



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

ESPECTROSCOPIA INTEGRAL DE CAMPO DE
GALAXIAS ACTIVAS DUALES

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICA

P R E S E N T A :

ESTEPHANIE GARCÍA HERNÁNDEZ

TUTOR

DRA. IRENE CRUZ-GONZÁLEZ ESPINOSA



CIUDAD UNIVERSITARIA, CDMX, 2023



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

1. Datos del alumno

García

Hernández

Estephanie

44 23 44 05 84

Universidad Nacional Autónoma de México

Facultad de Ciencias

Física

417074535

2. Datos del tutor

Dra.

Irene Antonia

Cruz-González

Espinosa

3. Datos del sinodal 1

Dra.

Miriam del Carmen

Peña

Cárdenas

4. Datos del sinodal 2

Dr.

Omar Guillermo

Morales

Saavedra

5. Datos del sinodal 3

Dra.

Verónica

Lora

Castellanos

6. Datos del sinodal 4

M. en C.

Ricardo Martín

Hernández

Flores

7. Datos del trabajo escrito

Espectroscopía integral de campo de galaxias activas duales

100p

2023

“El Universo espera, inagotable, invitador.”

Jorge Luis Borges

Resumen

En esta Tesis se analizaron cinco pares de galaxias que Steffen et al. (2023) proponen como candidatos de núcleos activos de galaxias (AGNs) duales en MaNGA (*Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory*), los cuales provienen de una muestra de 11,072 galaxias con un corrimiento al rojo $z < 0.01$ de MaNGA. Los números de placa de MaNGA de estos cinco pares son: 7443–12703, 8133–12704, 9892–12702, 10837–9102 y 12518–3703.

El objetivo principal de este trabajo consistió en proponer y utilizar un método de análisis diferente al que usaron los autores del artículo antes mencionado para comprobar si las galaxias que conforman cada uno de los pares de galaxias tienen un núcleo activo y si este coincide con el tipo de AGN que se reporta en el artículo. Para esto, se optó por estudiar individualmente la región nuclear de cada galaxia y se utilizaron datos de espectroscopía de campo integral, en particular, se emplearon cubos de datos espacialmente resueltos del muestreo de MaNGA.

Para realizar el análisis de los cubos de datos se utilizó el datoducto de análisis Pipe3D (su versión en *Python*) pues, con esta herramienta se obtuvieron por separado las propiedades espacialmente resueltas de las poblaciones estelares y de las líneas de emisión del gas ionizado. Con estos resultados se graficaron los espectros observados de las galaxias junto con su componente estelar y del gas ionizado. Además, se utilizaron los flujos de algunas líneas de emisión para construir los diagramas de diagnóstico: BPT y WHAN, con los cuales se clasificaron las diez galaxias según su tipo de AGN. Esta clasificación y otros resultados relevantes como la separación proyectada, la masa estelar M^* y la luminosidad de la línea de $[\text{OIII}]\lambda 5007$, $L[\text{OIII}]$, se compararon con los valores que presenta el artículo antes mencionado.

En general, los resultados de este trabajo coinciden con los datos que se muestran en el artículo. Los valores de M^* y $L[\text{OIII}]$ que se obtuvieron para las diez galaxias presentaron errores porcentuales menores al 6% y 2% respectivamente. Por otra parte, solo a dos de las diez galaxias se les asignó un tipo de AGN distinto al que se menciona en el artículo. Las cuales se encuentran en los pares cuyo número de placa en MaNGA es: 9892–12702 y 12518–3703. Cabe mencionar que, en estos pares el error porcentual de la separación proyectada resultó ser de 36% y 54% respectivamente. Sin embargo, se identificó que ambas galaxias se encuentran muy cerca de su compañera y son muy débiles, lo cual afectó el análisis espectral. En particular, se observó que el espectro de la galaxia en MaNGA–12518–3703 tenía cuatro líneas de emisión muy débiles que se llegaban a confundir con el ruido.

Al revisar los resultados que se obtuvieron en este trabajo y compararlos con los de la literatura, se llegó a la conclusión de que el método que se utilizó para analizar y clasificar a las galaxias es bastante útil y confiable. Sin embargo, se debe considerar que hay algunos factores que pueden perjudicar el análisis con pyPipe3D, como la calidad de los datos y la relación señal-ruido (S/N) que tengan, entre otros. Aún así, se recomienda hacer más estudios en otras longitudes de onda y con distintos métodos de análisis para clasificar correctamente a los AGNs individuales y duales.

Agradecimientos

Los sucesos diarios que forman parte de la vida ocurren debido a la infinidad de decisiones y caminos que eligen las personas, los cuales tienden a encontrarse y enlazