de la pendiente a baja luminosidad (es decir, mayor número relativo de galaxias débiles a mayor *redshift*) y una disminución de la normalización (es decir, el número de galaxias muy luminosas es cada vez más bajo hacia z mayor). Este resultado demuestra que probablemente las galaxias menos luminosas (que son varios órdenes de magnitud más numerosas que las luminosas) son responsables de liderar el proceso de reionización. Sin embargo, estas galaxias no producen tantos fotones ionizantes (justamente por ser muy débiles) por lo que las galaxias brillantes, aunque menos abundantes, pudieron haber jugado un papel importante, al menos inicialmente. (p.ej. [Finkelstein et al., 2019](#); [Naidu et al., 2020](#)).

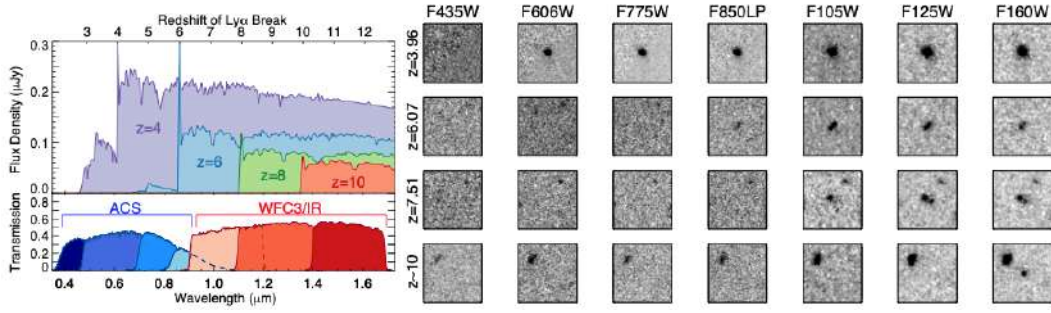


Figura 1.3: Panel Izquierdo: 4 Espectros modelos a diferentes z , comparados con los filtros ópticos (ACS) e infrarrojos cercanos (WFC3) del HST. Panel Derecho: Imágenes de $3''$ en los siete filtros mostrados en el panel derecho. Figura de [Finkelstein \(2016\)](#).

1.2. Las primeras galaxias: Galaxias *Lyman-break*

Las galaxias *Lyman-break* (LBGs) son objetos brillantes en el ultravioleta que se encuentran a alto *redshift* $z \geq 3$, catalogadas por primera vez por [Steidel et al. \(1996\)](#). Fueron seleccionadas utilizando criterios de color sensibles a la presencia de una fuerte variación del brillo del continuo cercano a la discontinuidad de Lyman ($\lambda < 1200\text{\AA}$), además de un continuo del ultravioleta lejano que, por lo demás, es muy azul. Dichas muestras fueron luego confirmadas con espectroscopía profunda en el telescopio de clase 8m W. M. Keck, mediante un conjunto de filtros de banda ancha personalizado, diseñados para alcanzar magnitudes aparentes muy débiles. La Figura 1.3 muestra la técnica utilizada para la detección de LBGs, denominada "*Drop-out*". La técnica se basó en dos suposiciones sobre los espectros de estas galaxias: un espectro aproximadamente plano en el UV lejano, donde el flujo está dominado por las estrellas masivas y un pronunciado "break" espectral en $912\text{\AA}$ (Límite de Lyman en el marco del reposo de la galaxia). A medida que aumenta z , se observa cada vez menos continuo y el break se desplaza a longitudes de onda mayores (hacia el rojo). La Figura 1.4 ilustra un espectro típico de las LBGs publicado por [Cullen et al. \(2019\)](#). Este espectro es generado a partir de un apilamiento ("stack") de espectros de una muestra de 131 galaxias observadas con espectroscopia de VANDELS ([McLure et al., 2018](#); [Pentericci et al., 2018](#); [Garilli et al., 2021](#)), un sondeo espectroscópico ultra profundo de galaxias a $z \sim 2-6$, utilizando el espectrógrafo VIMOS del Very Large Telescope (VLT) de la *European Southern Observatory* (ESO). El espectro muestra el continuo azul con prominentes líneas de absorción y emisión nebulares y estelares. Las LBGs en esos primeros estudios presentan masa estelar en el rango $10^9 - 10^{10} M_{\odot}$ y una tasa de formación estelar de $10-100 M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ ([Shapley et al., 2001](#); [Steidel et al., 1996](#); [Giavalisco,](#)

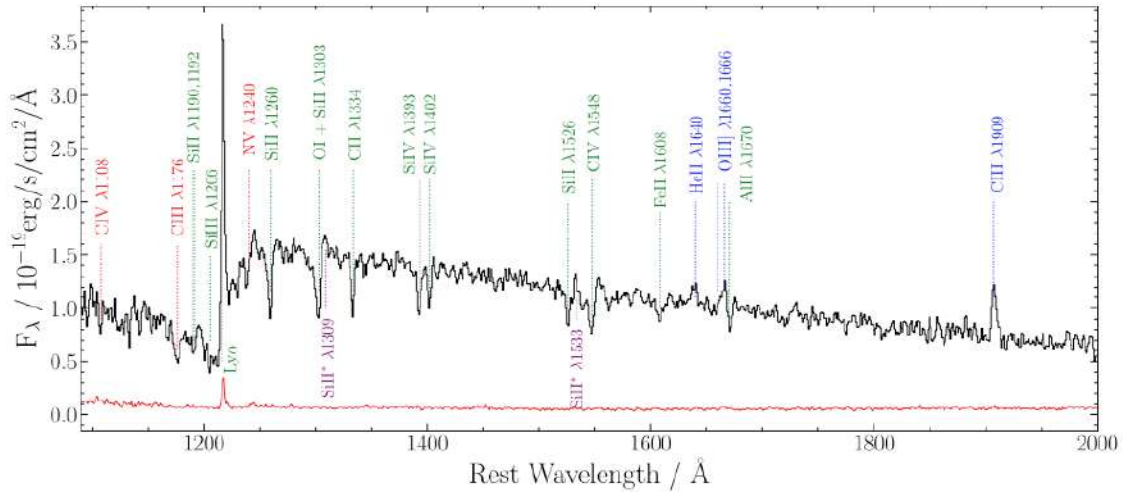


Figura 1.4: Espectro compuesto (curva negra) obtenido a partir de los espectros de las 131 galaxias de Cullen et al. (2019), con un rango de masas $8.7 < \log(M_{\star}/M_{\odot}) < 9.2$ (VANDELS-m2) junto con el espectro de error (línea roja). Las galaxias que contribuyen al *stack* abarcan todo el rango de $2.3 < z < 5.0$, con un desplazamiento al rojo medio de $z = 3.67$. Las etiquetas indican los rasgos de emisión/absorción más destacados, codificados por colores según su origen físico: absorción interestelar (verde), absorción estelar (rojo), emisión nebular/estelar (azul) y emisión de estructura fina (púrpura). Figura de Cullen et al. (2019).

2002; Verma et al., 2007; Cullen et al., 2019). Sin embargo, las LBGs a z mayor, pueden llegar a detectarse hasta masas estelares menores (Grazian et al., 2015), como han demostrado recientes observaciones espectroscópicas con el JWST (e.g. Finkelstein et al., 2022; Arrabal Haro et al., 2023).

Las LBGs, debido a su desplazamiento al rojo, son objetos muy débiles para un estudio detallado de sus propiedades cinemáticas, principalmente utilizando espectroscopía. Si bien tenemos avances tecnológicos importantes, existen pocos trabajos sobre el estudio en detalle mediante ajustes multi-componente en estas galaxias. Una alternativa es estudiar en detalle a sus galaxias análogas en el Universo local, las cuales sí podemos estudiar detalladamente con la instrumentación actual. Existen diferentes análogas locales conocidas, como lo son las galaxias Green Peas (GPs). Las contrapartes locales de las galaxias LBGs, conocidas como *Lyman Break Analogs* (LBAs), estas últimas son las galaxias en las que centraremos esta Tesis.

1.3. Galaxias análogas locales

El estudio de galaxias locales análogas a las galaxias a alto *redshift* es importante para, a través de éstas, entender la física de las galaxias más distantes. Existen diferentes tipos

de análogas, como lo son las LBAs (Heckman et al., 2005, Hoopes et al., 2007, Overzier et al., 2009), *Blue Compact Dwarf* (BCDs) (Cairós et al., 2001b,a, Gil de Paz et al., 2003, Amorín et al., 2009), GPs (Cardamone et al., 2009, Amorín et al., 2010) y Galaxias HII (Terlevich and Melnick, 1981, Terlevich et al., 2015).

1.3.1. Análogos de las galaxias *Lyman-break*

Las LBAs son galaxias locales de tipo *starburst*, con propiedades análogas a las galaxias a alto *redshift* como lo son las LBGs. Estas galaxias fueron propuestas y estudiadas por primera vez por Heckman et al. (2005) y Hoopes et al. (2007), respectivamente. Estos investigadores diseñaron un proyecto para identificar galaxias con brotes estelares de tipo locales que tienen características similares a las LBGs. Esto con el objetivo de tener una muestra de galaxias locales análogas a las galaxias a alto *redshift*, para poder estudiarlas en detalle y caracterizar con mayor precisión las propiedades estas galaxias tempranas.

Para esto realizaron una correlación entre GALEX (Galaxy Evolution Explorer) y el primer data release de SDSS (Sloan Digital Sky Survey). Se seleccionaron las galaxias con luminosidades en la región ultravioleta lejana (FUV) $\leq 2 \times 10^{10} L_{\odot}$ en GALEX, para que coincidieran con el rango de luminosidad observado en las LBGs. Además se limitó la muestra de SDSS a objetos clasificados espectroscópicamente como galaxias, excluyendo objetos tipo QSO ó galaxias seyfert tipo 1. Este *match* resultó en una muestra de 74 galaxias en el rango de $0.1 < z < 0.3$.

La Tabla 1.5 del trabajo de (Heckman et al., 2005). Muestra las principales características de la muestra LBAs, también demonimadas galaxias compactas luminosas en UV (*Compact UVLGs*), y las comparan con las LBGs. Las LBAs presentan baja masa del orden $M_{*} \sim 10^{9.5} - 10^{10.7} M_{\odot}$ (Heckman et al., 2005), con $\text{SFR}_{\text{H}\alpha,0} \sim 2 - 30.8 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ (Overzier et al., 2009).

Las LBAs han sido estudiadas por diferentes autores. Entre ellos destacan el estudio de Overzier et al. (2008), donde utiliza fotometría en el ultravioleta (UV), óptico y H α del HST para analizar ocho galaxias LBAs. Este estudio relevo una variada morfología de la muestra, desde galaxias muy compactas, a galaxias con signos de interacciones de marea o fusiones con galaxias satélites. La Figura 1.6 obtenida de Overzier et al. (2008) ilustra dicha diversidad morfológica. Esto sugiere que en muchas de ellas los brotes estelares pueden ser el resultado de una fusión o interacción.

En el estudio realizado por Heckman et al. (2015), donde utilizan líneas de absorción UV para analizar las propiedades sistemáticas de la fase ionizada caliente (*warm ionized*

TABLE 1
SUMMARY OF PROPERTIES

Parameter	Large UVLGs	Compact UVLGs	LBGs
$\log L_{\text{FUV}} (L_{\odot})$	10.3–10.5	10.35–10.65	10.3–11.3
$\log R_{50,u} (\text{kpc})$	0.9–1.3	0.0–0.7	0.0–0.5
$\log I_{\text{FUV}} (L_{\odot} \text{ kpc}^{-2})$	6.9–7.8	8.2–9.8	9–10
$\log M_{\star} (M_{\odot})$	10.5–11.3	9.5–10.7	9.5–11
$\log M_{\text{dyn}} (M_{\odot})$	10.4–11.6	10.0–10.8	10.0–10.5
$\log \mu_{\star} (M_{\odot} \text{ kpc}^{-2})$	7.9–8.7	8.0–9.1	8.5–9.0
$A_{\text{FUV}} (\text{mag})$	0.3–2.0	0.6–2.1	1–3
$\log \text{SFR} (M_{\odot} \text{ yr}^{-1})$	0.6–1.2	0.6–1.4	0.5–2.5
$\log (\text{SFR}/M_{\star}) (\text{yr}^{-1})$	–10.5 to –9.5	–9.8 to –8.6	–9 to –8
$\text{FUV} - r (\text{AB mag})$	1.8–2.9	0.6–2.1	0.2–2.2
D4000	1.2–1.7	1.0–1.3	...
$12 + \log (\text{O}/\text{H})$	8.55–8.75	8.2–8.7	7.7–8.8
$\log \sigma_{\text{gas}} (\text{km s}^{-1})$	1.7–2.1	1.8–2.2	1.7–2.1

Figura 1.5: Tabla comparativa de las principales características de las LBAs (En este caso las *Compact UVLGs*) con las LBGs ($z \sim 3$). Esta tabla proviene de [Heckman et al. \(2005\)](#)

phase) de los vientos impulsados por estallidos de formación estelar (que llamaremos de aquí en adelante *starburst*) de una muestra de 39 LBAs. Estas galaxias fueron observadas utilizando el *Cosmic Origins Spectrograph* (COS) y el *Far-ultraviolet Spectroscopic Explore* (FUSE). Dichos autores encuentran una débil correlación de la velocidad del *outflow* (V_{out}) con la masa estelar, pero encuentran una fuerte correlación con el SFR y SFR por Área lo que sugiere que las galaxias con formación estelar intensa y concentrada desarrollan outflows galácticos más intensos.

Continuando con este enfoque, [Heckman and Borthakur \(2016\)](#), expanden el análisis de líneas de absorción UV para estudiar las propiedades de los *outflows*. La muestra se amplía, incluyendo nuevas galaxias con estallidos estelares extremos y velocidades de *outflows* (definido como gas que está siendo acelerado en la línea de la visual) excepcionalmente altas. Observaron que esta muestra adicional se sitúa a lo largo de la extrapolación de las tendencias definidas por los sistemas más típicos estudiados previamente. Esto establece un amplio rango para determinar diferentes relaciones de escala, como la velocidad del *outflow* con la masa estelar de la galaxia ($M_{\star}$), la velocidad circular, la tasa de formación estelar (SFR), $\text{SFR}/M_{\star}$ y $\text{SFR}/\text{área}$. La Figura 1.7 muestra que estos resultados concuerdan con sus resultados previos. Dichos estudios concluyen que los outflows son un conjunto de nubes interestelares o circumgalácticas que son aceleradas por las fuerzas combinadas de la gravedad y el momento del *outflow* originado por el estallido de

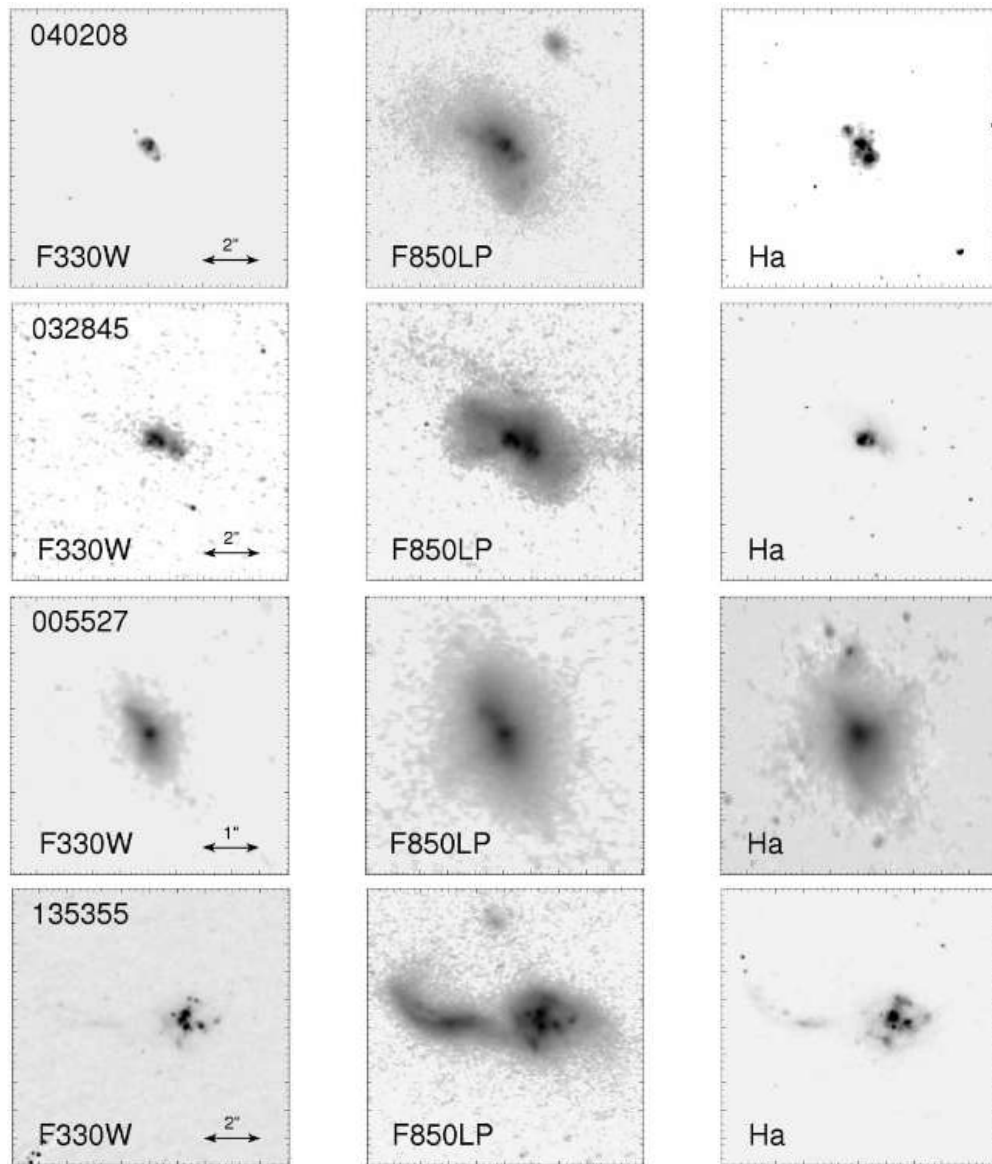


Figura 1.6: Morfología de las galaxias LBAs, observadas con el HST en el UV (izquierda), óptico (centro) y $H\alpha$ (derecha). Las imágenes las suavizaron utilizando un filtro Gaussiano de 1,5 píxeles (FWHM del inglés *The Full Width Half Maximum*) para reducir parte del ruido. Figura de [Overzier et al. \(2008\)](#).

formación estelar.

Es importante señalar que estos estudios se basan en líneas de absorción del medio interestelar ionizado o neutro en el UV, por lo que trazan gas extendido y mayormente difuso a escalas galácticas.

Por otra parte, el primer estudio cinemático de gas ionizado en LBAs fue realizado por [Gonçalves et al. \(2010\)](#). Este trabajo consistió en el análisis de 19 LBAs observadas en el

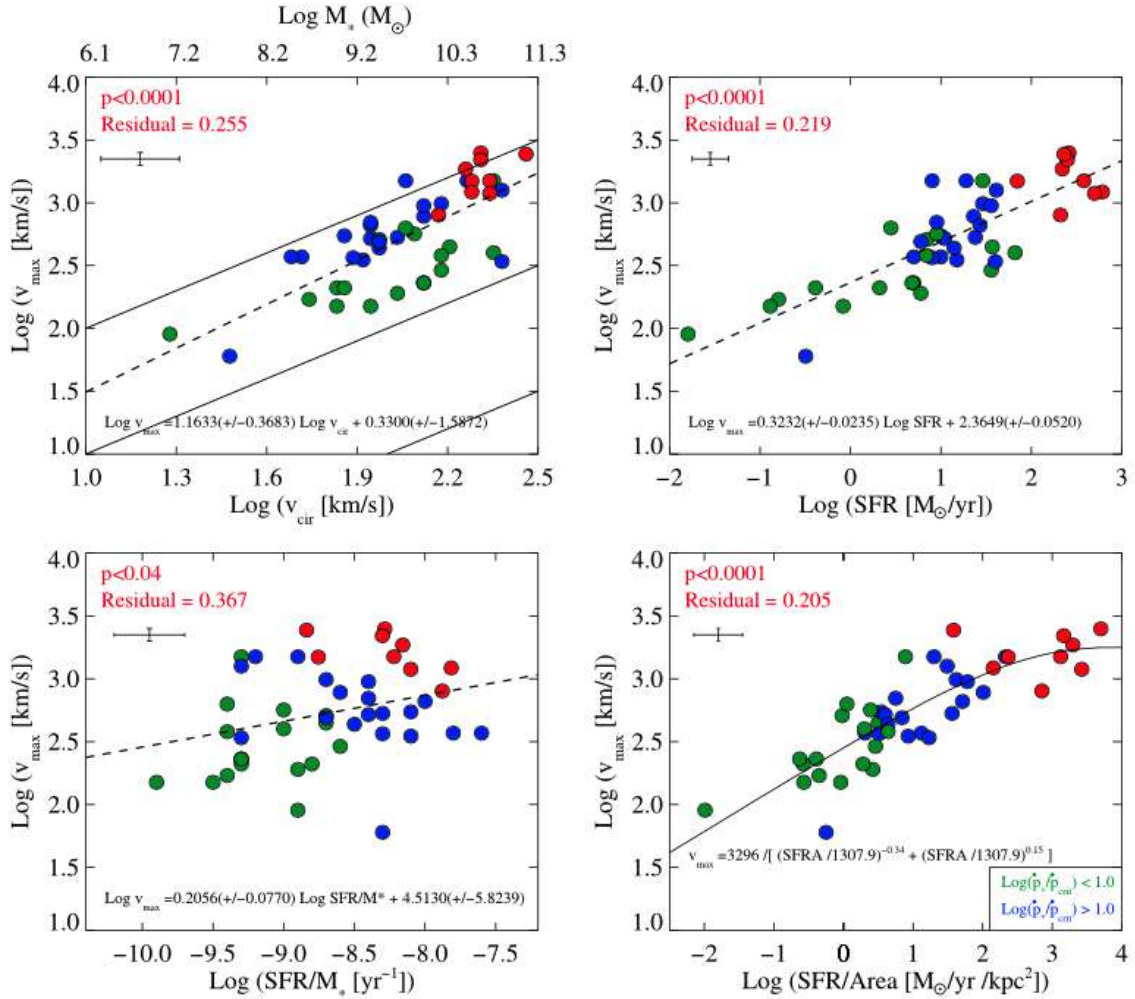


Figura 1.7: Se muestran las diferentes relaciones encontradas por Heckman and Borthakur (2016) y una función analítica del mejor ajuste para cada correlación. Figura de Heckman and Borthakur (2016)

infrarrojo cercano (NIR) con el espectrógrafo IFU OSIRIS del telescopio Keck y asistido por óptica adaptativa. En este estudio, los autores estudian la emisión de la línea Pa α resuelta espacialmente en estos objetos, encontrando que toda la muestra presenta altas dispersiones de velocidad, lo que indica una dinámica del gas que no está completamente dominado por rotación. Si son discos, no son finos y puramente rotantes como el de otras galaxias irregulares o espirales, sino que tienen desviaciones de la rotación pura. Además, esto concuerda con la imagen general de las LBAs como galaxias dinámicamente jóvenes, dominadas por episodios de starbursts, que sufren interacciones y fusiones con otras galaxias, como se observa en la Figura 1.6 donde se muestran algunas imágenes de HST.

Finalmente, Loaiza-Agudelo et al. (2020) presentó un trabajo donde estudian una muestra de 27 galaxias LBAs con espectroscopia profunda del espectrógrafo X-Shooter en

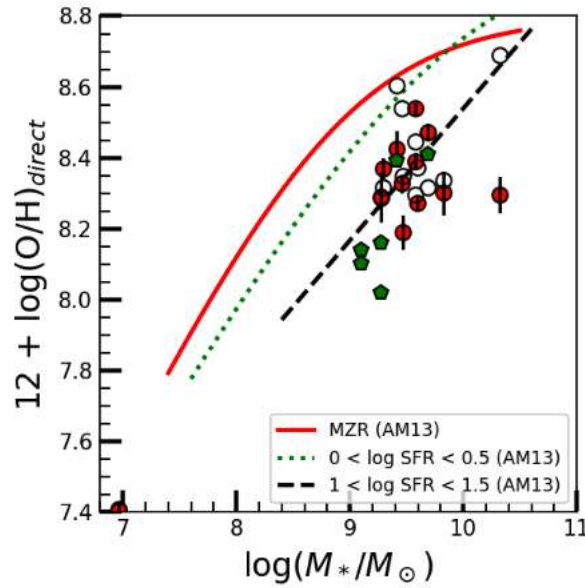


Figura 1.8: La relación MZR (*Mass- Metallicity relation*) basada en las masas estelares de SDSS y la abundancia de oxígeno por método directo. Los símbolos rojos representan la muestra estudiada. Los símbolos verdes corresponde a LBAs documentadas en la bibliografía. Se observa un desplazamiento de la abundancia de O/H, con respecto a la línea roja que muestra la MZR para SDSS, es decir, galaxias locales. Además realizan comparación con los mejores ajustes de otras sub-muestras. Las líneas verdes punteadas y negras discontinuas muestran sus MZR mejor ajustadas para sub-muestras de objetos con formación estelar que tienen $0 < \log(\text{SFR}) < 0.5$ y $1 < \log(\text{SFR}) < 1.5$, respectivamente. Figura de [Loaiza-Agudelo et al. \(2020\)](#).

el VLT. Su trabajo se focalizó en la determinación de temperatura y densidad electrónica. Además en la determinación de la abundancia de oxígeno, para esto utilizaron el método directo y de líneas fuertes. Encuentran valores consistentes entre ambos métodos dentro de ~ 0.2 dex.

También establecieron relaciones entre la metalicidad (O/H), el cociente N/O y el parámetro de ionización. Estas relaciones muestran que estas galaxias están desviadas en promedio con respecto a las galaxias locales, particularmente en la relación entre la masa estelar y la metalicidad. Estas discrepancias se asemejan más a las tendencias observadas en las galaxias a $z \sim 2$, como se ejemplifica en la Figura 1.8, y sugieren mecanismos similares de acreción de gas pobre en metales o eyección de gas enriquecido podrían explicar sus abundancias.

1.4. Motivación para la tesis y objetivos de la Tesis

El objetivo de esta tesis es entender el proceso de formación estelar masivo y su re-troalimentación, debido al impacto que estos fenómenos pueden tener en el universo tem-

prano y en la evolución de las galaxias a lo largo del tiempo. Esto lo estudiaremos por medio de pistas que nos puedan aportar la cinemática del gas ionizado de galaxias de tipo LBAs. Para ello, es necesario un estudio que caracterice dicha cinemática con ayuda de un modelado preciso de las líneas de emisión del hidrógeno y de los metales en sus diferentes estados de ionización. Para ello, seleccionamos una sub-muestra de LBAs ya estudiada en sus propiedades integradas por los estudios mencionados anteriormente (Overzier et al., 2008, 2009, Gonçalves et al., 2010, Loaiza-Agudelo et al., 2020). El objetivo principal de esta investigación es estudiar detalladamente la cinemática del gas ionizado en una sub-muestra de LBAs, mediante el modelamiento de las líneas de emisión resueltas en el espacio de velocidades con modelos Gaussianos como primera aproximación, a fin de caracterizar y cuantificar las distintas componentes cinemáticas que presente el gas nebuloso asociado a la formación estelar masiva en estas galaxias. Ese análisis nos permitirá obtener nuevas pistas sobre los mecanismos físicos asociados a la formación estelar y su retroalimentación. Además, este estudio nos permitirá realizar comparaciones entre la cinemática y otras propiedades que podemos determinar de las LBAs con las LBGs a alto *redshift*, lo que nos ayudará a entender mejor esas galaxias. Finalmente podremos establecer semejanzas y diferencias con otros análogos de galaxias a alto z , como lo son las GPs, las cuales son galaxias seleccionadas a partir de la intensidad de sus líneas de emisión ópticas y no necesariamente de sus propiedades de continuo. Es importante destacar que este estudio representa el primer análisis cinemático del gas ionizado en las LBAs en el rango óptico. Como ya mencionamos anteriormente, Gonçalves et al. (2010) realizó un estudio cinemático en LBAs, pero sólo con una línea de recombinación del Hidrógeno, Paschen- α , en el NIR. Con el rango espectral (óptico) de los datos utilizados en esta Tesis y el tamaño de nuestra muestra (ver capítulo 2) podemos estudiar en mayor detalle sus propiedades cinemáticas. Esto es en parte debido a que nuestro instrumento es de mayor cobertura y resolución espectral que el utilizado por Gonçalves et al. (2010) y además tenemos bien detectadas tanto líneas de recombinación del hidrógeno como líneas prohibidas de iones metálicos, que permiten caracterizar en mayor detalle el gas ionizado de estas galaxias.

A modo resumen de lo anterior, se plantean los siguientes objetivos generales a desarrollar durante la Tesis:

1. Investigar la cinemática del gas ionizado en galaxias análogas a las observadas a alto *redshift*. Esto se logrará mediante espectroscopia profunda y de alta resolución espectral de tipo *long slit*.
2. Estudiar la presencia de componentes cinemáticas en emisión que sugieran la pre-

sencia de gas altamente turbulento y *outflows* y relacionarlas con la formación estelar masiva, a través del estudio cuantitativo de sus propiedades, lo cual nos permitirá discutir los mecanismos de *feedback* en estas galaxias.

3. Investigar si existen diferencias o similitudes en las propiedades de la cinemática del gas ionizado, en diferentes tipo de galaxias análogas, por ejemplos las *Green Peas* y con las galaxias LB a $z \sim 1-3$.

Para abordar dichos objetivos, nos planteamos una serie de objetivos específicos a desarrollar que detallamos a continuación:

- A fin de caracterizar las componentes cinemáticas, pretendemos determinar la dispersión de la velocidad, la velocidad radial, y la medida de emisión de las componentes cinemáticas resueltas en los perfiles de líneas de emisión. Para ello, diseñaremos una metodología específica basada en la técnica de ajustes multi-componente y la implementaremos mediante un código propio de ajustes.
- Siempre que sea posible, estudiar el estado de ionización, densidad electrónica y abundancias químicas relativas (de oxígeno y nitrógeno) de las componentes cinemáticas del gas ionizado mediante diagnósticos clásicos y empíricos de líneas de emisión.
- Buscar correlaciones entre las propiedades cinemáticas, como la velocidad del *outflow* o la dispersión de velocidades del gas ionizado, con evidencias (o ausencia de) de interacción o *merging* de galaxias.
- Cuantificar las propiedades de los *outflows*, como p.ej. estimar sus velocidades de dispersión, masa de gas relativas a la tasa de formación estelar, y el factor de carga de masa, así como estudiarlos en función de otras propiedades globales, como masa estelar y concentración de la formación estelar.
- Establecer correlaciones entre parámetros cinemáticos y propiedades globales de la muestra de galaxias LBA y ponerlas en contexto de predicciones de simulaciones y de resultados sobre otras muestras de análogos locales seleccionadas por sus líneas de emisión, como las *Green Peas* (Amorín et al. (2012); Hogarth et al. (2020); Bosch et al. (2019)) y de galaxias Lyman-break a alto *redshift*.

En resumen, esta tesis tiene como objetivo principal estudiar la cinemática del gas ionizado en galaxias LBAs, explorando mecanismos de retroalimentación y comparándolas

con otras galaxias análogas. Además, representa el primer estudio cinemático en el rango óptico de las LBAs y busca proporcionar una caracterización detallada del gas ionizado en estas galaxias.

Capítulo 2

Muestra de galaxias y datos observacionales

Una vez establecidas nuestras motivaciones, en este capítulo presentaremos la muestra que hemos utilizado para desarrollar la Tesis. Detallaremos las propiedades de la misma y especificaremos los datos disponibles, tanto espectroscópicos como fotométricos.

2.1. Muestra de galaxias

Nuestra muestra inicial está constituida por 17 galaxias pertenecientes a la muestra original de 74 galaxias LBAs, seleccionadas por [Heckman et al. \(2005\)](#) y estudiadas en detalle por [Overzier et al. \(2009\)](#) y [Loaiza-Agudelo et al. \(2020\)](#).

Consideramos esta sub-muestra de 17 galaxias, debido a que es la submuestra espectroscópica más representativa en sus propiedades a la muestra original. Además cuenta con espectros de alta resolución ($R > 5000$) y alta señal-ruido, obtenido del instrumento X-Shooter ubicado en el VLT (*Very Large Telescope*). En cambio, para la muestra original de LBAs, se utilizaron espectros del SDSS-DR3 para obtener sus propiedades, que fueron derivadas por [Heckman et al. \(2005\)](#).

De las 17 galaxias, dos de ellas, SDSS001054 y SDSS005439, presentan fuertes líneas de emisión de $[\text{Mg II}]\lambda\lambda 2795.5, 2802.7\text{\AA}$ detectadas en el brazo UVB de VLT/X-Shooter y complejos perfiles de líneas de emisión detectadas con el brazo VIS. Por esta razón [Loaiza-Agudelo et al. \(2020\)](#) las clasifica como candidatas a *Active Galactic Nucleus* (AGN) tipo 1. La Figura 2.1 ilustra los perfiles de líneas de emisión en $\text{H}\alpha$ para las dos galaxias identificadas anteriormente. El criterio de selección de las LBAs (basado en la luminosidad FUV y compacidad) no permite distinguir entre galaxias con formación estelar (SFG) o AGN,

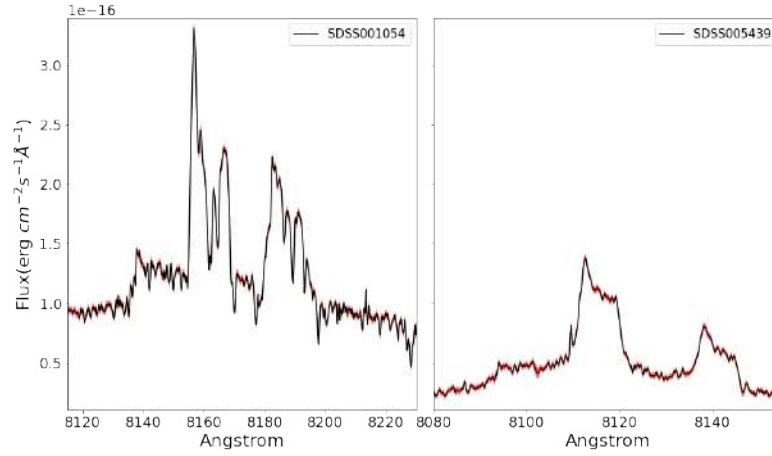


Figura 2.1: Espectro de la región de $H\alpha$ y $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6583\text{\AA}$ de las galaxias SDSS001054 (Izquierda) y SDSS005439 (Derecha), descartadas por ser candidatas a AGN

pero nuestro estudio lo focalizaremos en galaxias de tipo SFG. Por lo tanto se prefirió quitar estas dos galaxias de la muestra a analizar. Un tercer objeto de la muestra original de [Loaiza-Agudelo et al. \(2020\)](#), SDSS210358 fue descartado para nuestro estudio, ya que las posiciones de desplazamiento en la rendija fueron elegidas demasiado cerca una de otra, lo que provocó problemas en la sustracción del fondo. Este objeto, al igual que las dos galaxias antes mencionadas, fueron descartadas y no se continúan estudiando en esta tesis. En definitiva, trabajaremos con una muestra de 14 galaxias LBAs con espectros de alta resolución ópticos.

La Tabla 2.2 presenta las galaxias de la muestra final considerada para este estudio. Se incluye dos identificadores, las coordenadas y el *redshift* tabulado por primera vez por [Heckman et al. \(2005\)](#).

2.1.1. Propiedades físicas de la muestra

Nuestra muestra de galaxias ha sido caracterizada por [Overzier et al. \(2009\)](#) utilizando datos GALEX (Galaxy Evolution Explorer) y SDSS (Sloan Digital Sky Server). En esta Tesis, utilizaremos dichas propiedades físicas para explorar relaciones de escala importantes a fin de interpretar nuestro análisis espectroscópico y cinemático. A continuación, se resumen las principales propiedades utilizadas, la metodología original utilizada en cada caso, y finalmente se presentan cada uno de sus valores en la Tabla 2.1.¹

¹En este trabajo asumimos un modelo cosmológico estándar con una constante de Hubble de $H_0=70\text{kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$, una densidad de materia no-relativista de $\Omega_m = 0.3$ y el parámetro de densidad de

- **Masa estelar:** En esta tesis, hemos utilizado la masa estelar total (M_*) reportada por [Overzier et al. \(2009\)](#). Estas cantidades corresponden a la masa estelar tabulada en el catálogo SDSS/DR7. Estas masas fueron derivadas de ajustes a la fotometría de SDSS utilizando modelos contruidos de bibliotecas de síntesis estelar de [Bruzual and Charlot \(2003\)](#). En dicho catálogo, se determinaron varios valores para la masa, incluyendo un valor "óptimo" que hemos seleccionado para este trabajo. Dicho valor resulta del promedio de la masa dinámica calculada a partir de la dispersión de velocidad de la línea de emisión de $H\alpha$ y el radio efectivo y de la masa promedio resultante de la fotometría integrada de SDSS. Ambas estimaciones de masa concuerdan en ~ 0.3 dex sin diferencias sistemáticas. El rango de masa estelar de la nuestra muestra es $M_* \sim 10^{9.27} - 10^{10.7} M_\odot$, con un valor medio de $\sim 10^{9.9} M_\odot$.
- **Radio Efectivo:** En esta tesis, hemos utilizado el radio efectivo reportado por [Overzier et al. \(2009\)](#) y [Gonçalves et al. \(2010\)](#). Esta cantidad está definida como el radio que contiene el 50 % de la luz capturada de una fuente. Para esta muestra los autores utilizaron fotometría del HST/ACS tanto en el rango óptico para obtener valores de la muestra completa, como en el rango UV para obtener valores de 9 de las 14 galaxias. Los valores en el rango de óptico varían entre 0.77 y 4.60 kpc, con un valor mediano de 1.75 kpc determinados por [Overzier et al. \(2009\)](#). En el rango UV, los valores están entre 0.36 y 2.77 kpc, con un valor mediano de 1.06 kpc, según lo determinado por [Gonçalves et al. \(2010\)](#). Los valores indican una muestra dominada por objetos compactos, donde domina la emisión de la formación estelar reciente.
- **Tasa de formación estelar ($H\alpha$):** En esta tesis, hemos utilizado la tasa de formación estelar (SFR) reportada por [Overzier et al. \(2009\)](#), considerando y siguiendo la siguiente descripción. Utilizaron las calibraciones de [Calzetti et al. \(2009\)](#), válidas para una función de masa inicial (IMF) de [Kroupa \(2008\)](#). Las SFR resultantes son un factor ~ 1.5 menores en comparación con una IMF de [Salpeter \(1955\)](#). La $SFR_{H\alpha,0}$, se calculó a partir de la luminosidad de la línea de $H\alpha$ utilizando espectros de SDSS/DR7 y aplicando una corrección por el polvo basada en el decremento de Balmer siguiendo [Calzetti \(2001\)](#).

$$SFR_{H\alpha,0}[M_\odot yr^{-1}] = 5.3 \times 10^{-42} L_{H\alpha,0}[ergs^{-1}] \quad (2.1)$$

Donde $L_{H\alpha,0} = L_{H\alpha,obs} 10^{0.4A_{H\alpha}}$, y

$$\begin{aligned} A_{H\alpha} &= k(H\alpha)E(B - V)_{gas}, \\ E(B - V)_{gas} &= \frac{\log_{10}[(f_{H\alpha}/f_{H\beta})/2.87]}{0.4[k(H\alpha) - k(H\beta)]}, \end{aligned} \quad (2.2)$$

Donde $k(H\alpha)$ y $k(H\beta)$ son las curvas de enrojecimiento evaluadas en las longitudes de onda $H\alpha$ y $H\beta$, respectivamente. Y Finalmente $E(B - V)_{gas}$ es el exceso de color. Donde el valor de $k(H\alpha) = 2.468$ y $k(H\alpha) - k(H\beta) = 1.17$ Finalmente aplican una corrección de un factor de ~ 1.7 debido al flujo esperado fuera de la fibra de SDSS.

Los valores de $SFR_{H\alpha,0}$ obtenidos por [Overzier et al. \(2009\)](#) están entre 2.0 y 30.8 $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, con un valor mediado de 12.6 $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

- **Densidad superficial de formación estelar:** Derivamos la densidad superficial de formación estelar, $\Sigma_{SFR} = SFR/A_{50}$, obtenida con el $SFR_{H\alpha,0}$ y el área efectiva de una geometría circular, definida como $2\pi R_{50}^2$, donde se asume el radio efectivo óptico $R_{50,opt}$ determinado por [Overzier et al. \(2009\)](#). Los valores de Σ_{SFR} están en el rango de 0.08 y 6.09 $M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$.

En la Tabla 2.1 listamos todas las propiedades anteriormente mencionadas.

2.2. Datos espectroscópicos

Para el estudio cinemático del gas ionizado, se utilizaron datos espectroscópicos de alta dispersión del instrumento X-Shooter, ubicado en el telescopio Very Large Telescope (VLT). A continuación, se detallan las observaciones y finalmente se presentan propiedades generales de las observaciones, en la Tabla 2.2.

2.2.1. Espectros VLT/X-Shooter

Los espectros de la muestra, fueron presentados por [Loaiza-Agudelo et al. \(2020\)](#), los detalles de este trabajo se presentan en 1.3.1. Estos datos se tomaron con el instrumento X-Shooter, instalado en el telescopio VLT (Paranal, Chile). Los datos pertenecen al programa ID 085.B-0784(A (PI: T.Heckman). Las observaciones se realizaron en modo rendija (slit 11" de largo) y se obtuvieron espectros simultáneos desde la banda U a K, usando tres órdenes, una para el rango (brazo) UVB (1.0" de ancho, con una resolución de $R \approx 5100$),

Tabla 2.1: Propiedades físicas relevantes sobre nuestra muestra de 14 galaxias LBAs, incluye el ID de la galaxia, la masa estelar ($\log M_*$), el radio efectivo (R_{50}) en el rango óptico y UV, la tasa de formación estelar ($SFR_{H\alpha}$) y la densidad superficial de formación estelar ($\Sigma_{SFR,H\alpha}$).

SDSS ID	ID	$\log_{M_*}^a$	$R_{50,Opt}^b$	$R_{50,UV}^c$	$SFR_{H\alpha}^d$	$\Sigma_{SFR,H\alpha}^e$
J001009.97-004603.6	001009	10.5	3.06	-	4.6	0.078
J004054.32+153409.6	004054	9.2	0.95	-	7.4	1.305
J005527.45-002148.7	005527	9.7	0.77	0.36	22.7	6.093
J015028.39+130858.4	015028	10.3	1.83	1.34	19.4	0.922
J020356.91-080758.5	020356	9.4	1.61	-	11.1	0.682
J021348.53+125951.4	021348	10.5	1.53	0.38	6.7	0.456
J032845.99+011150.8	032845	9.8	1.82	0.86	6.7	0.322
J035733.99-053719.6	035733	10.0	1.09	1.0	9.6	1.286
J040208.86-050642.0	040208	9.5	1.42	0.8	2.0	0.158
J143417.15+020742.5	143417	10.7	4.60	0.9	25.4	0.191
J214500.25+011157.5	214500	9.9	1.16	1.13	13.6	1.609
J231812.99-004126.1	231812	10.0	2.54	2.77	30.8	0.760
J232539.22+004507.2	232539	9.2	0.81	-	9.9	2.402
J235347.69+005402.0	235347	9.5	1.31	-	6.9	0.640

a. Logaritmo de la masa estelar de la galaxia en unidades de $M_\odot$.

b. Radio efectivo óptico en unidades de kpc.

c. Radio efectivo UV en unidades de kpc.

d. Tasa de formación estelar obtenido de $H\alpha$ en unidades de $M_\odot \text{ yr}^{-1}$.

e. Densidad superficial de la tasa de formación estelar en unidades de $M_\odot \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$, utilizando el R_{50} del rango óptico.

uno para el rango visual, VIS (0.9" de ancho, con una resolución de $R \approx 8$

Tabla 2.2: Detalles sobre la muestra seleccionada para las observaciones del VLT/X-Shooter, proveniente de [Loaiza-Agudelo et al. \(2020\)](#).

SDSS ID	ID^a	R.A. (J2000)	Dec (J2000)	z^b	Date	$Seeing^c$	Mode
J001009.97-004603.6	001009	00:10:09.97	-00:46:03.66	0.243094	2010-11-7	1.7	N
J004054.32+153409.6	004054	00:40:54.33	15:34:09.66	0.283241	2010-11-8	1.4	N
J005527.45-002148.7	005527	00:55:27.46	-00:21:48.71	0.167449	2010-11-7	1.1	N
J015028.39+130858.4	015028	01:50:28.41	13:08:58.40	0.146712	2010-11-6	1.3	N
J020356.91-080758.5	020356	02:03:56.91	-08:07:58.51	0.188335	2010-11-7	1.1	N
J021348.53+125951.4	021348	02:13:48.54	12:59:51.46	0.218962	2010-11-7	1.7	N
J032845.99+011150.8	032845	03:28:45.99	01:11:50.85	0.142181	2010-10-5	1.8	N
J035733.99-053719.6	035733	03:57:34.00	-05:37:19.70	0.203746	2010-10-5	1.8	N
J040208.86-050642.0	040208	04:02:08.87	-05:06:42.06	0.139291	2010-10-5	1.9	N
J143417.15+020742.5	143417	14:34:17.16	02:07:42.58	0.180325	2010-04-27	1.1	O
J214500.25+011157.5	214500	21:45:00.26	01:11:57.58	0.204321	2010-11-7	1.4	N
J231812.99-004126.1	231812	23:18:13.00	-00:41:26.10	0.251682	2010-11-6	1.7	N
J232539.22+004507.2	232539	23:25:39.23	00:45:07.25	0.277000	2010-11-6	2.4	N
J235347.69+005402.0	235347	23:53:47.69	00:54:02.08	0.22			

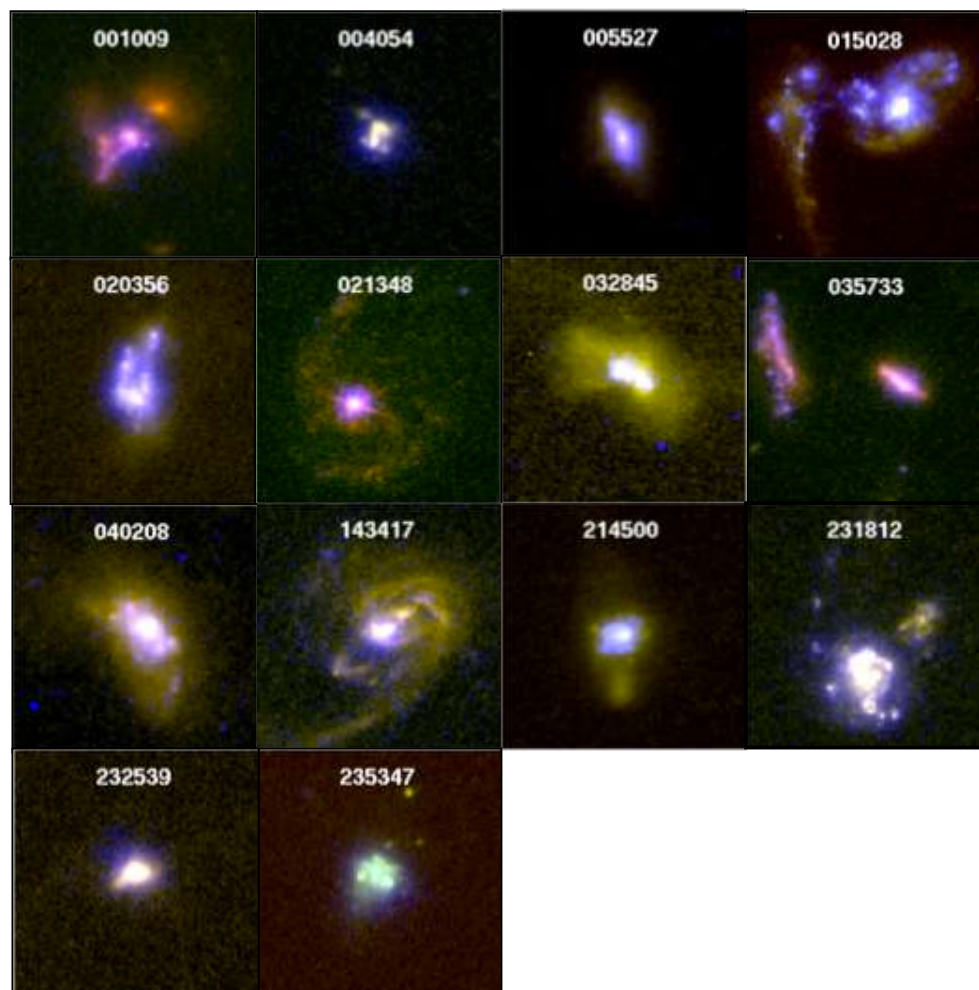


Figura 2.2: Imágenes falso-color del HST, procesadas por [Overzier et al. \(2009\)](#). Las imágenes miden $6'' \times 6''$. El color azul/morado corresponde al UV y el amarillo/rojo corresponde al óptico. Se observa una muestra con una amplia gama de morfologías complejas que van desde galaxias compactas a interacciones o fusiones en algunos casos.

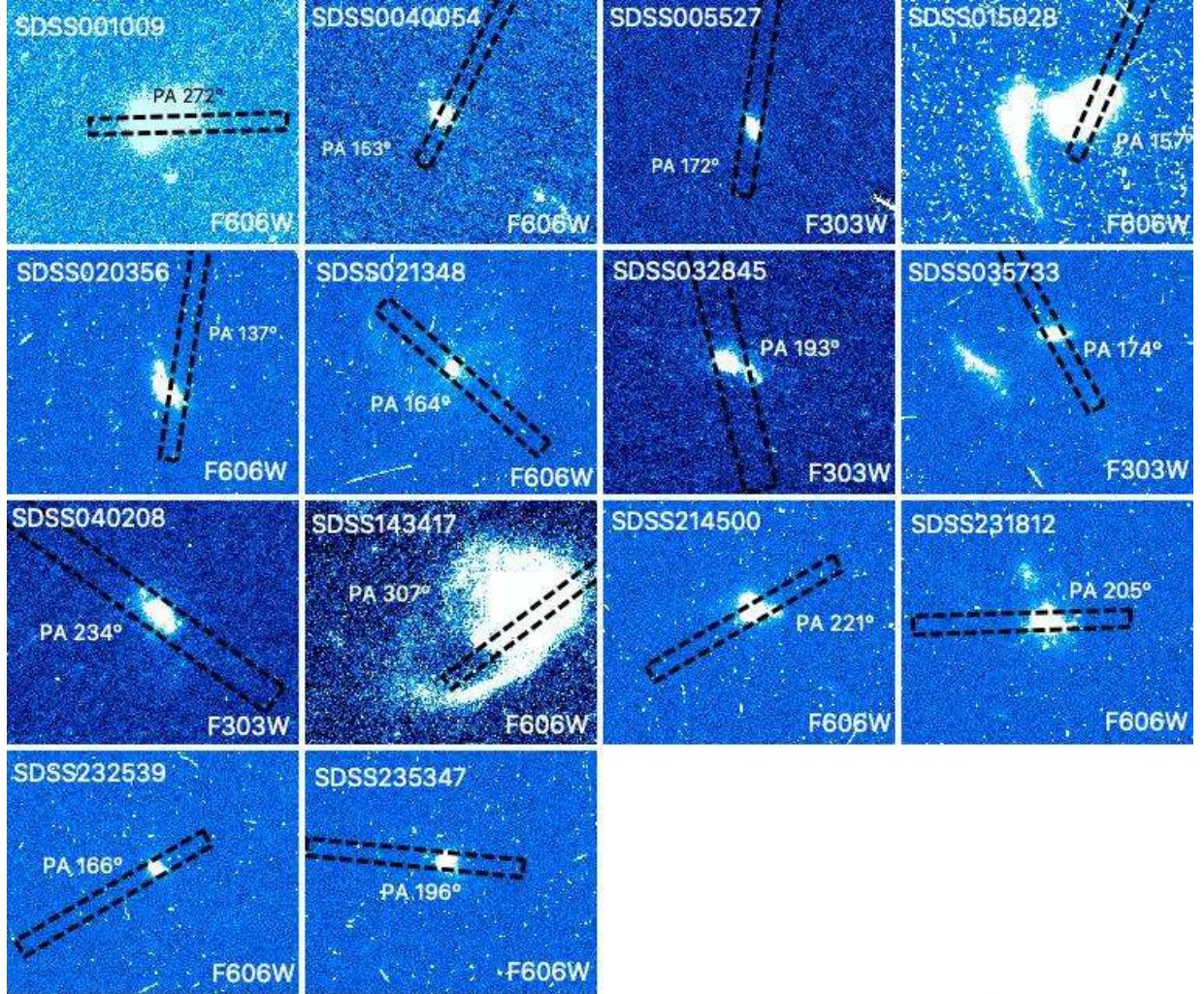


Figura 2.3: Imágenes del WFPC2/HST para las 14 galaxias de la muestra. Las imágenes fueron obtenidas en los filtros F606W y F303W, como se indica en ellas. Cada galaxia se identifica mediante su ID correspondiente, mientras que el rectángulo negro superpuesto indica las dimensiones y la orientación de la rendija utilizada durante la observación. La determinación de la orientación se basa en el Ángulo Paraláctico (PA), se incluye el ángulo de cada observación.

Capítulo 3

Metodología

Una vez presentada la muestra de estudio, a continuación describimos la metodología utilizada para el análisis cinemático de las galaxias basado en la espectroscopia X-Shooter. Además, detallaremos nuestra librería de ajustes y los pasos a seguir para realizar los ajustes Gaussianos multi-componente a los perfiles de las líneas de emisión brillantes de las galaxias.

3.1. Ajuste de los perfiles de las líneas de emisión

Las galaxias con altas tasas de formación estelar, presentan en sus espectros ópticos perfiles de fuertes líneas de emisión. Algunas de estas líneas de emisión observadas en este tipo de galaxias corresponden a líneas permitidas, las cuales se generan tras la recombinación o desexcitación altamente probable de electrones en núcleos atómicos. También se observan líneas prohibidas, producidas por la desexcitación poco probable de electrones en especies que fueron excitadas por colisiones dentro de un medio de baja densidad.

Las galaxias LBAs, presentan complejos perfiles en sus líneas de emisión, esto debido a la compleja cinemática del gas ionizado presente en ellas. Con el objetivo de intentar describir esta cinemática, se utiliza el método de ajuste de múltiples componentes Gaussianas para reproducir las diferentes líneas de emisión observadas, esta metodología ha sido aplicada en varios trabajos anteriores para caracterizar galaxias HII ([Chávez et al., 2014](#); [Melnick et al., 1999](#)), GP ([Amorín et al., 2012](#); [Hogarth et al., 2020](#)), y BCD ([Firpo et al., 2011](#)), entre otros.

Las componentes Gaussianas se describen mediante la función,

$$f(x; A, \mu, \sigma) = \frac{A}{\sigma \sqrt{2\pi}} e^{-\frac{(x-\mu)^2}{2\sigma^2}} \quad (3.1)$$

donde A corresponde a la amplitud de la componente, μ corresponde al centro y σ corresponde a la anchura de la Gaussiana que se corresponde con la dispersión de velocidades que describe la Gaussiana. Al relacionarlo a cantidades físicas, A representa el flujo en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$, μ la velocidad central en unidades de km s^{-1} y σ es la dispersión de velocidades en unidades km s^{-1} .

Para llevar a cabo esta metodología, utilizamos la herramienta de Python **LiMe** (Fernández et al., 2023) para realizar los ajustes de los perfiles de las líneas de emisión con múltiples componentes Gaussianas. LiMe utiliza la biblioteca **LMFIT** (Newville et al., 2014), para realizar los ajustes. LMFIT permite realizar un ajuste bayesiano o de mínimos cuadrados. LiMe utiliza el ajuste no lineal por mínimos cuadrados basados en LMFIT. Una vez realizado el ajuste, se entregan parámetros estadísticos sobre los modelos ajustados, con el objetivo de evaluar la calidad de un ajuste. Los parámetros estadísticos entregados son: Chi-cuadrado (χ^2), el chi-cuadrado reducido (χ_v^2), Criterio de Información de Akaike (AIC), y Criterio de Información Bayesiano (BIC) definidos como,

$$\chi^2 = \sum_i^N \frac{[y_i^{\text{meas}} - y_i^{\text{model}}(v)]^2}{\epsilon_i^2} \quad (3.2)$$

$$\chi_v^2 = \frac{\chi^2}{(N - N_{\text{vars}})} \quad (3.3)$$

$$AIC = N \ln \left(\frac{\chi^2}{N} \right) + 2N_{\text{vars}} \quad (3.4)$$

$$BIC = N \ln \left(\frac{\chi^2}{N} \right) + \ln(N) N_{\text{vars}} \quad (3.5)$$

donde y_i^{meas} es el conjunto de datos medidos, y_i^{model} es el cálculo del modelo que depende de las variables v , ϵ_i^2 , donde ϵ_i^2 , es la incerteza de los datos. N es el número de puntos de datos y N_{vars} es el número de parámetros de las variables.

3.2. Librería LiMe

A *Line Measurement Library* (LiMe, p.ej. Fernández et al., 2023) es una librería de medición de líneas espectrales que entrega un conjunto de herramientas para el ajuste de líneas en espectros astronómicos. Su objetivo es ser una herramienta con un flujo de

trabajo fácil de usar, aplicable tanto a espectros unidimensionales de tipo *long slit* como espectros espacialmente resueltos de tipo IFU (Unidad de Campo Integral). LiMe permite enmascarar, detectar, ajustar perfiles y tabular los resultados para su posterior análisis cinemático, así como también de la composición química del objeto en estudio.

LiMe proporciona diferentes funciones, como por ejemplo:

- Mediciones de líneas de emisión y absorción, mediante modelos paramétricos (por ej. Gaussianos) y no-paramétricos (por integración directa).
- El usuario puede incluir el espectro de error en el cálculo para pesar el ajuste y derivar errores más fiables.
- Los parámetros del perfil de la línea a ajustar, son los siguientes: Centro, la amplitud y el sigma de la línea. Cada uno de estos parámetros se necesitan para ajustar una Gaussiana. Si el usuario necesita ajustar múltiples componentes Gaussianas, cada una de ellas necesitarán los 3 parámetros antes mencionados. Dichos parámetros iniciales pueden dejarse libres de variar o restringirse a un valor específico o a un rango de valores dado.
- El usuario puede enmascarar de manera puntual un rango de píxeles espectrales, de regiones espectrales que presenten artefactos, o que no son considerados en el ajuste Gaussiano por alguna razón.
- Gráficos estáticos e interactivos para la evaluación visual de las entradas y salidas del ajuste.
- Las mediciones pueden guardarse en varios tipos de extensiones, incluyendo archivos multi-página .fits, .asdf y .xlsx.

Todas las anteriores funciones hacen a LiMe una excelente herramienta para realizar los ajustes Gaussianos en nuestra muestra y otras donde los perfiles son complejos. Con el fin de alcanzar los objetivos de esta tesis, las funcionalidades descritas arriba se han mejorado a través de la experiencia con nuestro conjunto de datos. El código libre de LiMe se encuentra disponible online para el público (<https://lime-stable.readthedocs.io/en/latest/>) y es presentado en Fernández et al. (2023)

3.3. Ajustes Gaussianos

Para realizar los ajustes, hemos utilizado una metodología similar a la que siguen trabajos de referencia anteriores (p.ej. [Firpo et al., 2010](#); [Hägele et al., 2012](#); [Amorín et al., 2012](#); [Bosch et al., 2019](#); [Hogarth et al., 2020](#); [Llerena et al., 2023](#); [Rodríguez, 2022](#)). El modelado de los perfiles de líneas de emisión asume que todo el gas se mueve de forma similar dentro de la galaxia, pero existen diferentes regiones delimitadas por el potencial de excitación. Si bien se presentan complejas estructuras para cada galaxia, las estudiamos considerando el escenario más simple.

Los parámetros utilizados para describir la cinemática del gas ionizado, son el centro de cada Gaussiana que se midió en Ångströms (Å) y se transformó a velocidad (en $km\ s^{-1}$) utilizando el efecto Doppler no relativista entre el centro de la línea de emisión (λ_0), el centro de la componente Gaussiana (λ), y siendo c la velocidad de la luz,

$$\Delta v = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \cdot c \quad (3.6)$$

Por otro lado, la dispersión de velocidades medida debe corregirse en cuadratura mediante la siguiente ecuación,

$$\sigma = \sqrt{\sigma_{obs}^2 - \sigma_{ins}^2 - \sigma_{ther}^2} \quad (3.7)$$

donde σ_{obs} corresponde a la dispersión de velocidad medida, σ_{ins} corresponde a la dispersión de velocidades o ancho instrumental y σ_{ther} debido al ensanchamiento térmico. Entonces tenemos que σ_{ins} es una contribución de dispersión de velocidad provocada por el instrumento, que corresponde a un valor nominal de $\sigma_{ins} \sim 14.3\ km\ s^{-1}$ para el espectrógrafo de X-Shooter en el brazo visual. También debemos restar el ensanchamiento térmico causado por movimientos térmicos aleatorios del gas, descrito por,

$$\sigma_{ther} = \frac{c \cdot \lambda_0}{\lambda} \cdot \sqrt{\frac{k_B \cdot T_e}{m_{ion} \cdot c^2}} \quad (3.8)$$

donde k_B es la constante de Boltzmann, m_{ion} es la masa del ion, y T_e es la temperatura electrónica de la galaxia. En nuestro caso utilizamos la temperatura electrónica calculada por [Loaiza-Agudelo et al. \(2020\)](#) usando la débil línea de emisión [OIII] $\lambda 4364\ \text{\AA}$ y en los casos de las galaxias que no calcularon la temperatura electrónica, asumimos una temperatura de 10.000 K.

3.3.1. Ajustes Estándar

El esquema para realizar los ajustes Gaussianos de manera estándar y siguiendo lo descrito por los autores mencionados en 3.3, se estructura de la siguiente manera: Comenzamos ajustando una de las líneas más brillante presente en este tipo de galaxia, como lo es la línea prohibida de $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$. Es muy conveniente iniciar ajustando esta línea, debido a la alta SNR que presenta. Además, presenta la ausencia de líneas cercanas que podrían contaminar o complejizar inicialmente el ajuste. El procedimiento sigue los siguientes pasos,

1. El primer paso consta de establecer una máscara para definir el continuo adyacente a ambos lados de la línea a ajustar y definir la región que se ajustará
2. Seguidamente, ajustamos un modelo de una única componente Gaussiana, con sus 3 parámetros iniciales libres. Luego evaluamos la calidad del ajuste, analizando el modelo ajustado (inspección visual), los residuos del ajuste y sus estadísticos χ^2 , χ^2_ν , AIC, y BIC.
3. Posteriormente, si el ajuste con una componente Gaussiana no modela correctamente el perfil de la línea, se decide agregar otra componente al modelo y volviendo al paso 2. La adición de componentes se realiza las veces necesarias hasta encontrar el modelo que mejor se ajusta al perfil. Para ello, y con el fin de determinar el número final de componentes que eviten un sobreajuste, vamos evaluando la calidad de los ajustes en cada paso, basándonos en los parámetros estadísticos antes mencionados. Principalmente el criterio se basa en la inspección visual y en el valor de χ^2_ν . Este estadístico relaciona los datos observacionales con el ajuste obtenido, llegando idealmente a $\chi^2_\nu = 1$ cuando los datos y el ajuste están en total acuerdo. Comparamos estos parámetros con una y dos componentes y si el cambio de χ^2_ν de un ajuste al otro se acerca significativamente a la unidad, nos ayuda a decidir de manera cuantitativa entre los ajustes. Otro indicador complementario es el cambio en los parámetros BIC o AIC, donde establecemos que un $\Delta AIC > 10$ ($\Delta BIC > 10$) típicamente justifica añadir una componente adicional al ajuste (Bosch et al., 2019; Matthee et al., 2021; Llerena et al., 2023, ver también Rodríguez 2022). Los parámetros iniciales de cada componente son variables libres (es decir, flujo, velocidad central y dispersión de velocidad). En el caso en que utilizando los parámetros libres de las Gaussianas no conduzcan a un correcto modelado (para esto otra vez hacemos inspección visual,

observar los residuos y los estadísticos), aplicamos restricciones a los parámetros libres hasta que finalmente se obtiene el mejor ajuste posible.

4. Finalmente utilizamos la solución cinemática de cada componente ajustada en las líneas de $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$ y $\text{H}\alpha$ para establecer parámetros de entrada a los ajustes de otras líneas más débiles de alta y baja ionización, respectivamente. Para ello, lo que hacemos es copiar la velocidad central y dispersión de velocidades de las líneas brillantes en las más débiles. Para especies de alta ionización, como es el caso de $[\text{OIII}]\lambda 4959\text{\AA}$, donde además examinamos la relación de amplitudes del doblete, la cual debe ser aproximadamente $[\text{OIII}]\lambda 4959\text{\AA} = 0.3 \times [\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$ según el valor teórico.

Para especies de baja ionización, seguimos la cinemática de la línea de recombinación de hidrógeno $\text{H}\alpha$. En general, es necesario ajustar esta línea junto con el doblete de $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548/6484\text{\AA}$, ya que la presencia de componentes anchas en los perfiles genera habitualmente que se mezclen las alas de los tres perfiles, especialmente $\text{H}\alpha$ y $[\text{NII}]\lambda 6548$. Comenzamos ajustando $\text{H}\alpha$ con una única componente y todos sus parámetros libres y sin establecer restricciones a los parámetros iniciales, con el objetivo de no sesgar arbitrariamente el ajuste. Si el modelo es insatisfactorio, se agrega otra componente y se ajustan nuevamente, esta vez con 6 parámetros libres, aunque con la posibilidad de considerar una restricción en el rango de variación a los centros y anchuras. Con el ajuste de $\text{H}\alpha$ definido, se continúa con la línea de nitrógeno más intenso $[\text{NII}]\lambda 6584\text{\AA}$, adoptando la misma estrategia. En caso que la línea no tenga la suficiente SNR, se copia la cinemática de $\text{H}\alpha$ (centro y anchura) y se deja variar únicamente la amplitud de las componentes. Posteriormente, se ajusta $[\text{NII}]\lambda 6548\text{\AA}$, aplicando la relación teórica de la amplitud del doblete, esta definida como $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548/6484\text{\AA} = 1/2.96$, fijando la amplitud con esta relación y copiando la cinemática del $[\text{NII}]\lambda 6584\text{\AA}$. Tanto centros como anchuras en este caso pueden restringirse o dejarse fijos. Finalmente, se consideran los valores estadísticos para los modelos ajustados de las tres líneas en simultaneo y se evalúa la calidad del ajuste. Otras líneas de baja ionización, como el doblete de $[\text{SII}]\lambda 6716, 6731\text{\AA}$ se ajusta de forma similar, siempre siguiendo la cinemática de $\text{H}\alpha$ pero dejando libres las amplitudes ya que este doblete de $[\text{SII}]\lambda 6716, 6731\text{\AA}$ se puede utilizar para determinar densidad electrónica, como se explica en la sección 4.6.

La Figura 3.1, es un diagrama de flujo, que representa esquemáticamente los pasos que sigue la metodología antes mencionada. Se muestra de manera simplificada los pasos

a seguir para realizar un ajuste Gaussiano estándar.

3.3.2. Ajustes sobre galaxias extendidas

A continuación, describimos en detalle la metodología utilizada en dos galaxias muy extendidas o con signos de interacción. Se desarrolló una metodología complementaria a la de los ajustes estándar debido a que estas galaxias presentan los perfiles más complejos y espacialmente resueltos. Esto es debido a que al ser galaxias extendidas o en interacción, pueden presentar más de una región o gas mezclado que estamos observando con la rendija. Esto dificulta el establecimiento de los centros y cantidad de componentes necesarias para ajustar correctamente el perfil de línea de emisión. Finalmente establecer la cantidad de componentes manteniendo un sentido físico a las componentes cinemáticas a ajustar fue todo un desafío.

Galaxia SDSS001009

SDSS001009 es una de las galaxias que presenta una emisión extendida y uno de los perfiles más complejos de la muestra, donde la problemática radica en la identificación de los centros y la cantidad de Gaussianas a ajustar para modelar de la mejor manera estos perfiles. La Figura 3.2 muestra estos complejos perfiles en las líneas con mayor SNR como lo son $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$ y $\text{H}\alpha$. Se muestra una sombra azul clara que representa el espectro de varianza. En ambas líneas de emisión, se ilustra la complejidad de los perfiles cinemáticos y se observan asimetrías en los perfiles globales.

Para esta problemática, implementamos un método similar al de las galaxias más compactas descrito anteriormente, pero teniendo en cuenta las siguientes consideraciones.

- Utilizar los espectros unidimensionales y bidimensionales disponibles.
- Realizar mapas de contornos aplicados a los espectros bidimensionales.
- Establecer los centros de las Gaussianas basándose en los mapas contornos. Examinamos en detalle áreas donde hay máximos y asimetrías que podemos asociar a componentes. Este análisis nos proporciona indicios de la presencia de regiones con comportamientos distintos del gas. Esto lo trazamos con distintas componentes Gaussianas.
- Finalmente traspasar la solución obtenida para los centros desde los espectros bidimensionales a los unidimensionales. Esto con el objetivo de verificar una consistencia entre sí.

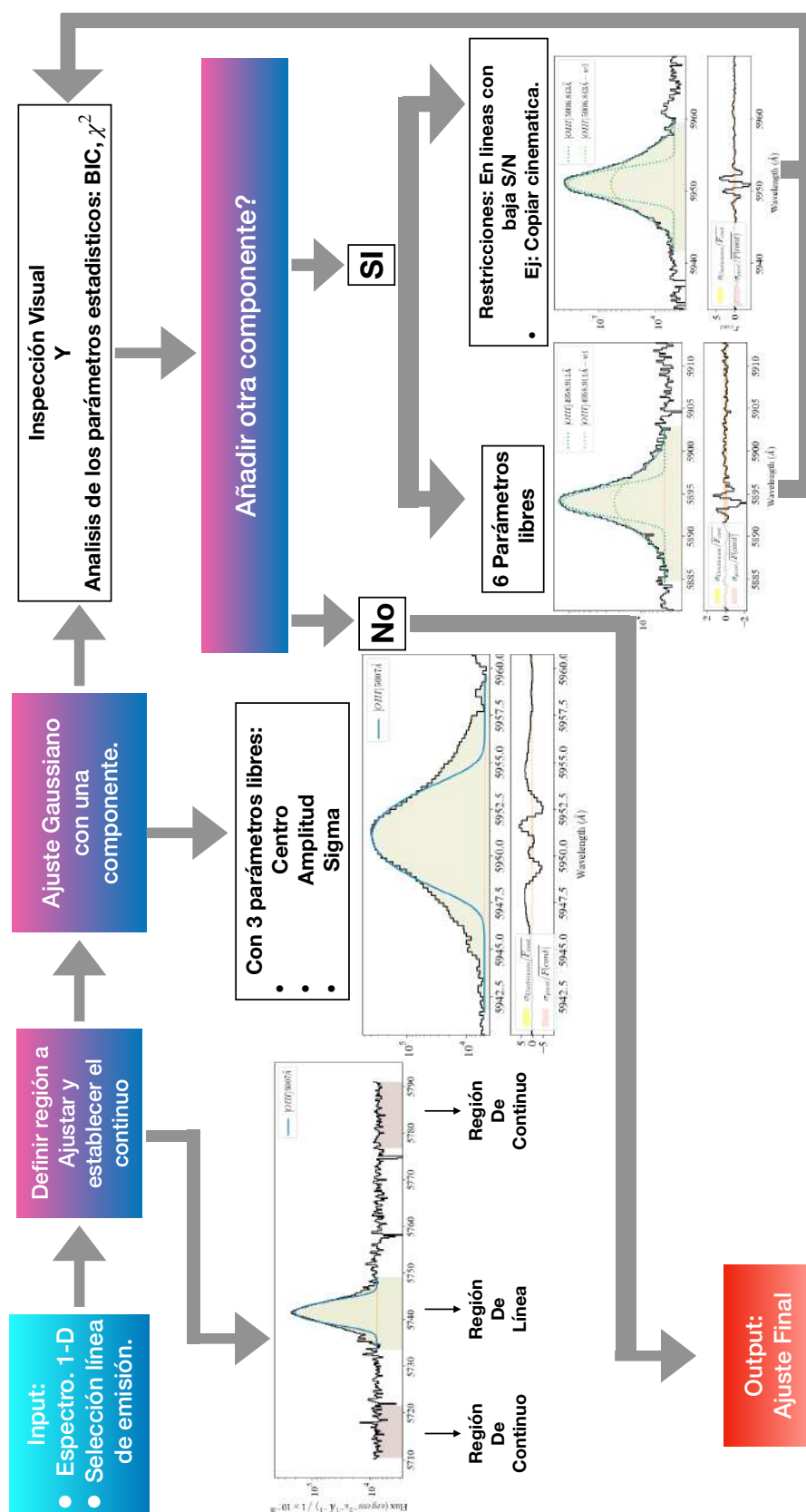


Figura 3.1: Diagrama de Flujo sobre la metodología utilizada. En celeste se muestra la entrada (input) y en rojo se muestra la salida (output).

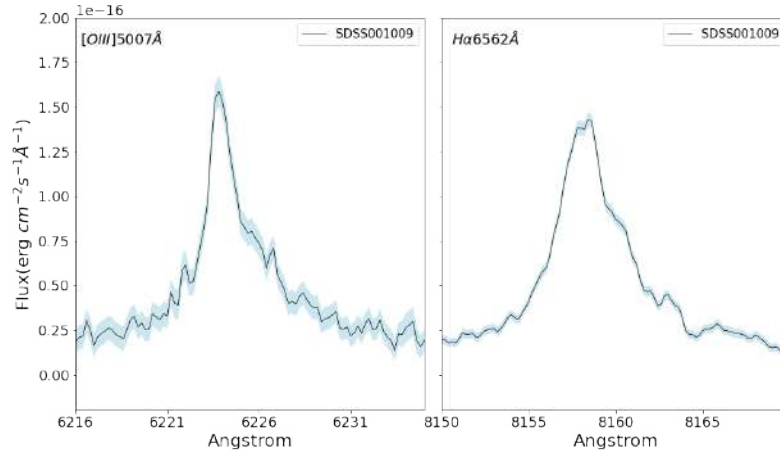


Figura 3.2: Líneas de $[O III] \lambda 5007 \text{ \AA}$ (Izquierda) y $H\alpha$ (Derecha) observadas en el espectro VIS de X-Shooter de la galaxia de la muestra, SDSS001009. La sombra azul clara representa el espectro de varianza. En ambos casos, se ilustra la complejidad de los perfiles cinmáticos, que muestran perfiles globales altamente asimétricos.

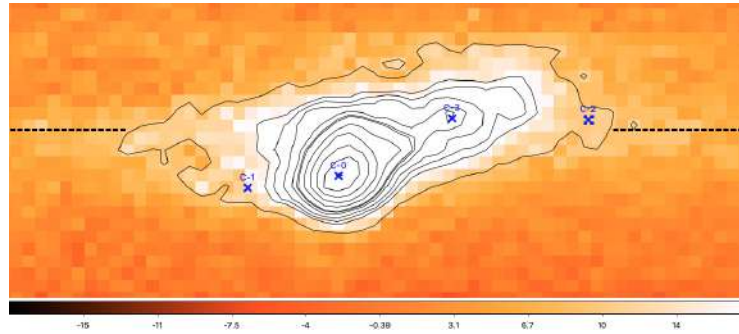


Figura 3.3: Mapas de contornos del espectro bidimensional de la galaxia SDSS001009, centrado en la región de la línea de emisión de $[O III] \lambda 5007 \text{ \AA}$. El eje x se relaciona a la longitud de onda y el eje y muestra la dirección espacial. Las líneas negras corresponden a los contornos con niveles de flujo decreciente desde el máximo (C-0) hasta el nivel externo que representa un flujo medio igual a $3 \sigma_{rms}$, aplicados utilizando DS9. Las cruces azules corresponden a los centros que se consideran en los ajustes del perfil de las líneas y la línea punteada en negra representa el continuo.

La Figura 3.3 muestra los mapas de contorno de la galaxia SDSS001009, centrado en la región de la línea de $[O III] \lambda 5007 \text{ \AA}$. El eje x corresponde a la longitud de onda y el eje y a la dirección espacial. Para construir los mapas se utilizó el software DS9. Las líneas negras corresponden a los contornos con niveles arbitrarios de flujo decreciente desde el máximo (identificado como C-0 en la Figura 3.3) hasta el nivel externo que representa un flujo medio igual a $3 \sigma_{rms}$. Las cruces azules corresponden a los centros que se definen y la línea punteada en negra representa la traza del continuo. La Figura 3.4, muestra un ajuste

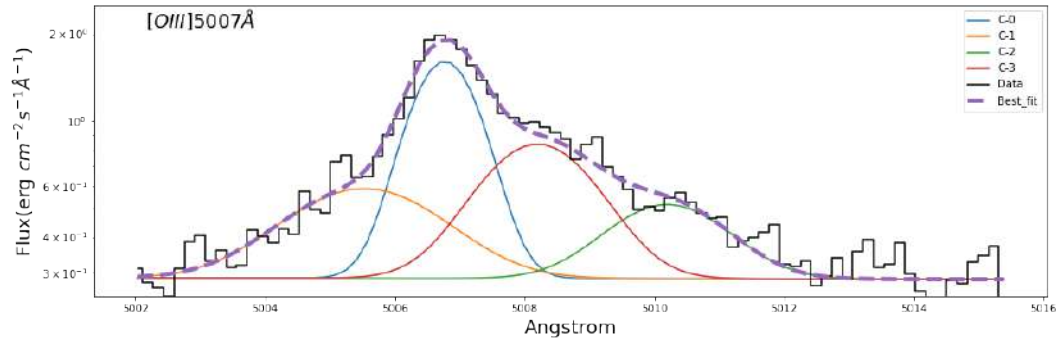


Figura 3.4: Ajuste Gaussiano de 4 componentes para la línea [OIII] λ 5007Å de la galaxia SDSS001009.

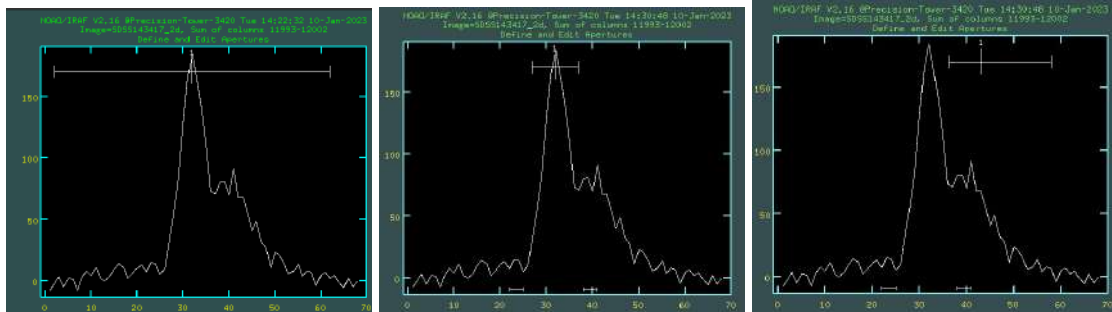


Figura 3.5: Visualización del perfil espacial de la línea de $H\alpha$ de la galaxias SDSS143417, utilizando la tarea apall de IRAF. Se muestra con líneas blancas las aperturas consideradas, de 30 píxeles (Izquierda), de 5 píxeles (medio) y 7 y 15 píxeles (Derecha).

Gaussiano de 4 componentes, utilizando la extracción global con los centros definidos en la Figura 3.3, con el objetivo de verificar la consistencia de la definición de centro Gaussianos.

Galaxia SDSS143417

La galaxia SDSS143417, es la más extendida de la muestra y sus imágenes del HST (Figura 2.2) sugieren que está en interacción. Por tanto, hemos aplicado una variación de la anterior metodología de la siguiente forma. Hemos primero comparado el espectro unidimensional extraído por EsoRex y espectros unidimensionales extraídos utilizando IRAF. Con el objetivo de poder diferenciar la presencia o ausencia de más de un brote brillante separable en la galaxia debido a su extensión.

La extracción del espectro unidimensional realizado por EsoRex detallado en el capítulo 2 considera una apertura estándar de 30 píxeles por lado. Esta apertura aplica bien a la mayoría de las galaxias de la muestra, excepto a la galaxia mencionada. La Figura 3.5,

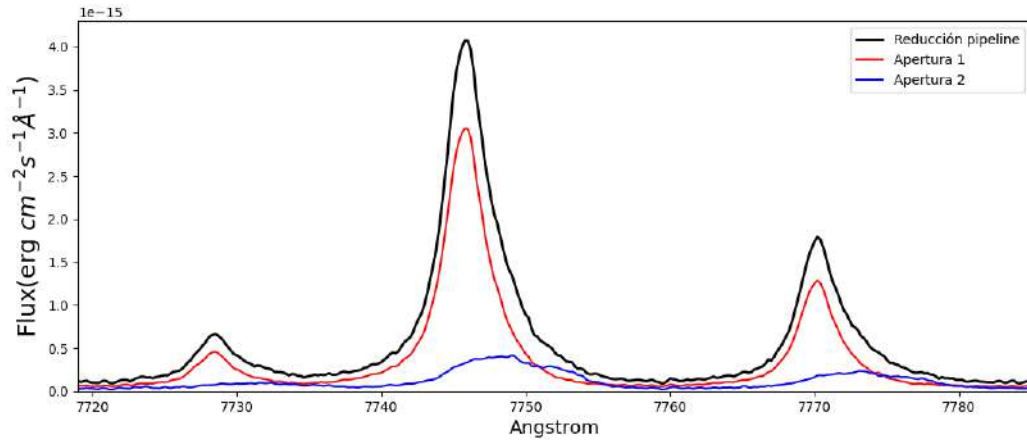


Figura 3.6: Porción del espectro de la galaxia SDSS143417 centrado en las líneas de $H\alpha$ y $[\text{NII}]$. La línea negra muestra el espectro extraído por EsoRex. El trazo rojo representa el espectro unidimensional obtenido utilizando IRAF con una apertura solo para el brote más intenso y el trazo azul es el espectro unidimensional obtenido utilizando IRAF con una apertura considerando el segundo brote de la galaxia.

muestra la visualización de la región central de $H\alpha$, utilizando la tarea apall de IRAF. Se muestra el perfil de la líneas con 2 o más máximos de emisión. Se incluye en la parte superior del perfil, unas líneas horizontales al eje x, que representan el tamaño de la apertura utilizada para extraer el espectro unidimensional. El panel izquierdo muestra la apertura señalada en blanco corresponde a una extracción de 30 píxeles por lado, igual a la utilizada por EsoRex, para el colapso del espectro bidimensional al unidimensional. El panel del medio muestra la apertura señalada en blanco corresponde a una extracción de 5 píxeles por lado, para obtener el espectro unidimensional correspondiente al máximo más intenso de emisión que se observa. Y finalmente el panel derecho ilustra la apertura señalada en blanco corresponde a una extracción de 7 píxeles y 15 píxeles respectivamente, para obtener el espectro unidimensional correspondiente al segundo máximo de emisión.

La Figura 3.6 muestra la comparación de espectros unidimensionales, extraídos utilizando las diferentes aperturas antes mencionadas. La línea negra muestra el espectro extraído por EsoRex, el cual incluye los 2 brotes (Brotos de formación estelar que se pueden asociar a los peaks máximos de emisión) que se observan en la Figura 3.5. El trazo rojo muestra el espectro extraído utilizando una apertura acotada, que solo considera el brote más intenso de la emisión. Por ultimo el trazo azul, muestra el espectro extraído utilizando una apertura que solo considera el brote más débil de la galaxia. De esta comparación, encontramos que la extracción individual de cada brote, replica bien el comportamiento del espectro obtenido colapsando los 2 brotes simultáneamente. Esto nos confirma la

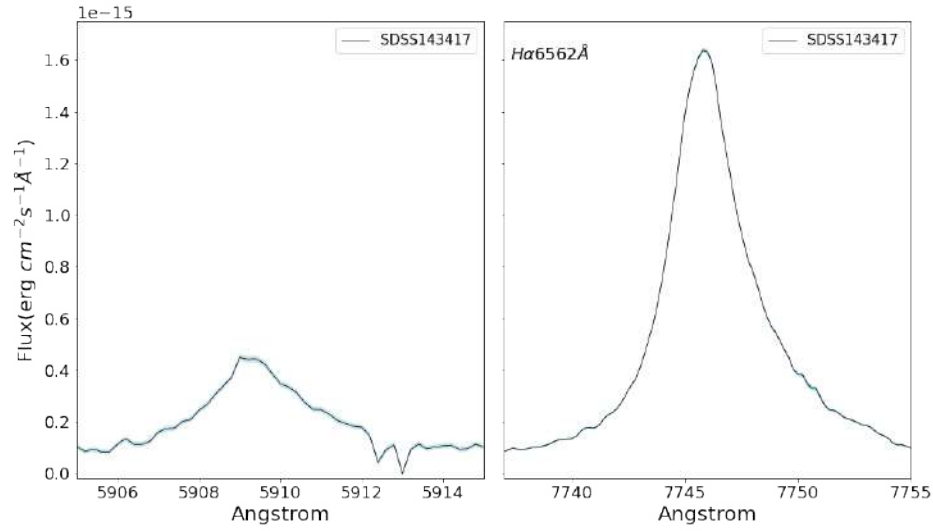


Figura 3.7: Espectro de la galaxia SDSS143417, con zoom a las 2 líneas más brillantes de la galaxia. Esta figura está en la longitud de onda observada y no en reposo. El panel izquierdo muestra $[OIII]\lambda 5007 \text{ \AA}$. El panel derecho muestra $H\alpha$. En ambos casos se pueden observar los complejos perfiles de línea de emisión. El sombreado en azul corresponde al espectro de varianza.

presencia de 2 brotes distinguibles de esta galaxia.

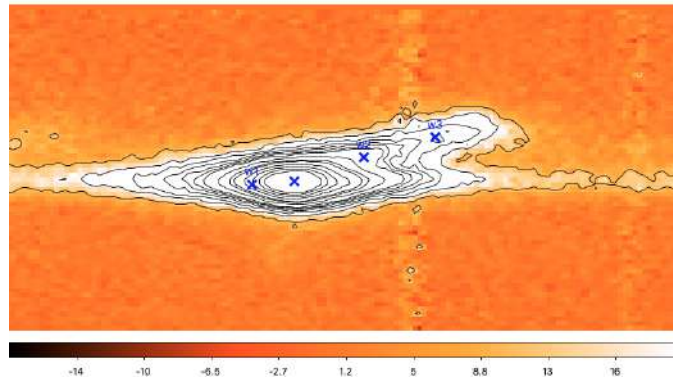


Figura 3.8: Mapas de contornos del espectro bidimensional de la galaxia SDSS143417, centrado en la región de la línea de emisión de $H\alpha$. El eje x se relaciona a la longitud de onda y el eje y muestra la dirección espacial. Las líneas negras corresponden a los contornos con niveles de flujo decreciente desde el máximo (C-0) hasta el nivel externo que representa un flujo medio igual a $3 \sigma_{rms}$, aplicados utilizando DS9. Las cruces azules corresponden a los centros que se consideran en los ajustes del perfil de las líneas de emisión.

Al igual que la galaxia SDSS001009, SDSS143417 presenta los perfiles más complejos de la muestra. Por lo que se vuelve a presentar la problemática de la identificación de los centros de las Gaussianas a ajustar. La Figura 3.7 muestra estos complejos perfiles.

La Figura 3.8 muestra los mapas de contorno de la galaxia SDSS143417, centrado

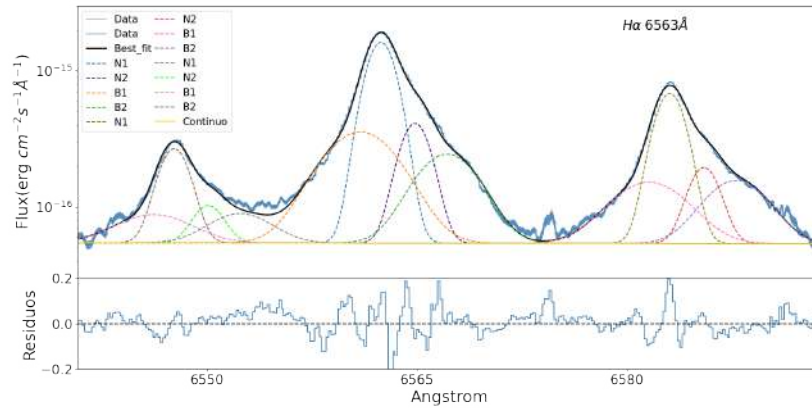


Figura 3.9: Ajuste Gaussiano de la galaxias SDSS143417. Se ajustaron 12 componentes en total, en la región de $H\alpha$ y el doblete de $[NII]$

en la región de la línea de $H\alpha$. La morfología que se observa es diferente a la anterior galaxia. Podemos interpretarlo como dos brotes estelares, con una amplia separación en la dirección espacial (eje y). Esto da indicios de una interacción en curso. Los centros fueron determinados, mediante los mapas de contornos y lo mostrado en la Figura 3.5.

Utilizando los mapas de contornos presentados en la Figura 3.8, se observa una separación espacial de dos zonas brillantes de la galaxias, posiblemente brotes de formación estelar. Estas zonas pueden ser resueltas, por lo tanto, hemos calculado la distancia angular entre ellas. Inicialmente, se determinó la distancia espacial en píxeles entre estas dos fuentes, tal como se muestra en la Figura 3.10. Los resultados indican una distancia de 9.137 píxeles. Luego utilizando la escala de píxel del detector, la cual es $0.158''/\text{píxel}$, se obtiene una distancia angular de $1.444''$. Finalmente la Figura 3.11 muestra una imagen del HST. Ahí se indica el tamaño de la rendija. La flecha indica la posición y distancia angular obtenida. Finalmente esto nos permite verificar y determinar la consistencia entre los dos brotes brillantes en cuestión.

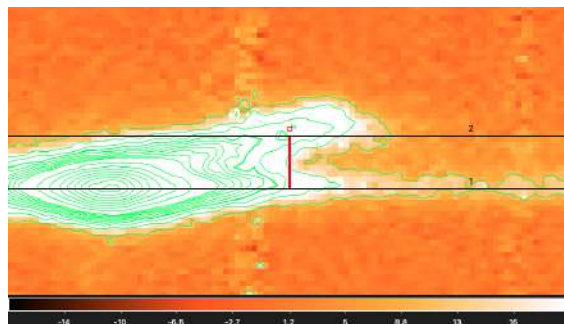


Figura 3.10: Misma región que se muestra en la Figura 3.8. Se trazan dos líneas negras paralelas al eje x, centradas en los dos brotes observados. La líneas roja, traza la distancia en píxeles entre los puntos 1 y 2.

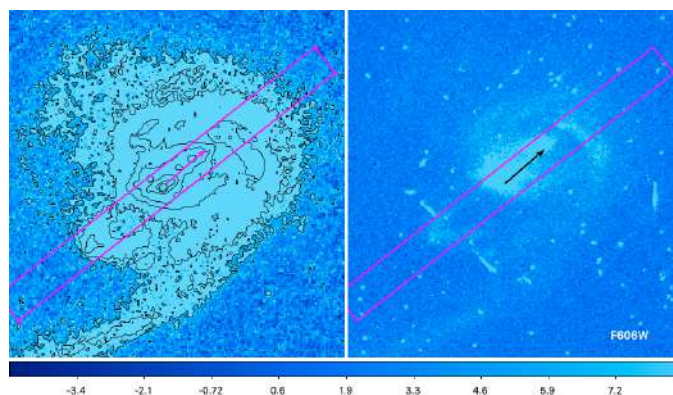


Figura 3.11: Imágenes del HST de la galaxia SDSS143417, en el filtro F606W, con mapas de contornos (Izquierdo) y sin mapas de contornos (Derecha). El rectángulo magenta representa el tamaño de la rendija y orientación utilizada para la observación. Incluye una flecha que indica la posición y la distancia angular obtenida.

Capítulo 4

Resultados

A continuación se presentan los resultados obtenidos en este estudio. En primer lugar, se realizaron ajustes Gaussianos Multi-Componentes de los perfiles de las líneas de emisión. Luego, para dichas componentes, determinamos la extinción del polvo, la tasa de formación estelar y densidad superficial de formación estelar. También se construyeron diagramas de diagnóstico para analizar el mecanismo de ionización de estas galaxias. Finalmente calculamos la densidad electrónica. Cada sub-sección concluye con tablas resumen que muestran los valores obtenidos de los ajustes (Tabla 4.1) y las propiedades físicas (Tablas 4.4 y 4.6). Estas tablas resumen proporcionan una visión general de los resultados obtenidos en cada aspecto analizado.

4.1. Cinemática de la línea de emisión

En una primera inspección visual de los espectros VIS de X-Shooter encontramos que todas las galaxias de la muestra final presentan complejos perfiles de líneas de emisión. Un factor común es el hecho de que ninguna galaxia se puede modelar correctamente utilizando solo una componente Gaussiana. En general, con una única componente se logra reproducir la parte más brillante de las líneas, pero dejando grandes residuos en las zonas de menor brillo de las líneas (zonas externas como las alas de estos perfiles), producto de asimetrías y/o ausencia de Gaussianidad en estas. Para un mejor modelado, se implementaron componentes adicionales, con casos desde 2 hasta 4 componentes Gaussianas, según cada perfil y galaxia. Para determinar si es necesario agregar una componente, utilizamos el estadístico χ^2_ν , donde comparamos este valor con una, dos o mas componentes.

Las Figuras 4.1, 4.2, 4.3 muestran los ajustes Gaussianos realizados a las líneas más brillantes de la muestra, $[\text{OIII}]\lambda\ 5007\text{\AA}$ y $\text{H}\alpha$. Se incluye el espectro bidimensional (Panel

Superior) de la región que se ajustó.

El panel central muestra los datos observacionales y el ajuste Gaussiano multi-componente obtenido para cada galaxia. Se incluye el ID de cada galaxia para identificarla. Los datos se muestran en azul claro. La línea negra representa el ajuste obtenido. Las líneas discontinuas muestran las diferentes componentes ajustadas. El eje Y, corresponde al flujo observado normalizado. Este se muestra en escala logarítmica con el fin de poder observar en detalle las desviaciones de la Gaussianidad en las zonas de menor brillo (las alas del perfil). Por ultimo el panel inferior muestra los residuos. Estos corresponden a la diferencia entre los datos observados y el ajuste, normalizados por el flujo del continuo. Los residuos se calculan utilizando la fórmula: $\text{Residuos} = (F_{obs} - F_{fit}) / F_{cont}$, donde F_{obs} es el flujo observado, F_{fit} es el flujo ajustado y F_{cont} es el flujo del continuo. Se ilustra la variedad de ajustes realizados. Ninguna de las 14 galaxias estudiadas se pudieron ajustar con una única componente de forma satisfactoria. De esta forma, se ajustaron 8 galaxias utilizando 2 componentes Gaussianas por líneas de emisión, 4 galaxias con 3 componentes Gaussianas por líneas de emisión y finalmente 2 galaxias utilizando 4 componentes Gaussianas por líneas de emisión. De los perfiles ajustados podemos observar una concordancia entre los datos y el modelo ajustado, esto se ve reflejado en los residuos resultantes, que resultan generalmente menores a $3\sigma_{rms}$.

Existen 2 tipos de componentes Gaussianas utilizadas para modelar los perfiles: componentes estrechas y anchas. Consideramos componente estrecha a aquellas con una dispersión de velocidad intrínseca $\sigma_{int} < 90 \text{ km s}^{-1}$, mientras que las componentes anchas serán todas aquellas con una dispersión de velocidad intrínseca $\sigma_{int} > 90 \text{ km s}^{-1}$. Ambos tipos de componentes son perfectamente resueltas por nuestros datos. Establecemos este valor en base a la velocidad de rotación esperada para galaxias con este rango de masas estelares. Utilizando la relación Tully-Fisher de masa estelar de [Simons et al. \(2015\)](#), la velocidad de rotación típica de una galaxia de masa estelar media $\sim 5 \times 10^9 M_{\odot}$ resulta ser de $\sim 90 \text{ km s}^{-1}$, por lo que si las componentes angostas son debidas al gas asociado a la rotación del disco gaseoso, no se espera que superen su velocidad de rotación esperada (ver también, [Hogarth et al., 2020](#)). En la Sección 4.4, utilizaremos la relación de escala $L - \sigma$ ([Terlevich and Melnick, 1981](#)) para analizar esta interpretación.

En las galaxias de nuestra muestra ajustadas con 2 componentes se encuentra una componente estrecha (N, del ingles *narrow*) y una ancha (B, del ingles) a excepción de la galaxia SDSS020408, la cual muestra 2 componentes anchas. Para la componente estrecha, el rango de valores para la dispersión de velocidad intrínseca es $\sigma_N \sim 50\text{-}60 \text{ km s}^{-1}$. La velocidad radial en 6 (SDSS004054, SDSS015028, SDSS020356, SDSS021348, SDSS231812

y SDSS235347) de las galaxias están en desplazadas al rojo con respecto a la velocidad sistemática (Determinada utilizando el redshift), con un amplio rango de valores de $\Delta_{v_r} \sim 6-60 \text{ km s}^{-1}$ y una galaxia (SDSS035733) con velocidad radial desplazada al azul con respecto a la velocidad sistemática una cantidad de $\Delta_{v_r} \sim -20 \text{ km s}^{-1}$. Para la componente ancha, el rango de valores para la dispersión de velocidad intrínseca es $\sigma_N \sim 100-170 \text{ km s}^{-1}$. La velocidad radial en 4 (SDSS004054, SDSS015028, SDSS020356 y SDSS021348) de las galaxias están desplazadas al azul con respecto a la velocidad sistemática, con un amplio rango de valores de $\Delta_{v_r} \sim -3$ a -70 km s^{-1} y una galaxia (SDSS035733) con velocidad radial desplazada al rojo con respecto a la velocidad sistemática una cantidad de con valor de $\Delta_{v_r} \sim 10 \text{ km s}^{-1}$. Las galaxias SDSS231812 y SDSS235347, presentan consistencia en la cinemática en ambas componentes. Esto quiero decir que las dispersiones de velocidades obtenidas de las líneas de $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$ y $\text{H}\alpha$, están en buen acuerdo entre sí. Pero esto no ocurre con velocidades radiales, donde existen ligeras diferencias debido a asimetrías de los perfiles. Con respecto al porcentaje de flujo de la componente respecto a la global (EM del ingles *Emission Measure*), la mayoría de estas galaxias presenta una mayor contribución en flujo de la componente estrecha que de la componente ancha.

Para las galaxias ajustadas con 3 componentes, existen dos configuraciones posibles para sus perfiles. Caso i) Modelado con 2 componentes estrechas y una componente ancha y ii) Modelado con una componente estrecha y 2 componentes anchas. En la muestra encontramos 3 galaxias (SDSS032845, SDSS214500 y SDSS232539) ajustadas con el caso i). Para las componentes estrechas, el rango de valores para la dispersión de velocidad intrínseca es $\sigma_N \sim 20-60 \text{ km s}^{-1}$. La velocidad radial es variada, hay componentes desplazadas al rojo y al azul con respecto a la velocidad sistemática, con un amplio rango de valores de $\Delta_{v_r} \sim -60$ a 30 km s^{-1} . Con respecto al EM, aproximadamente el $\sim 70 \%$ del flujo total lo aportan las componentes estrechas y el $\sim 30 \%$ lo contribuye la componente ancha. Encontramos una galaxia (SDSS005527), que se ajusta con la configuración del caso ii). Para las componentes anchas, el rango de valores para la dispersión de velocidad intrínseca es $\sigma_N \sim 120$ y 250 km s^{-1} . Para la componente estrecha, la dispersión de velocidad intrínseca es $\sigma_N \sim 50 \text{ km s}^{-1}$. Para EM, las componentes anchas, contribuyen con el $\sim 70 \%$ del flujo total.

Finalmente, tenemos las galaxias ajustadas con 4 componentes, como la galaxia SDSS001009, que solo incluye componentes de tipo estrechas, o la galaxia SDSS143417, se modela con 2 componentes estrechas y 2 componentes anchas. En ellas, se logran identificar diferentes regiones, asociadas cada una a componentes cinemáticas distintas. La dispersión de velocidad intrínseca varía entre $\sigma_N \sim 40-70 \$

muestran valores de $\Delta_{v_r} \sim -6$ a 200 km s^{-1} , hacia el azul y el rojo, respectivamente.

La Figura 4.4, presenta una comparación entre $\sigma_{\text{int},\text{H}\alpha}$ y $\sigma_{\text{int},[\text{OIII}]}$ para nuestra muestra. Hemos analizado la consistencia cinemática en estas dos líneas brillantes, específicamente utilizando la dispersión de velocidad intrínseca obtenida. La línea continua gris representa una relación 1:1, donde ambos valores son iguales. La línea discontinua en negro, representa una regresión lineal ajustada a los datos. Las dispersiones de velocidades superiores a $\sim 120 \text{ km s}^{-1}$, son las que presentan una mayor dispersión, principalmente la componente con un $\sim 230 \text{ km s}^{-1}$. Esta última proviene de la galaxia SDSS005527. La región de $\text{H}\alpha$ se vio afectada por una línea telúrica (Ver 4.1, fila 3), por lo tanto en este caso, se ajustó primero $\text{H}\beta$ y se copió la cinemática a $\text{H}\alpha$, por eso puede explicarle la diferencia entre $\sigma_{\text{int},\text{H}\alpha}$ y $\sigma_{\text{int},[\text{OIII}]}$.

En general, encontramos una excelente concordancia entre la cinemática de $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$ y $\text{H}\alpha$, ajustadas de manera independientemente entre sí. Si bien dicho acuerdo podría no ser necesariamente requerido y depende de la naturaleza y condiciones físicas del gas que refleje cada componente, este resultado muestra robustez en la determinación cinemática del gas ionizado en estas galaxias y sugiere un comportamiento similar de las líneas de recombinación ($\text{H}\alpha$) y prohibidas de iones metálicos de alta ionización ($[\text{OIII}]$).

En el Apéndice A, se presentan los detalles de la cinemática de las componentes de todas las líneas de emisión ajustadas sobre toda la muestra.

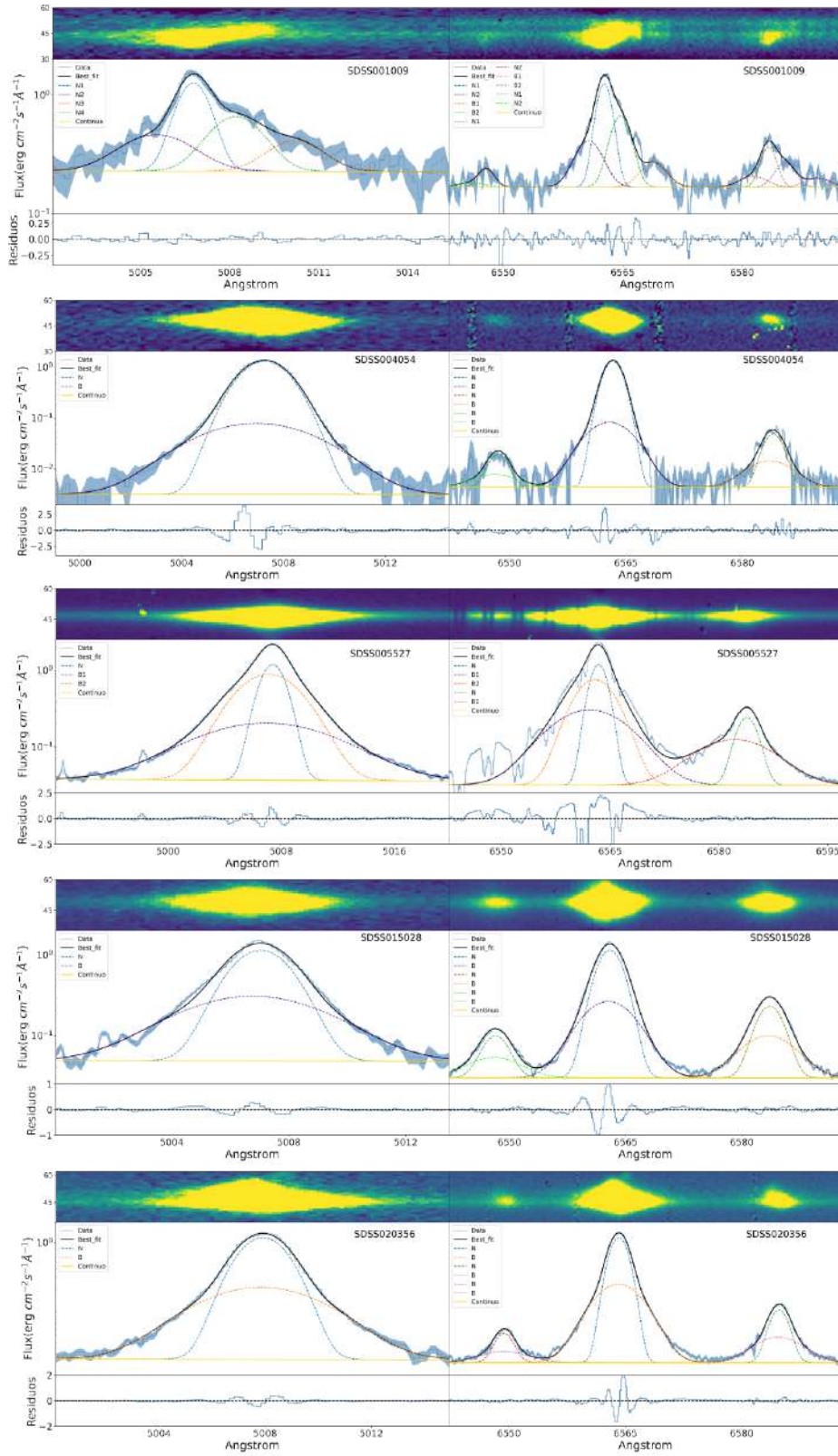


Figura 4.1: Panel superior: Muestra el espectro bidimensional, el eje y está en unidades de píxel. Panel central: Muestra los ajustes Gaussianos de $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$ (Izquierda) y $\text{H}\alpha$ (Derecha). Los flujos están normalizados por 1×10^{-17} . Se indica el ID de cada galaxia. Se muestra los espectros en azul claro (Data). La sombra azul representa el espectro de varianza. La línea negra modela el ajuste. Las líneas discontinuas muestran las diferentes componentes ajustadas. La línea amarilla representa el continuo. Panel inferior: Muestra los residuos, entre los datos y el ajuste, dividido por el continuo.

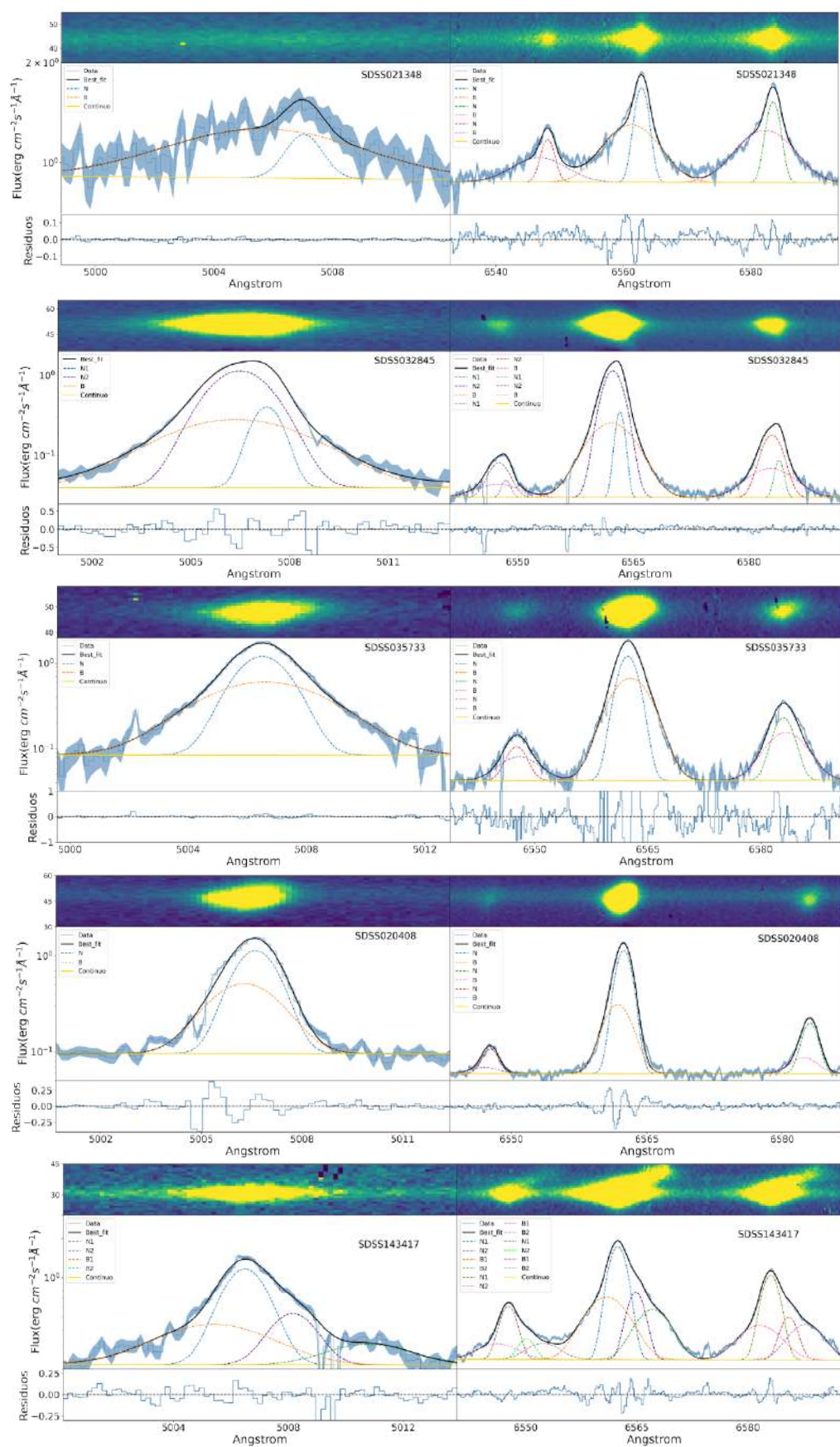


Figura 4.2: Igual que la Figura 4.1, muestra los ajustes Gaussianos.

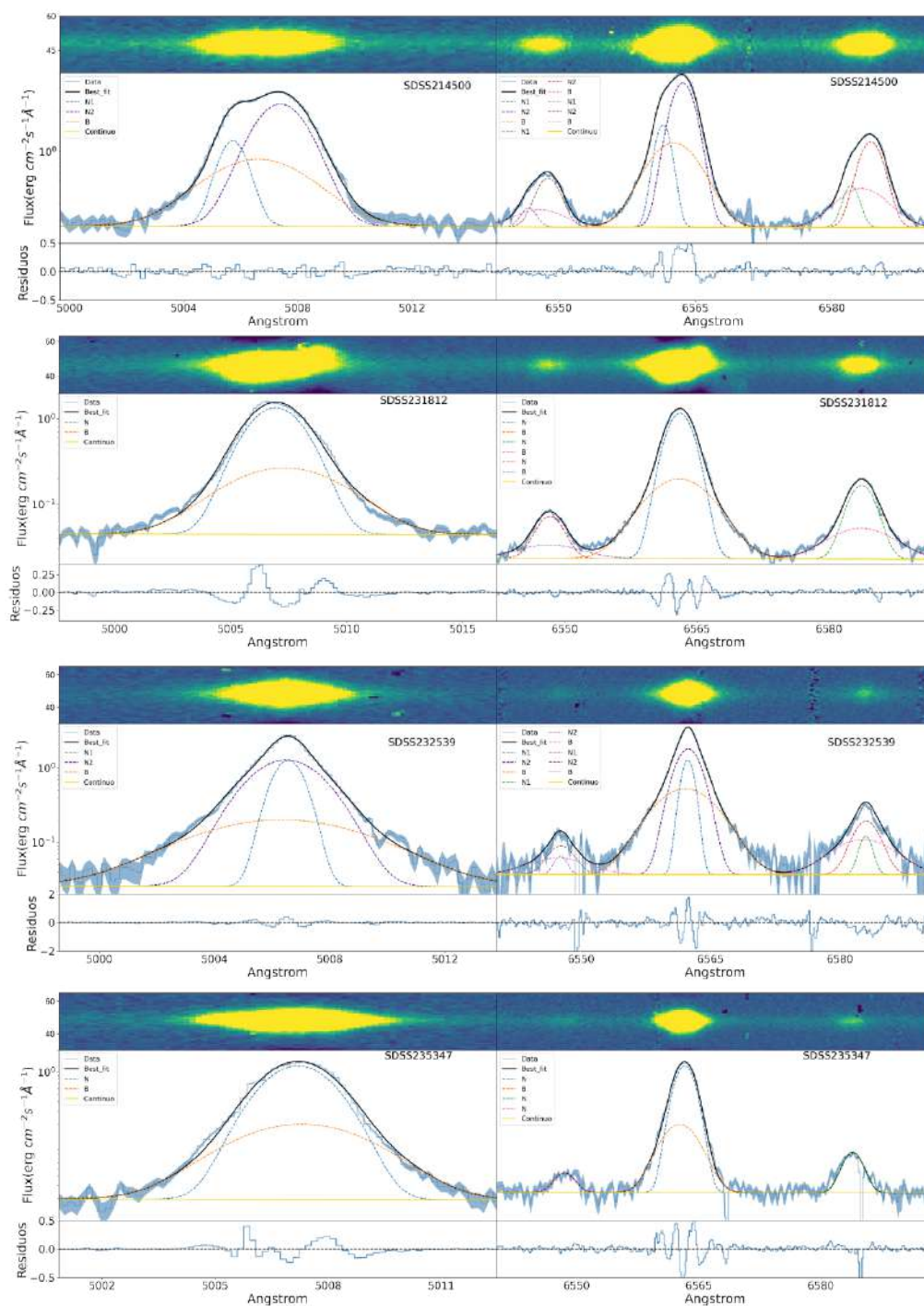


Figura 4.3: Igual que la Figura 4.1, muestra los ajustes Gaussianos.

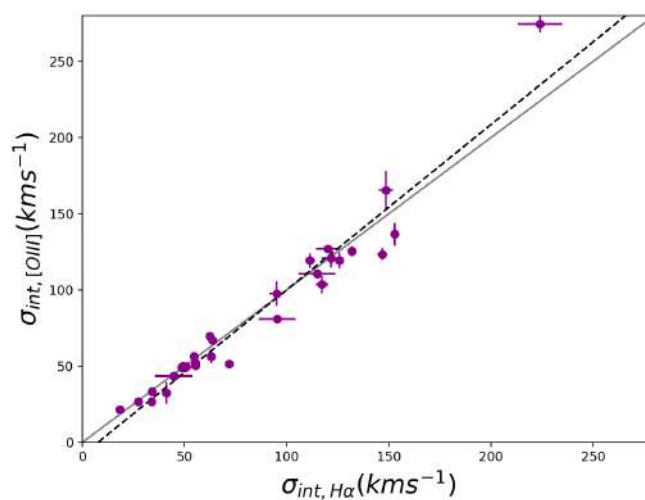


Figura 4.4: Comparación de $\sigma_{int, H\alpha}$ vs. $\sigma_{int, [OIII]}$ para todas las componentes de la muestra. La línea continua gris representa la relación unitaria. La línea discontinua en negro, corresponde al ajuste, utilizando una regresión lineal. Se ajustó una ecuación de la recta donde se obtuvo un pendiente $m=1.08$ y una interceptación de $n=-8.30$.

Tabla 4.1: Tabla resumen de las principales propiedades cinemáticas.

SDSS001009							
λ_0^a	Ion	$\chi_\nu^2^b$	Comp. ^c	σ_{int}^d	ΔV_r^e	Flux ^f	EM ^g
6563	H α	1.7	N1	38.3 ± 2.7	-6.5 ± 2.00	29.9 ± 6.0	46.1
			N2	71.5 ± 21.3	-95.2 ± 44.0	15.3 ± 6.4	18.2
			N3	68.5 ± 10.0	275.5 ± 0.0	4.7 ± 0.6	7.4
			N4	52.5 ± 2.7	87.8 ± 0.00	18.0 ± 0.9	28.3
5007	[OIII]	1.7	N1	27.8 ± 2.3	-4.7 ± 2.3	17.2 ± 1.5	40.2
			N2	71.7 ± 15.5	-78.6 ± 0.0	8.9 ± 1.7	20.6
			N3	51.0 ± 13.7	201.0 ± 0.0	5.1 ± 1.4	11.9
			N4	48.9 ± 9.6	81.3 ± 0.0	11.7 ± 2.1	27.3
SDSS004054							

Tabla 4.2: Tabla resumen de las principales propiedades cinemáticas.

SDSS032845							
λ_0^a	Ion	$\chi_v^2^b$	Comp. ^c	σ_{int}^d	ΔV_r^e	Flux ^f	EM ^g
6563	H α	1.3	B1	125.8 ± 1.6	-29.6 ± 1.0	181.5 ± 6.9	28.3
			N1	55.3 ± 0.4	-21.3 ± 0.4	409.4 ± 5.9	63.8
			N2	18.3 ± 0.7	20.9 ± 0.5	50.4 ± 2.5	7.9
5007	[OIII]	1.1	B1	119.4 ± 5.1	-28.0 ± 3.0	127.7 ± 16.5	29.7
			N1	52.0 ± 1.8	-21.2 ± 1.8	260.6 ± 15.9	60.6
			N2	21.5 ± 1.4	28.0 ± 1.2	42.0 ± 4.6	9.7
SDSS035733							
6563	H α	1.0	B	111.4 ± 2.4	15.1 ± 0.7	186.1 ± 12.7	51.3
			N				

Tabla 4.3: Tabla resumen de las principales propiedades cinemáticas.

SDSS231812							
λ_0^a	Ion	$\chi_\nu^2^b$	Comp. ^c	σ_{int}^d	ΔV_r^e	Flux ^f	EM ^g
6563	H α	2.3	B	152.8 ± 2.1	-2.3 ± 0.8	174.1 ± 6.4	26.5
			N	63.7 ± 0.3	11.6 ± 0.2	483.6 ± 4.4	73.5
5007	[OIII]	5.5	B	136.5 ± 7.5	22.8 ± 4.3	140.1 ± 2.5	25.4
			N	67.1 ± 1.3	5.6 ± 0.7	410.9 ± 17.7	75.6
SDSS232539							
6563	H α	1.2	B1	148.6 ± 3.6	-33.4 ± 1.6	91.9 ± 6.6	32.0
			N1	27.4 ± 1.5	-20.5 ± 0.5	50.4 ± 7.2	17.6
			N2	62.4 ± 2.1	-18.2 ± 0.5	144.8 ± 8.7	50.4
5007							

4.2. Extinción del polvo

La extinción es un fenómeno asociado a la atenuación de la luz proveniente de fuentes astronómicas a medida que atraviesan el medio interestelar. Esto se puede producir por absorción, dispersión o difracción de la luz al pasar por partículas de gas y polvo en el espacio. Afecta la intensidad y el color de la luz proveniente de una fuente que percibe el observador final. Por lo tanto la extinción es una propiedad relevante al momento de determinar la luminosidad observada, debido a que se ve afectada por las características mencionadas. Analizar si la extinción total y al determinarla componente por componente es similar o presenta diferencias sustanciales es relevante al momento de determinar la luminosidad. Por lo tanto determinaremos la extinción total, utilizando los flujos integrados y la extinción componente a componente utilizando los flujos individuales. Determinamos la extinción de las galaxias afectadas por el polvo utilizando la ecuación 2.2.

Los valores determinados se muestran en la Tabla 4.4. Encontramos galaxias como SDSS004054, SDSS005527, SDSS232539 que presentan baja extinción en sus perfiles globales. Hay galaxias como SDSS015028, SDSS021348, SDSS035733 y SDSS040208 que presentan una mayor extinción en sus perfiles globales.

Tabla 4.4: Muestra los valores de la extinción. La primera columna corresponde la extinción total, la segunda columna corresponde a la extinción calculada de la componente ancha (si hay más de una componente ancha, se utiliza la componente más ancha), el resto de las columnas corresponde a la extinción del resto de las componentes. Todos los valores se presentan en unidades de magnitud

ID	$A_{v,Total}(mag)$	$A_{v,Broad}$	$A_{v,Narrow 1}$	$A_{v,Narrow 2}$	$A_{v,Narrow 3}$
001009	0.95 ± 0.40	-	-		
004054	0.06 ± 0.04	0.05 ± 0.33	0.22 ± 0.03	-	-
005527	0.33 ± 0.06	0.11 ± 0.25	1.00 ± 0.2	0.12 ± 0.16	-
015028	0.97 ± 0.064	1.87 ± 0.46	0.65 ± 0.09	-	-
020356	0.27 ± 0.06	0.33 ± 0.08			

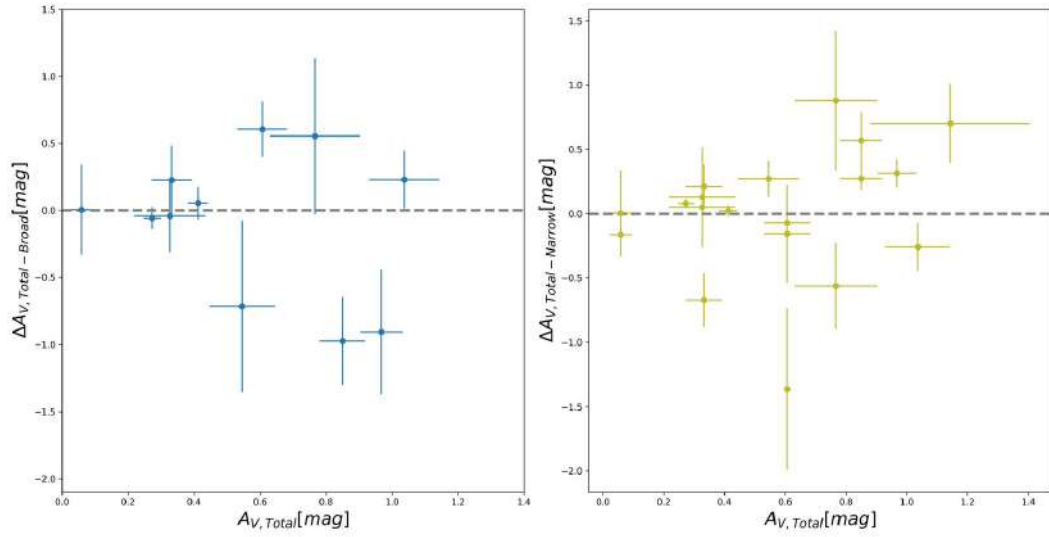


Figura 4.5: Panel izquierdo: Muestra $A_{V,Total}$ vs. $\Delta A_{V,Total-Broad}$. La línea discontinua gris muestra la posición en el eje Y, donde la diferencia entre $A_{V,Total-Broad}=0$. Panel derecho: Muestra $A_{V,Total}[mag]$ vs. $\Delta A_{V,Total-Narrow}$. La línea discontinua gris muestra la posición en el eje Y, donde la diferencia entre $A_{V,Total-Narrow}=0$.

Para determinar si existen diferencias entre la extinción total y las diferentes componentes. Dividiremos el análisis en componentes anchas y componentes estrechas. En la Figura 4.5 el panel izquierdo muestra la extinción total vs. la diferencia entre la extinción total - extinción de la componente ancha (*broad*). El panel derecho muestra la extinción total - extinción de la componente estrecha. En ambos gráficos se agrega una línea discontinua en gris, la cual representa, que la diferencia entre estas extinciones es nula. Encontramos en algunas galaxias que presentan diferencias significativas entre la extinción global y la extinción de la componente ancha y componente estrecha a pesar de los errores relativamente grandes que medimos. No se observa una tendencia clara que las galaxias más extinguidas por polvo en forma global tengan que ver con una extinción mayor en alguna de las componentes. Por lo tanto, para minimizar el efecto de promediar la extinción de las componentes, hemos utilizado las extinciones individuales de cada componente para corregir las luminosidades, en lugar de utilizar la extinción total para corregir estas.

4.3. Tasa de formación estelar y densidad superficial de formación estelar.

Para determinar la tasa de formación estelar, utilizamos el mismo procedimiento descrito por [Overzier et al. \(2009\)](#), el cual está descrito en la sección 2.1.1. Para nuestra muestra de galaxias encontramos tasas de formación estelar en el rango de 1.57- 14.19 ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$), con un valor medio de $6.6 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. Para determinar estos valores utilizamos el flujo total de cada galaxia. Se realizo su respectiva corrección por extinción utilizando la extinción total en este caso. Destacar que no se aplicó ninguna corrección por apertura.

Para la densidad superficial de la tasa de formación estelar, encontramos valores en el rango de 0.05-3.80 ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$), con un valor medio de $0.78 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$.

La tabla 4.5 muestra los valores obtenidos del SFR y $\Sigma_{SFR,H\alpha}$ obtenidos para la muestra.

Tabla 4.5: Muestra los valores obtenido para el SFR y $\Sigma_{SFR,H\alpha}$, con sus respectivas unidades y errores.

ID	$\text{Log}(SFR_{H\alpha})$ ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$)	$\text{Log}(\Sigma_{SFR,H\alpha})$ ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$)
001009	0.16 ± 0.17	-1.61 ± 0.17
004054	0.83 ± 0.02	0.08 ± 0.02
005527	1.15 ± 0.03	0.58 ± 0.03
015028	0.98 ± 0.03	-0.34 ± 0.03
020356	0.84 ± 0.01	-0.37 ± 0.01
021348	0.19 ± 0.08	-0.97 ± 0.08
032845	0.57 ± 0.05	-0.75 ± 0.05
035733	$0.78 \pm 0.$	

las componentes estrechas reflejan el comportamiento de las principales regiones de formación estelar de estas galaxias. Estas modelan el máximo de la línea de emisión. También hay casos que la resolución nos permite resolver más de una componente estrecha, es decir, resolver más de un brote de formación estelar. Además considerar que en la mayoría de los casos, estas componentes contribuyen con el mayor porcentaje de flujo, llegando hasta el $\sim 80\%$ del flujo total de la emisión. Lo anterior podemos interpretarlo que estas componentes representan las principales regiones de formación estelar. Las propiedades determinadas, como la extinción y la densidad, demuestran que estas componentes presentan diferencias significativas entre sí, entonces probablemente los mecanismos físicos que ocurren en cada una sean diferentes. Para demostrar lo anterior, analizaremos la conocida correlación $L-\sigma$ (Terlevich and Melnick, 1981; Chávez et al., 2014), donde L es la luminosidad de la línea de emisión de $H\beta$ y σ es la dispersión de velocidad intrínseca del gas ionizado de $H\beta$. Esta relación describe los movimientos viriales mediante el potencial gravitacional de una galaxia con formación estelar o en regiones de formación estelar gigantes. Aplicamos esta relación a nuestra muestra, considerando las componentes individuales. Es crucial determinar si los movimientos viriales son suficientes para explicar la dispersión de velocidades intrínseca observada en estos perfiles. Para determinar las luminosidades de las componentes, se utiliza $H\beta$. Aplicamos la corrección por extinción a los flujos, para esto utilizamos el procedimiento de Calzetti (2001), Tenemos la luminosidad observada, definida por,

$$L_{H\beta,obs} = 4\pi \cdot F(H\beta) \cdot D^2$$

Donde la D^2 es la distancia luminosa. La luminosidad corregida por extinción es determinada utilizando la ecuación 2.2.

En la Figura 4.6 se muestra la relación $L-\sigma$. Los puntos azules corresponden a las componentes estrechas de nuestras galaxias. Los puntos rojos corresponden a las componentes anchas de nuestras galaxias. Se comparan con una muestra de 156 fuentes provenientes de Terlevich et al. (2015), que incluye 25 galaxias de formación de alto *redshift*, 107 galaxias locales de formación estelar y 24 regiones extragalácticas gigantes de formación estelar, con un rango de *redshift* entre $0 < z < 2.33$. De la Figura 4.6 observamos que las componentes estrechas de la muestra, siguen bien la tendencia de la relación L -sigma de las galaxias HII de comparación, con σ hasta $\sim 60 \text{ km s}^{-1}$, lo que significa que no necesitan energía adicional para describir sus movimientos viriales. Por otro lado, encontramos que las componentes anchas presentan dispersión de velocidades mayores a lo esperado para la luminosidad determinada. Esto nos lleva a la conclusión de que el potencial gravitatorio,

es decir, los movimientos viriales por sí solo no puede explicar la turbulencia observada. Por lo tanto, se requiere un mecanismo adicional de ensanchamiento que contribuya a la turbulencia del gas. A medida que las componentes son más anchas ($\sigma_{int} > 100 \text{ km s}^{-1}$ o mayores), muestran un desplazamiento mayor dentro de la relación.

Para el ensanchamiento que se observa en las componentes anchas, se han planteado diferentes mecanismos para explicarlo. Estos mecanismos son: AGNs, vientos estelares provenientes de estrellas masivas, expansión de remanentes de supernovas(SNe), explosión de superburbujas impulsadas por SNe o capas de mezcla turbulentas(TMT, del término en ingles Turbulent Mixing Layers).

Un estudio de BCD cercanos, realizado por [Izotov et al. \(2007\)](#) exploran los diferentes mecanismos antes mencionados. El origen más probable es la evolución de las estrellas masivas y su interacción con el medio circunestelar e interestelar. Ellos en función de la luminosidad observada, determinan el mecanismo más probable. Las componentes que muestran luminosidades de $H\alpha$ más bajas (10^{36} - $10^{39} \text{ erg s}^{-1}$), se espera que se deban a

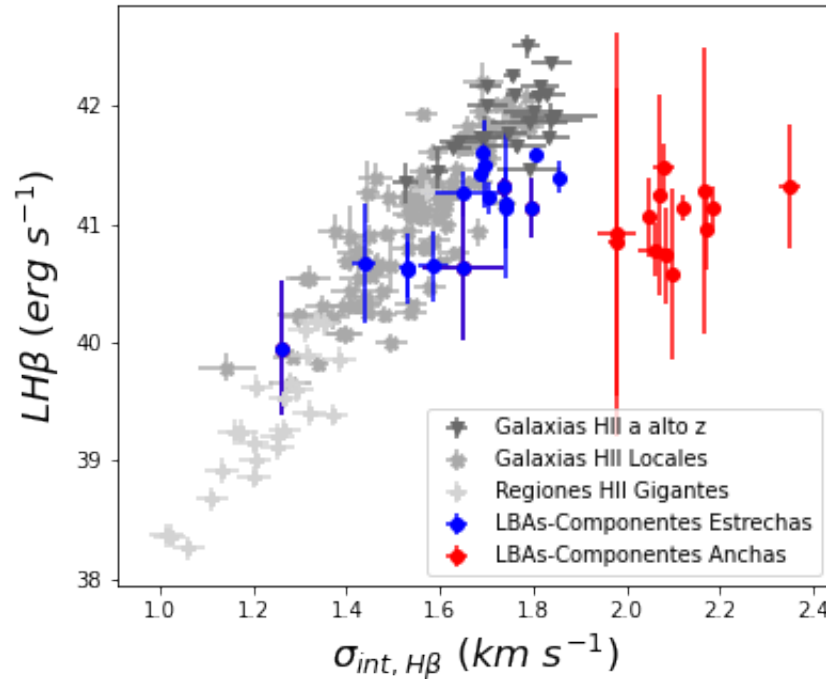


Figura 4.6: Relación L-Sigma. Los círculos azules corresponden a las componentes estrechas de nuestra muestra de galaxias LBAs. Los círculos rojos corresponden a las componentes anchas de nuestra muestra de galaxias LBAs. En una escala de gris, corresponden a una muestra de 156 fuentes provenientes de [Terlevich et al. \(2015\)](#), que incluye 25 galaxias de formación de alto *redshift*, 107 galaxias locales de formación estelar y 24 regiones gigantes de formación estelar, con un rango de *redshift* entre $0 < z < 2.33$.

densas envolturas cicunestelares alrededor de estrellas calientes con vientos estelares y/o remanentes de supernovas. Y para luminosidades de $H\alpha$ más altas (10^{40} - 10^{42} erg s^{-1}), estas pueden ser producidas por supernovas de tipo II, aunque no descartan que también pueda estar asociada a un AGN de masa intermedia. Esta última opción es menos probable, debido a que no encuentran evidencia de una emisión no térmica asociada a un AGN en su muestra. Analizando lo anterior, en nuestra muestra encontramos componentes anchas del rango denominado de alta luminosidad en $H\alpha$. No encontramos evidencia de una emisión no térmica dominante. Esto podemos asociarlo al hecho de que las líneas prohibidas, presentan una componente ancha, al igual que las líneas de recombinación, además presentan una cinemática similar en las dos líneas más brillantes de cada tipo de línea, como lo son $[OIII]\lambda 5007\text{\AA}$ y $H\alpha$, esto se opone a un AGN como principal impulsor de la turbulencia. Para establecer de manera más precisa se necesitan observación en otras longitudes de onda, como por ejemplo: Rayos-X profundos y/o continuos de radios de alta resolución, para descartar cualquier posible fuente no térmica.

Otra opción es el ensanchamiento por TML. Este mecanismo se produce por la conexión entre gas frío del disco y gas más caliente del *outflow* (Westmoquette et al., 2008, 2007, Binette et al., 2009). Mediante la implementación de un conjunto de modelos de TML, Binette et al. (2009) encontró las componentes anchas con velocidades considerablemente hipersónicas (con un FWHM ~ 2400 km s^{-1}), aunque en general el modelo presenta problemas para explicar este tipo de componentes en ciertas líneas prohibidas metálicas. En galaxias, estas componentes de alta velocidad se observan en las líneas de emisión brillantes como $[OIII]\lambda 4959, 5007\text{\AA}$, $H\alpha$ y $H\beta$ de Mrk 71 –una región HII gigante muy joven (< 3 Myr) perteneciente a la galaxia enana irregular NGC 2366. Pero surge un dilema con este mecanismo, y es el hecho que no predice la presencia de ninguna componente ancha en las líneas de excitación más bajas como $[NII]$ o $[SII]$. Según Binette et al. (2009), esto se debe a que en los modelos con un alto valor del parámetro de ionización $\log(U)$, se produce una ionización en toda la capa turbulenta, por lo tanto el gas esté dominado por especies altamente excitadas.

Esto no es consistente con lo encontrado por Hogarth et al. (2020), donde analizan este mecanismo para explicar el ensanchamiento de la componente ancha en una galaxia GP, J1429. En dicha galaxia las líneas de ionización intermedia, como $[NII]$ o $[SII]$, presentan componentes anch

el modelo. Para nuestra muestra, [Loaiza-Agudelo et al. \(2020\)](#) determinó los parámetros de ionización, encontrando valores $\log(U) \sim -2.9 - -2.3$. Esto, junto a las velocidades relativamente modestas encontradas, nos sugiere que en nuestras galaxias, el mecanismo de ensanchamiento de la componente de bajo brillo superficial no puede ser explicado por completo por TML, al igual que la GP de [Hogarth et al. \(2020\)](#). Aún no podemos descartarlo por completo; sin embargo, se requieren observaciones con datos IFU de alta resolución para resolver espacial y espectralmente las regiones de formación estelar en las galaxias e incluir en el análisis modelos ad-hoc de TML para obtener restricciones más precisas de esta hipótesis.

Por otro lado, los choques producidos por remanentes jóvenes de supernovas pueden contribuir significativamente la turbulencia del gas ionizado. De acuerdo a [Ho et al. \(2014\)](#) las contribuciones de los procesos de choques se pueden identificar en los diagramas de diagnóstico por la presencia de componentes amplios con razones más altas de $[\text{NII}]$, $[\text{SII}]$, $[\text{OII}]$ respecto a $\text{H}\alpha$, así como valores elevados de densidad electrónica. Por lo tanto un escenario con una fuerte contribución de la retroalimentación estelar y un aporte de choques de los remanentes de supernovas son probables mecanismos que aportan energía en el turbulento gas ionizado de estas galaxias con formación estelar y que evidencian grandes velocidades de dispersión en las componentes anchas. La edad de las regiones de formación estelar en la muestra van desde pocos Myr a algunas decenas de Myr ([Overzier et al., 2009](#); [Loaiza-Agudelo et al., 2020](#)), que sumado a la compacidad e intensidad de la formación estelar masiva, hacen que el efecto de las SNe en la cinemática del gas pueda ser considerable. Sin embargo, es importante destacar que en ninguna galaxia de la muestra se han encontrado componentes anchas de miles de km s^{-1} , típicas de regiones con burbujas o componentes de gas de alta velocidad (del tipo *blown-away*, con $FWHM > 2000$) típicas de regiones con remanentes de SNe ([Castaneda et al., 1990](#); [Eggen et al., 2021](#)).

Lo anterior sugiere un escenario donde la emisión de la componente estrecha procede de gas de alta ionización producido en las regiones de formación estelar masiva. En cambio la emisión de la componente ancha puede deberse a material interestelar denso y agrupado (clumpy o grumoso) que está siendo fragmentado por fuertes flujos de salidas impulsados por intensos vientos estelares masivos, con cierta contribución de aceleración del gas debido a la energética provenientes de supernovas del tipo II que hayan explotado en esas regiones jóvenes.

4.5. Diagnósticos de líneas de emisión.

4.5.1. Definición de cocientes de líneas de emisión

Las relaciones de líneas nebulares ópticas se encuentran entre las más utilizadas para restringir la metalicidad de las galaxias. De acuerdo a las líneas de emisión presentes en nuestros espectros, logramos determinar las siguientes relaciones:

$$N2 \equiv \log \left(\frac{[N_{II}]\lambda 6584}{H\alpha} \right)$$

La relación N2, está libre del enrojecimiento por polvo (a menos que haya extinción diferencial por polvo dentro de la galaxia). Esta relación rastrea principalmente la abundancia de nitrógeno, considerar que este parámetro es muy sensible al parámetro de ionización. En última instancia, debido a su relación cuadrática con la metalicidad, N2 puede disminuir considerablemente en galaxias con baja concentración de metales, llegando incluso a valores tan bajos como -2. Como resultado, la línea de emisión $[N_{II}]\lambda 6584$ puede presentar una debilidad significativa. Si no se considera adecuadamente este efecto, se podrían generar sesgos de selección importantes al pasar por alto galaxias que no muestran detección de esta línea.

$$R3 \equiv \log \left(\frac{[O_{III}]\lambda 5007}{H\beta} \right)$$

La relación R3 proporciona información acerca del estado de ionización del gas y la presencia de procesos energéticos en las regiones donde se emiten estas líneas. A mayor R3, indica una mayor excitación del gas ([Baldwin et al., 1981](#)). No es sensible al enrojecimiento del polvo.

$$O3N2 \equiv \log \left(\frac{[O_{III}]\lambda 5007}{H\beta} \right) - \log \left(\frac{[N_{II}]\lambda 6584}{H\alpha} \right)$$

La relación O3N2 ([Pettini and Pagel, 2004](#)), es una función monotonica de la metalicidad y no se ve afectada por la extinción del polvo (a menos que haya una extinción diferencial significativa), es muy sensible al parámetro de ionización y a la relación de abundancia N/O ([Pérez-Montero and Contini, 2009](#); [Amorín et al., 2010](#)).

La relación N2S2 (Pérez-Montero and Contini, 2009), es un buen trazador de la abundancia de nitrógeno, pero también puede utilizarse como trazador indirecto de la metalicidad.

4.5.2. Diagramas de diagnóstico clásicos

Considerando las líneas de emisión ópticas ajustadas, exploraremos los clásicos diagramas de cociente de líneas. El objetivo es investigar las propiedades de excitación e identificar el principal mecanismo de excitación. Analizamos estos diagramas tanto para las líneas integradas, como para las diferentes componentes cinemáticas que ajustamos. Para lo antes descrito, utilizamos los diagramas de diagnósticos BPT (Baldwin, Phillips & Terlevich por Baldwin et al. (1981)). Utilizamos la relación $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[\text{NII}]\lambda 6584/H\alpha$ (Baldwin et al., 1981), $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716,6731/H\alpha$ (Veilleux and Osterbrock, 1987) para clasificar las componentes Gaussianas. Otra relación comúnmente utilizada es $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha$ (Kewley et al., 2001), pero en nuestro caso no la utilizamos, debido a que $[\text{OI}]\lambda 6300$ presenta un S/N insuficiente para realizar un ajuste multi-componente o bien no presenta detección en gran parte de la muestra.

La Figura 4.7 muestra los diagramas BPT para $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[\text{NII}]\lambda 6584/H\alpha$, $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716,6731/H\alpha$. En la columna derecha se muestra los diagramas de diagnóstico considerando el flujo global de cada galaxia con su respectivo error. La columna izquierda muestra los diagramas de diagnóstico considerando el flujo individual de cada componente ajustada por galaxia, donde los círculos azules son las componentes con velocidad de dispersión menor a 90 km s^{-1} y los círculos rojos son las componentes con velocidad de dispersión mayor a 90 km s^{-1} , con sus respectivos errores. Los valores se comparan con el catálogo de galaxias de SDSS-DR7 MPA-JHU trazadas en gris, y se demarcan áreas distintas de diversos mecanismos de excitación. La línea teórica, determinada por el límite superior de los modelos de fotoionización estelar pura de Kewley et al. (2001) (línea discontinua negra), donde las galaxias por encima de esta línea estarían mayormente excitadas por actividad nuclear (AGNs). Por otro lado tenemos la línea empírica de Kauffmann et al. (2003) (línea discontinua gris), que nos permite distinguir entre galax

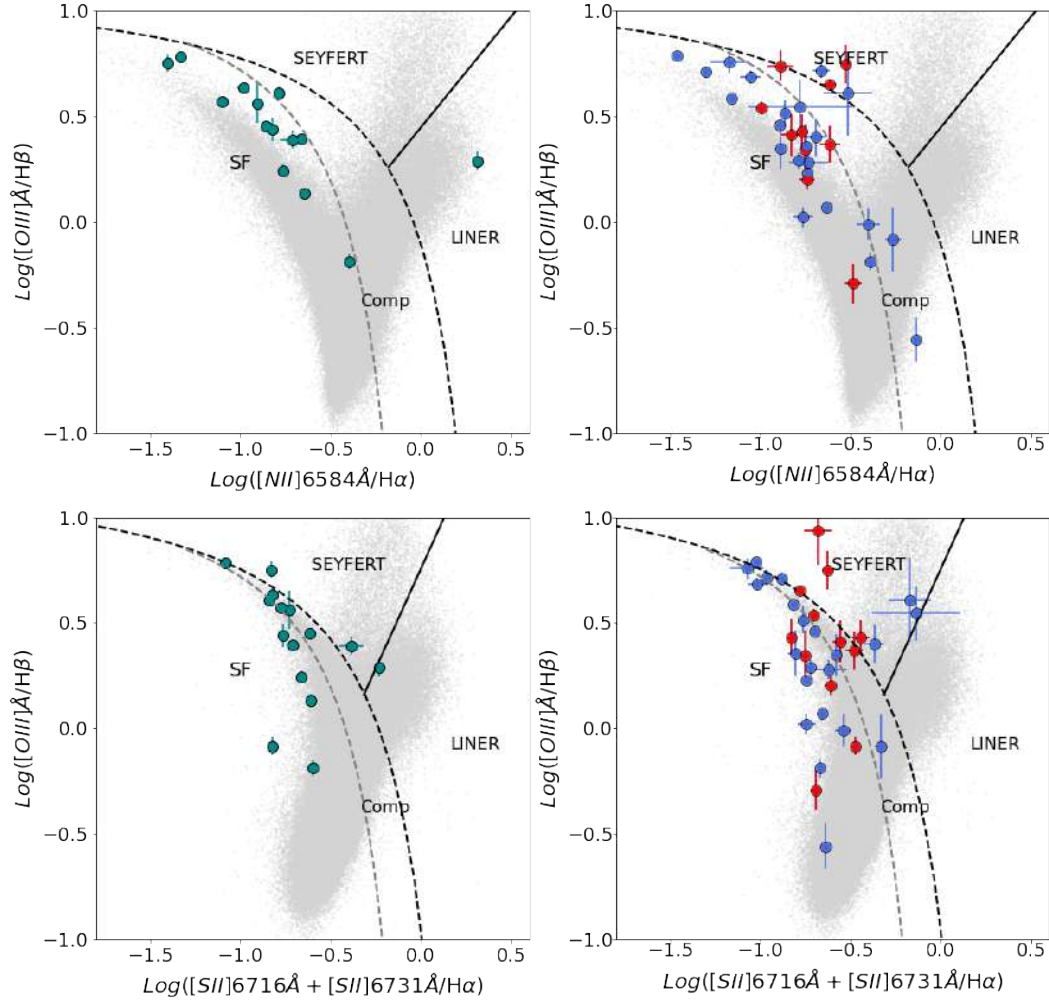


Figura 4.7: Diagramas de diagnóstico clásicos basados en cocientes de líneas de emisión utilizando las relaciones $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[NII]\lambda 6584/H\alpha$ y $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[SII]\lambda 6716, 6731/H\alpha$. Panel Izquierdo: Muestra los flujos integrados de los ajustes en la muestra en círculos verdes. Panel Derecho: Muestra los flujos individuales componente a componente de la muestra donde los círculos azules son las componentes con velocidad de dispersión menor a 90 km/s y los círculos rojos son las componentes con velocidad de dispersión mayor a 90 km/s, con sus respectivos errores. La región gris corresponde a la muestra de galaxias del SDSS-DR7 MPA- JHU. Las regiones de diferentes mecanismos de excitación están etiquetadas y establecidas por líneas teóricas y empíricas como las de [Kewley et al. \(2001\)](#) (línea discontinua negra), [Kauffmann et al. \(2003\)](#) (línea discontinua gris), [Kewley et al. \(2006\)](#) (línea negra) y [Schawinski et al. \(2007\)](#) (línea azul).

$[\text{NII}]\lambda 6584/H\alpha$ utilizamos la línea empírica establecida por [Kewley et al. \(2006\)](#) se muestra con la línea negra y para el caso de $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716,6731/H\alpha$ se utiliza [Schawinski et al. \(2007\)](#) (línea azul).

El objetivo de estos diagramas de diagnóstico es caracterizar los perfiles globales o componentes cinemáticos de las galaxias en la muestra. En general, los errores asociados a los ajustes son bajos para los perfiles globales, con un error promedio de ~ 0.03 . Sin embargo, al analizar los flujos individuales componente a componente, se observa un mayor error con un promedio de alrededor de ~ 0.06 . Esto se debe principalmente a la relación $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$. En algunas galaxias, la línea $H\beta$ presenta baja S/N, y se encuentra el continuo adyacente ruidoso, lo que contribuye al aumento del error. Otro factor que puede aumentar el error es el ajuste de 4 componentes, como en el caso de las galaxias SDSS001009 y SDSS143417. En el capítulo 3, se detalla cómo se establecen estas componentes y su justificación física.

Finalmente de la Figura 4.7, se observa que en los perfiles globales (columna izquierda) estas galaxias están dominadas por mecanismos de ionización de regiones de formación estelar (SF) y compuestas. Por otro lado, al analizar los perfiles componente por componente (columna derecha), muestra que algunas de relaciones de líneas se explican mejor mediante la zona de choques e incluso hay casos que pueden deberse a núcleos Seyfert. Al analizar la separación por la velocidad de las componentes, no encontramos una tendencia clara, hay componentes anchas y estrechas en la zona de núcleo Seyfert. Este resultado recalca la conclusión de [Hogarth et al. \(2020\)](#), quien sugiere que las diferentes componentes cinemáticas pueden tener diferentes fuentes de ionización y que las relaciones con los perfiles globales son una media ponderada a menudo dominada por el gas de las regiones formación estelar más brillantes (la emisión de la componente estrecha.)

Las figuras 4.8 y 4.9, al igual que la Figura 4.7, muestran diagramas BPT para $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[\text{NII}]\lambda 6584/H\alpha$, $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716,6731/H\alpha$ donde se comparan las LBAs con galaxias del catálogo de SDSS-DR7 MPA-JHU indicadas con puntos grises, y se demarcan áreas distintivas de diversos mecanismos de excitación. En la columna izquierda

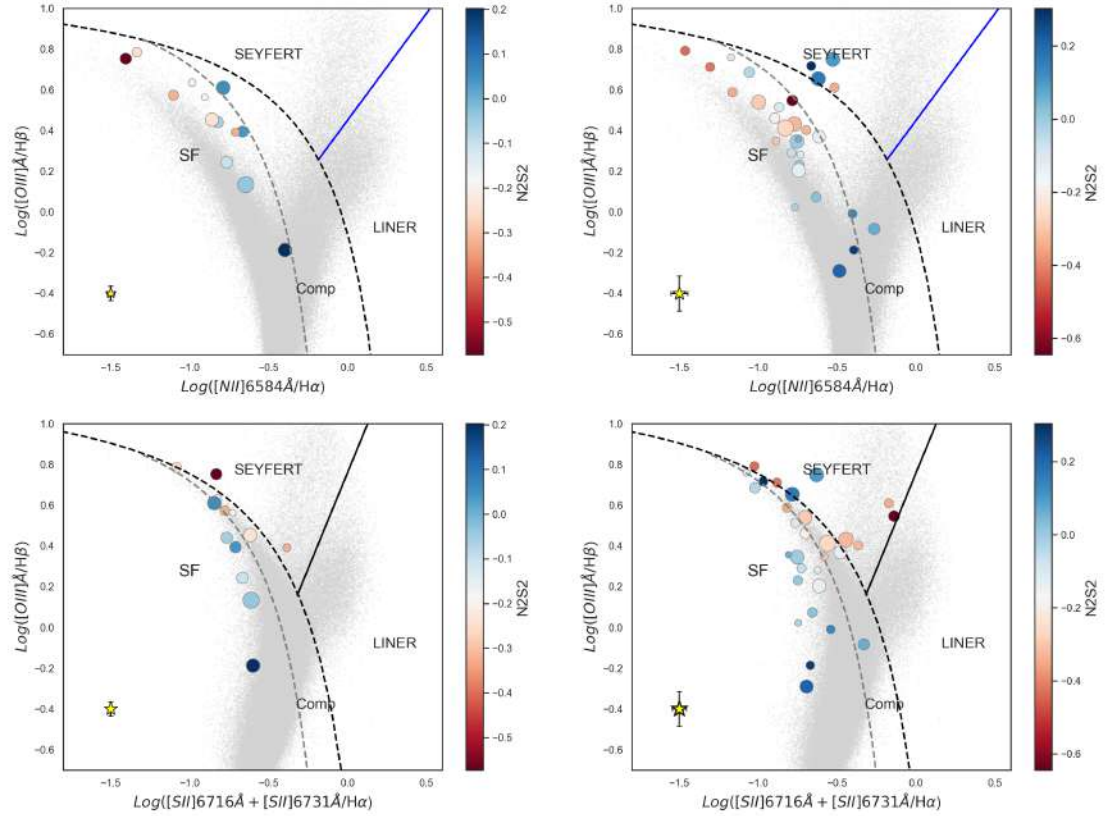


Figura 4.8: Igual a lo mostrado en la Figura 4.7, además incluye una barra de color en función de la relación N2S2. El tamaño de los círculos se relaciona al sigma de la componente de $\text{OIII} \lambda 5007 \text{\AA}$.

de cada componente en $[\text{OIII}] \lambda 5007$.

En la Figura 4.8 la columna derecha, donde utilizamos los flujos individuales por componentes. Encontramos que las componentes con mayor excitación tienden a tener valores de N2S2 menores, lo que sugiere carencia de nitrógeno en esas regiones. Hay otras componentes que muestran valores mayores de N2S2 lo que sugiere un exceso de nitrógeno en esas regiones. Sin embargo, cuando consideramos flujos integrados, la tendencia no es tan clara en N2S2. Esto puede deberse a la variabilidad en la composición química y las condiciones físicas del gas en diferentes regiones de las galaxias juegan un papel importante en la determinación de los valores de N2S2 usando el flujo integrado. Con respecto a la velocidad de dispersión, no observamos una tendencia en el BPT.

Finalmente en la Figura 4.9 tanto en la columna izquierda y derecha, donde utilizamos

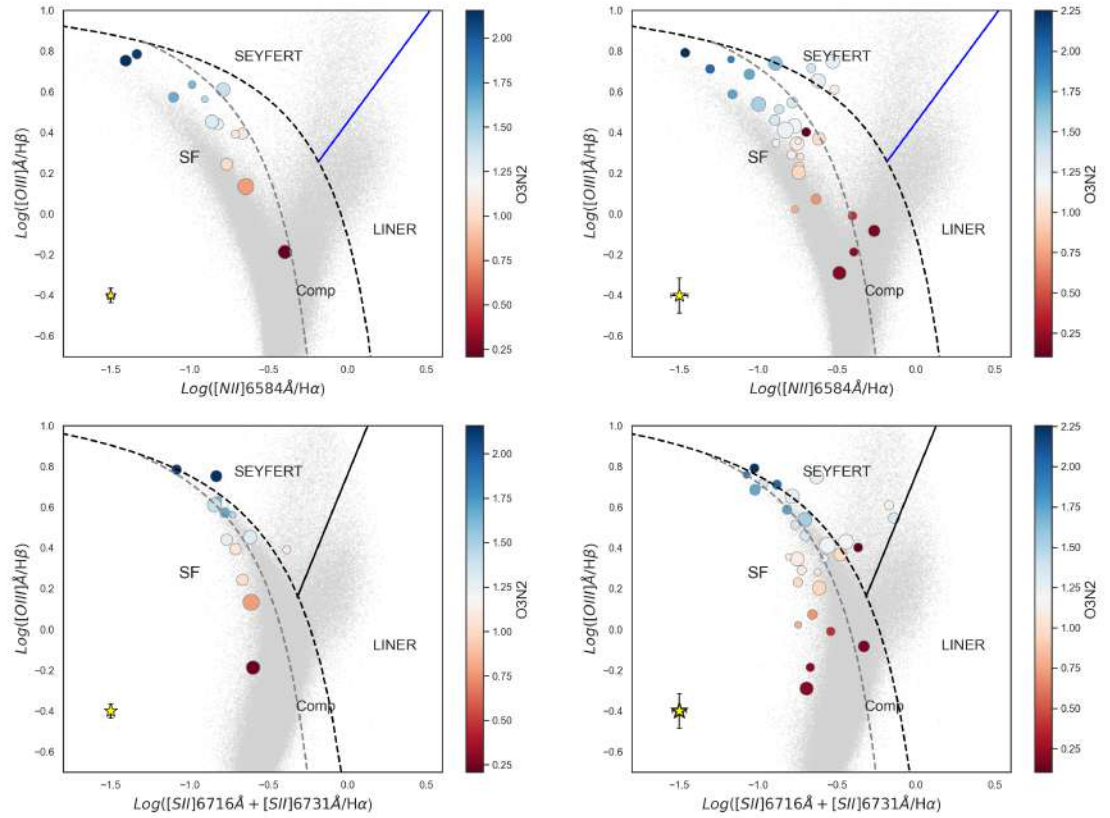


Figura 4.9: Igual a los mostrados en la Figura 4.7, además incluye una barra de color que indica O3N2. El tamaño de los círculos es proporcional a la dispersión de velocidad.

los flujos integrados e individuales por componentes. Encontramos que las componentes con mayor excitación tienden a tener valores de O3N2 mayores. Esto entrega más pistas a lo que observado en la Figura 4.8, donde encontramos una carencia de nitrógeno, en la zona de mayor excitación. Con respecto a la velocidad de dispersión, nuevamente no observamos una tendencia en el diagrama BPT.

4.6. Densidad electrónica del gas ionizado

La densidad electrónica es una propiedad física relevante para describir condiciones y caracterizar las regiones de formación estelar, junto con la temperatura electrónica. La

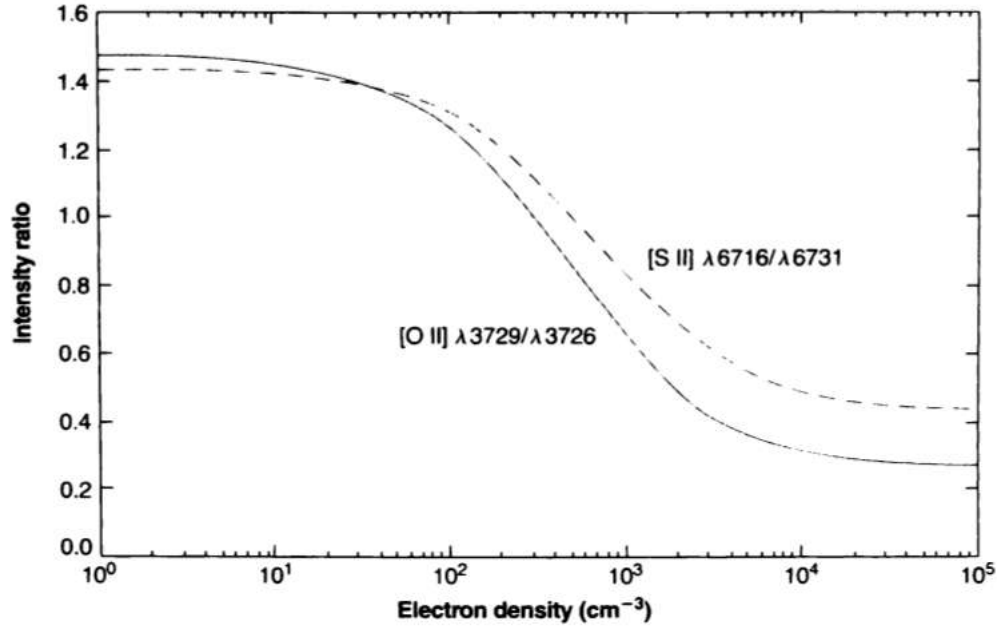


Figura 4.10: Comportamiento de la densidad electrónica en función las relaciones de intensidad de [OII] λ 3729/3726Å (línea continua), y [SII] λ 6716/6731Å (línea discontinua), considerando una $T_e=10.000$ K. Esta Figura corresponde a [Osterbrock and Ferland \(2006\)](#).

medición de densidad electrónica puede realizarse observando los efectos de la desexcitación colisional, comparando intensidades/flujo de dos líneas del mismo ion. Mediante dobletes de un elemento, pero emitidas por diferentes niveles con casi la misma energía de excitación, de modo que las tasas de excitación relativas a los niveles dependan solo de la relación de la intensidad de la colisión ([Osterbrock and Ferland, 2006](#)). En el rango visible, los dobletes que pueden utilizarse para calcular la densidad electrónica, corresponden a [OII] $\lambda\lambda$ 3729/3726Å, y [SII] $\lambda\lambda$ 6716/6731Å. Existen principalmente dos estados diferentes que se pueden encontrar. Primero, regiones de baja densidad, en donde cada excitación colisional le sigue la emisión de un fotón. Segundo, regiones de alta densidad donde las excitaciones colisionales y desexcitaciones dominan y establecen una relación de poblaciones de Boltzmann ([Osterbrock and Ferland, 2006](#)). Además existe una dependencia con la temperatura $T^{1/2}$ para derivar la densidad electrónica. Para entender cómo se estima la densidad electrónica en función de las relaciones de intensidad, mostramos la Figura 4.10, que muestra la relación teórica que sigue la densidad para los dobletes de [OII] $\lambda\lambda$ 3729/3726Å, y [SII] $\lambda\lambda$

Azufre [SII] $\lambda\lambda 6716/6731\text{\AA}$, debido a que está presente en toda la muestra y a que el doblete de [OII] se observa en el brazo UBV de X-Shooter y, por tanto, posee un factor de ~ 1.65 menor en resolución espectral. Para calcular n_e utilizamos la librería de Python **Specsy** (Fernández et al., 2023). Las temperaturas electrónicas se utilizaron las obtenidas y publicadas por Loaiza-Agudelo et al. (2020), para 6 galaxias (SDSS004054, SDSS005527, SDSS015028, SDSS020356, SDSS032845, SDSS235347). Las restantes 8 galaxias para las cuales no tenemos la temperatura electrónica, asumimos una $T_e=10.000$ K.

En la Tabla 4.6 se incluyen los valores obtenidos de densidad global y para diferentes las componentes cinemáticas de cada galaxia siguiendo la mencionada metodología. En general, encontramos que hay galaxias (SDSS005527, SDSS020356, SDSS214500, SDSS231812) en las que su componente ancha muestra una mayor densidad que la componente estrecha y que la densidad global. También hay galaxias (SDSS015028, SDSS0035733) donde tanto la componente estrecha, ancha y global, presentan una densidad muy similar. Y finalmente hay galaxias (SDSS021348, SDSS032845, SDSS232539) donde la componente estrecha presenta una mayor densidad que la componente ancha. Esto indica que podrían existir diferentes condiciones de densidad en las distintas componentes trazadas por el gas ionizado para este conjunto de galaxias. Si bien éstas pueden ser un reflejo de su gran variedad en sus propiedades físicas y dinámicas, como por ejemplo la presencia de gas chocado producto de interacciones, hay que tomar estos resultados con cautela ya que los errores en la determinación de la densidad son elevados.

Tabla 4.6: Tabla con las densidades electrónica por galaxia. La unidad de la densidad electrónica es de cm^{-3} , se incluyen los límites menor y mayor de la densidad.

Comp.	n_e ([SII])		
SDSS001009			
N1	261 ⁷³⁶ ₁₀₄		
N2	272 ⁷²⁸ ₉₀		
N3	884 ³⁷⁰⁹ ₁₈₈		
N4	866 ²⁰²⁷ ₃₄₄		
Global	426 ¹⁰⁷⁹ ₁₂₇		
SDSS004054			
B	-		
N	-		
Global	129 ¹⁵⁶ ₁₀₂		
SDSS005527			
B1	1416 ¹⁷¹⁹ ₁₁₆₅		
B2	471 ⁵⁷⁴ ₃₈₇		
N			

4.7. Resumen de las propiedades por galaxia

A continuación se realiza una descripción galaxia por galaxia, resumiendo sus principales propiedades. Además comentamos otros trabajos previos asociados a cada galaxia.

- **SDSS001009:** Es una galaxia extendida, con signos de una interacción reciente, esto se puede observar de la imagen de HST disponible (Posición 1 de la Figura 2.2). El ajuste está compuesto por 4 componentes estrechas. La dispersión de velocidad intrínseca de las componentes, están en el rango $\sigma_N \sim 30$ a 70 km s^{-1} . La cantidad de componentes ajustadas, demuestra que es una galaxia que contiene diferentes regiones demarcadas en su interior, por lo cual, entrega evidencia de la interacción que se observa. Todas se mueven en diferentes velocidades (desplazadas hacia el azul o el rojo). La densidad global es de $\sim 400 \text{ cm}^{-3}$, que está en el rango de intermedia a alta para regiones de formación estelar. Las densidades individuales están en rango de $\sim 200 \text{ cm}^{-3}$ y $\sim 800 \text{ cm}^{-3}$, donde corresponden a baja y alta densidad, mostrando que hay diferentes regiones con densidades muy variadas.
- **SDSS004054:** Es una galaxia compacta, como se observa de la imagen del HST (Posición 2 de la Figura 2.2). El ajuste está compuesto por componente estrecha y una ancha. Las componentes presentan una dispersión de velocidad intrínseca de $\sigma_N \sim 50 \text{ km s}^{-1}$ y $\sigma_B \sim 120 \text{ km s}^{-1}$. La velocidad radial está desplazada al rojo para la componente estrecha y hacia el azul para la componente ancha. La cinem

intrínseca de $\sigma_N \sim 50 \text{ km s}^{-1}$, $\sigma_{B1} \sim 120 \text{ km s}^{-1}$ y $\sigma_{B1} \sim 240 \text{ km s}^{-1}$. Existe consistencia cinemática entre todas las líneas para la componente estrecha y anchas, pero la componente ancha B1 muestra algunas diferencias, esto puede deberse a que parte de la línea de $H\alpha$, está absorbida por una línea telúrica, debido a esto se obtuvo un χ^2_ν 158.2, siendo el más alto obtenido de toda la muestra. La extinción en estas componentes va desde $A_v \sim 0.11 \text{ mag}$ a 1.00 mag , mostrando una alta diferencia entre ellas, es por casos como estos que se determinó realizar corrección de extinción componente a componente, en lugar de utilizar la extinción global para corregir solamente. La densidad de la componente B1 (la de mayor σ_{int}) con $n_e \sim 1400 \text{ cm}^{-3}$ es la más alta determinada para toda la muestra. Las otras densidades (resto de componentes y global) son del orden $\sim 450 \text{ cm}^{-3}$, siendo de intermedia a alta densidad. Es la galaxia que presenta la mayor tasa de formación estelar de la muestra, con $\text{SFR} \sim 14 M_\odot \text{ yr}^{-1}$. Esta galaxia fue estudiada por [Heckman et al. \(2015\)](#), [\(2016\)](#). A través de las líneas de absorción en el UV, con el objetivo de estudiar la fase ionizada caliente. Encuentran una fuerte correlación entre el SFR y SFR/Area y la velocidad del outflow. Destacar que ese estudio V_{out} no se define de la misma manera que en nuestro estudio. Esta galaxia también fue estudiada por [Gonçalves et al. \(2010\)](#). Dicho estudio se

nente, con $n_e \sim 200 \text{ cm}^{-3}$. Esta galaxia al igual que SDSS005527, fue estudiada por [Heckman et al. \(2015\)](#), 2016 y [Gonçalves et al. \(2010\)](#). Este último autor encuentra que este objeto muestra dos regiones de formación estelar diferenciables entre sí. Y encuentra diferencias entre las velocidades de dispersión en las regiones estudiadas, mencionan que esto no está claro si representa un brazo espiral o una cola de marea de una interacción en curso.

- **SDSS020356:** Es una galaxia compacta, como se observa de la imagen del HST (Posición 5 de la Figura 2.2). Presenta perfiles muy similares a los descritos en SDSS004054. Esta galaxia presenta extinción media, tanto en la componente global, como en la componente ancha y estrecha. Con respecto a la densidad, la componente global y estrecha, presentan baja densidad de $\sim 100 \text{ cm}^{-3}$ y la componente ancha tiene una mayor densidad respecto a las otras, pero igualmente es baja $\sim 320 \text{ cm}^{-3}$.
- **SDSS021348:** Es una galaxia que presenta un brote estelar brillante en el centro, como se muestra en la imagen del HST (Posición 6 de la Figura 2.2). Presentan perfiles asimétricos hacia el azul. Es la galaxia que presenta las líneas de [OIII], más débiles de nuestra muestra. Otra particularidad de esta es que la línea de $H\alpha$ presenta 2 componentes en su perfil. Por otro lado la línea de $H\beta$ se modela con una sola componente Gaussiana a diferencia de $H\alpha$, esto

del HST (Posición 7 de la Figura 2.2). El ajuste esta compuesto por 3 componentes, logramos resolver espectroscópicamente 2 brotes estelares, modelados con 2 componentes estrechas y también se modela una componente ancha. Las dispersiones de velocidades intrínsecas de las componentes estrechas, son de $\sigma_{N2} \sim 20 \text{ km s}^{-1}$ y $\sigma_{N1} \sim 50 \text{ km s}^{-1}$, y para la componente ancha es de $\sigma_{B1} \sim 120 \text{ km s}^{-1}$. La velocidad radial esta desplazada hacia el azul en la componente ancha y componente estrecha denominada N1, en cambio la componente estrecha(N2) está desplazada hacia el rojo. Con respecto a la densidad es variada en el rango de $\sim 140\text{-}860 \text{ cm}^{-3}$. La componente ancha presenta la menor densidad observada para esta galaxia, en cambio la componente más estrecha(N2) presenta la densidad más alta.

- **SDSS035733:** Es una galaxia con claros signos de interacción, donde se observa una región brillante y otra más débil, como lo muestra la imagen del HST (Posición 8 de la Figura 2.2). El perfil que muestra esta galaxia está compuesto por 2 componentes, una estrecha y una ancha. Al igual que SDSS015028, la posición de la rendija al momento de la observación, está enfocada solo a la región brillante de la derecha de la imagen del HST. Las dispersiones de velocidades intrínsecas de las componentes son de $\sigma_N \sim 50 \text{ km s}^{-1}$ y $\sigma_B \sim 120 \text{ km s}^{-1}$. La velocidad radial está desplazada hacia el rojo en la componente ancha y desplazada hacia el azul para la componente estrecha. La extinc

desfase de velocidades entre estas regiones pequeño.

- **SDSS143417:** Es una galaxia que muestra claras señales de interacción, y se observa más de un brote estelar, esto se observa en la imagen del HST (Posición 10 de la Figura 2.2). Esta galaxia presenta el perfil más complejo de toda la muestra, estos perfiles fueron modelados con 4 componentes, dos componentes estrechas y 2 componentes anchas. Las dispersiones de velocidades en las componentes estrechas son de $\sigma_N \sim 45 \text{ km s}^{-1}$ para ambas componentes y para las componentes anchas son de $\sigma_{B1} \sim 115 \text{ km s}^{-1}$ y $\sigma_{B2} \sim 90 \text{ km s}^{-1}$. Las velocidades radiales son muy diferentes entre las 4 componentes, lo que refleja el complejo movimiento del gas ionizado en esta galaxia. La componente ancha B1 está altamente desplazada hacia el azul con una $\Delta v_r \sim -86 \text{ km s}^{-1}$, la componente ancha B2, está altamente desplazada hacia el rojo con una $\Delta v_r \sim 198 \text{ km s}^{-1}$. La componente estrecha N1 esta desplazada al azul y la componente N2 esta altamente desplazada hacia el rojo con una $\Delta v_r \sim 90 \text{ km s}^{-1}$. La extinción de esta galaxia para el perfil global es intermedia. La componente ancha B2, muestra la mayor extinción determinada de toda la muestra de galaxia, con un valor de $A_v = 1.97 \text{ mag}$. También esta galaxia componente con menor extinción de la muestra, corresponde a la componente B1. Con respecto a

nor extinción que la componente ancha ($A_v = 1.82$ mag). Con respecto a la densidad, las componentes estrechan presentan densidad de 130 y 190 cm^{-3} , la componente ancha presenta una densidad de 365 cm^{-3} , y la componente global una densidad de 220 cm^{-3} .

- **SDSS231812:** Es una galaxia con múltiples brotes estelares visibles, esto se observa en la imagen del HST (Posición 12 de la Figura 2.2). El perfil modelado para esta galaxia, consta de una componente estrecha y una componente ancha. Las dispersiones de velocidades intrínsecas de las componentes son de $\sigma_N \sim 65 \text{ km s}^{-1}$ para la componente estrecha y de $\sigma_B \sim 150 \text{ km s}^{-1}$ para la componente an

La velocidad radial presenta inconsistencia en las diferentes líneas de emisión. La extinción por polvo de esta galaxia, presenta diferencias en sus componentes. La componente ancha presenta alta extinción por polvo con un valor de 1.26 mag y la componente estrecha presenta una extinción baja de $A_v = 0.27$ mag. Con respecto a la densidad esta no pudo ser determinada debido a que no se respetaban los posibles valores teóricos, que se ilustran en 4.10.

Capítulo 5

Discusiones

En este Capítulo discutiremos los resultados obtenidos para la caracterización cinemática de la componente ancha observada en los perfiles de línea de emisión, centrándonos en su interpretación como *outflows* y analizando sus propiedades mediante un modelo simple. Finalmente, discutiremos dichas propiedades con aquellas determinadas con anterioridad para galaxias GPs, lo cual nos servirá para entender posibles similitudes y diferencias en la cinemática y propiedades de los *outflows* en análogos locales con criterios de selección distintos.

5.1. Propiedades del *outflow* y su efecto en el *feedback* de la formación estelar masiva y compacta

De la relación $L-\sigma$ presentada en §4, obtenemos que las componentes anchas es gas acelerado a mayores velocidades que aquellas que corresponden a la dinámica de las regiones H

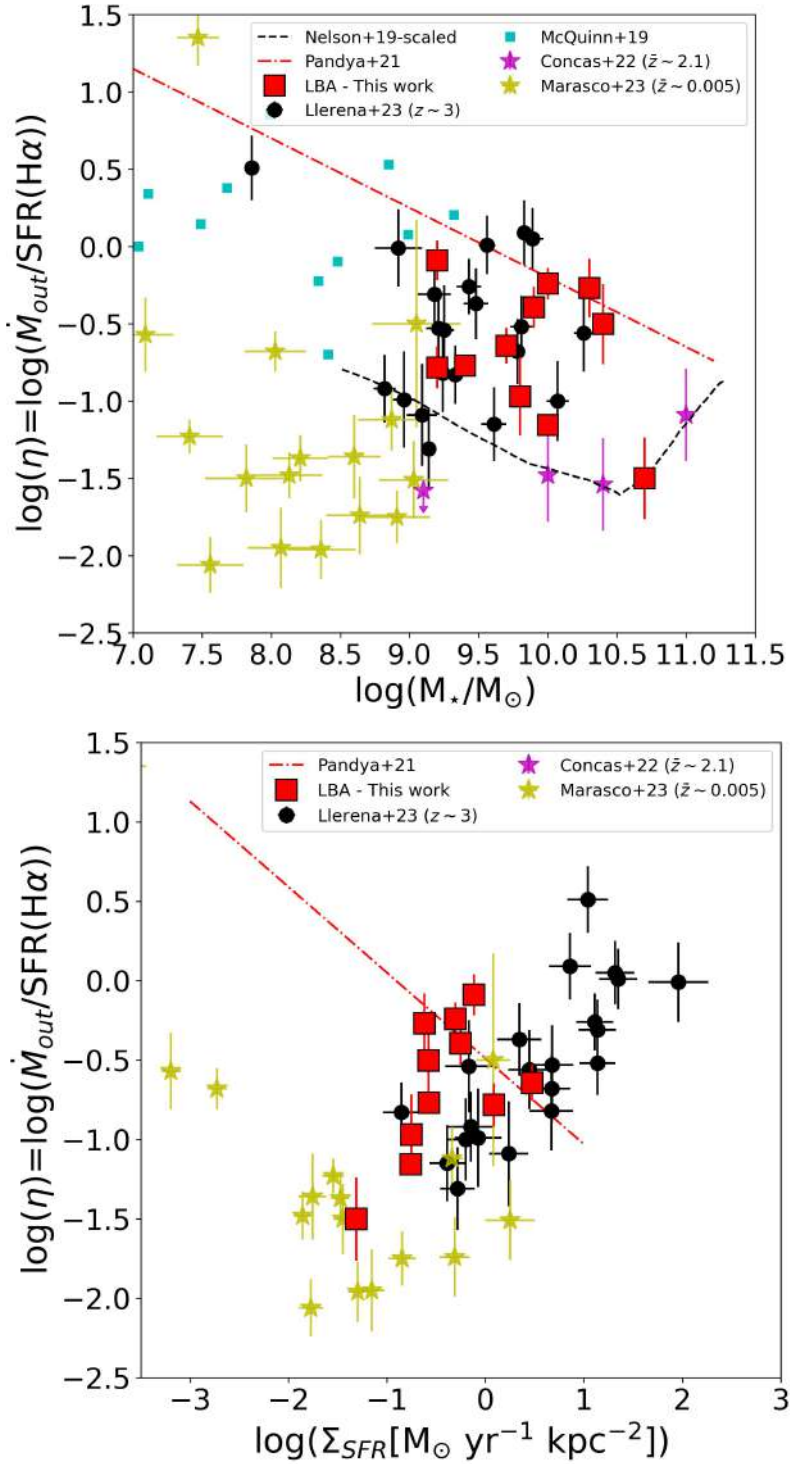
Primero nos centramos en la masa de gas del *outflow*, que definimos como,

$$M_{out}^{H\alpha} = 3.2 \times 10^5 \left(\frac{L_B^{H\alpha}}{10^{40} \text{ erg s}^{-1}} \right) \left(\frac{100 \text{ cm}^{-3}}{n_e} \right) M_{\odot} \quad (5.1)$$

donde $L_B^{H\alpha}$ corresponde a la componente más ancha de la línea de emisión de $H\alpha$, la cual se corrigió por extinción utilizando Calzetti (2001), tal como se aplicó esta corrección para obtener el SFR. Como explica Llerena et al. (2023), la utilización de $H\alpha$, y no

Tabla 5.1: Tabla de resultados

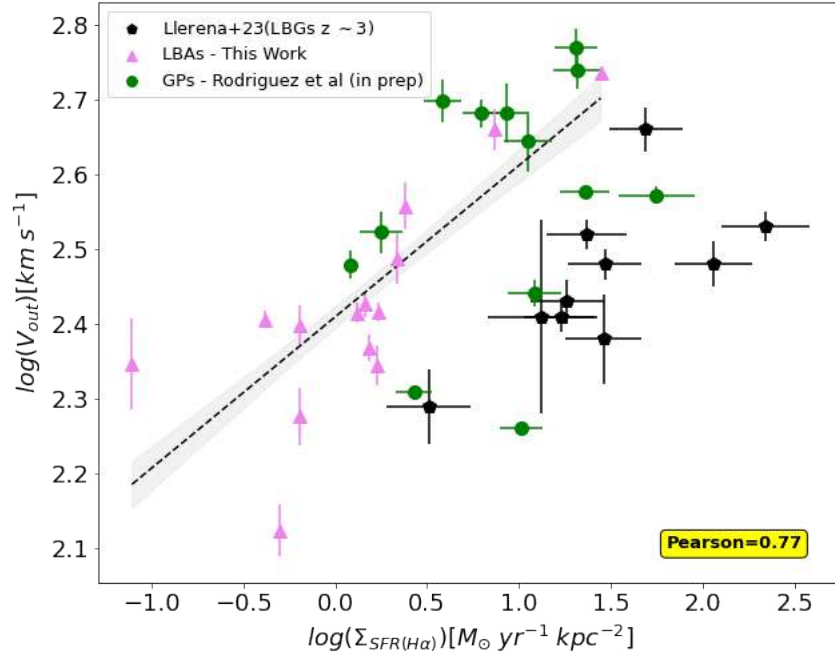
ID	Log (v_{out}) ($km\ s^{-1}$)	Log (SFR_{Narrow}) $M_{\odot}\ yr^{-1}$	Log ($\dot{M}_{out}$) $M_{\odot}\ yr^{-1}$	Log (η) dex
001009	-	-	-	-
004054	2.42 ± 0.01	0.84 ± 0.01		



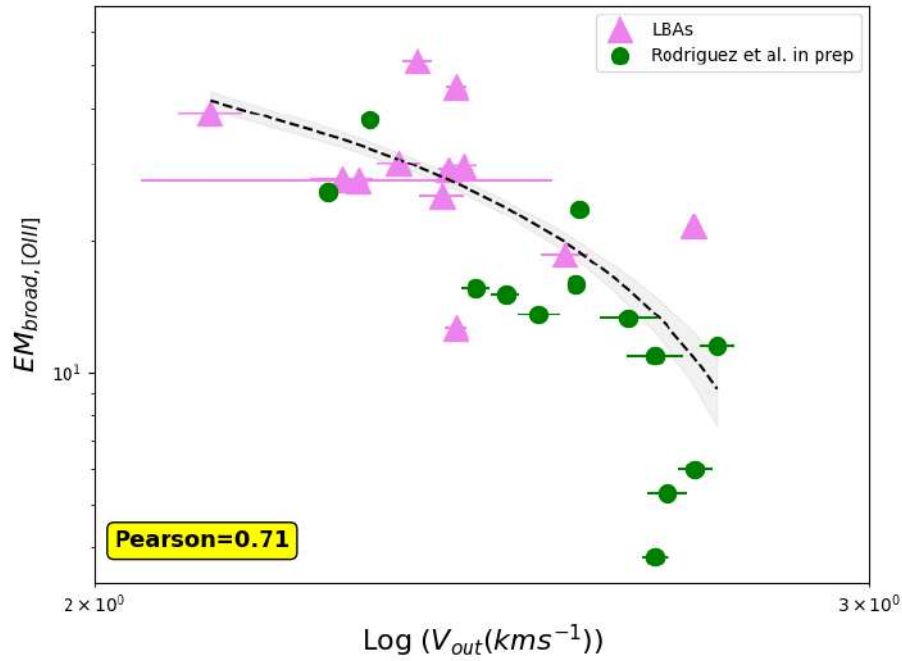
Nelson et al. (2019), que además predicen un aumento de η a masas estelares $\log(M_\star) > 10 M_\odot$ que nuestros datos no llegan a reproducir por ser las galaxias de nuestra muestra menos masivas. Con respecto a los datos observacionales, encontramos que nuestras galaxias están en buen acuerdo con la posición de las galaxias a alto *redshift* ($z \sim 3$) de Llerena et al. (2023), que son seleccionadas como galaxias LBs. Tanto nuestras galaxias y las de Llerena et al. (2023) presentan discrepancias con la tendencia encontrada mediante apilamiento de galaxias a *redshift* ($z \sim 2.1$) de Concas et al. (2022)

cidad de la formación estelar y el feedback estelar no es fiel al comportamiento de este tipo de galaxias. Nuestro resultado, por lo tanto, podría ser útil para proporcionar nuevas restricciones a las recetas ad-hoc que se incluyen en el tratamiento de la retroalimentación (*feedback*) de la formación estelar en galaxias del tipo LB a bajo y alto z . Concluimos por tanto que no solo la masa estelar sino también la compacidad de las regiones de formación estelar (es decir, su Σ_{SFR}) en galaxias de baja masa desempeña un papel relevante en las propiedades y el impacto de los *outflows* y el *feedback* en estos sistemas.

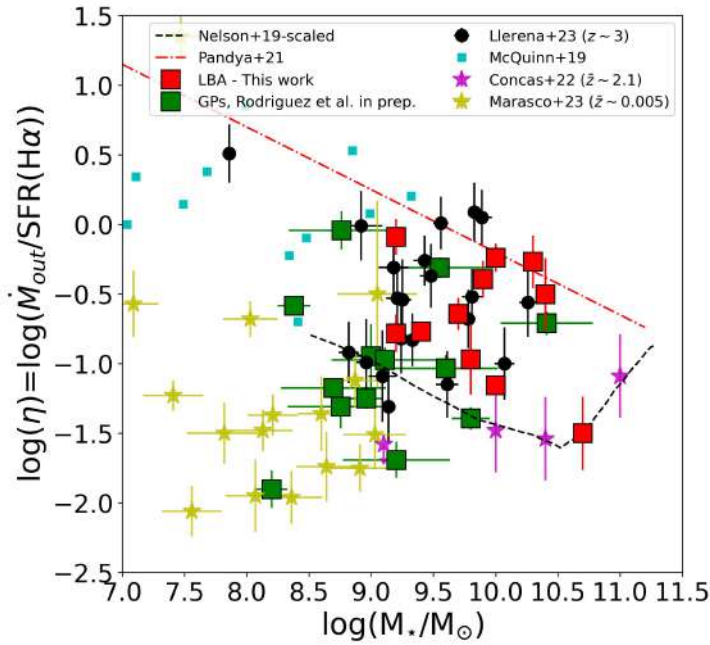
5.2. Comparación con las galaxias



telar y la velocidad del outflow de las LBAs y GPs. Los triángulos rosados corresponden a las galaxias LBAs estudiadas en esta tesis, para las que su densidad superficial de la tasa de formación estelar corresponde a $\Sigma_{SFR} = SFR/(2\pi R_{50}^2)$. El SFR utilizado es el obtenido por [Overzier et al. \(2009\)](#) utilizando $H\alpha$, mientras que el R_{50} corresponde al obtenido por [Gonçalves et al. \(2010\)](#) utilizando fotometría del HST/ACS. Encontramos cinco galaxias que en la literatura no están reportados sus $R_{50}</$



se realizó una regresión lineal utilizando el método de los mínimos cuadrados para establecer el mejor ajuste a dichos datos. Así, determinamos una pendiente de valor $m = -50.61$ y una intersección del eje Y con valor $n = 149.32$. Dicha regresión está representando en la Figura 5.5 con la línea discontinua negra, donde además se agrega en sombreado gris que representan el intervalo de confianza de 1σ . Encontramos que a medida que aumenta la velocidad del *outflow*



Capítulo 6

Conclusiones

En esta tesis se analizó la cinemática del gas ionizado de una muestra de 14 galaxias LBA, análogas a las *Lyman-break* a alto *redshift*, mediante espectroscopia profunda y de alta resolución ($R \sim 8900$). Estas galaxias fueron seleccionadas por

presenta dispersión de velocidad intrínseca mayores, en el rango de $\sim \sigma_{int} 90 - 250 \text{ km s}^{-1}$, 9 de las 14 galaxias presentan desplazamiento hacia el azul con valores

4. Utilizando el cociente del doblete de $[\text{SiII}]$

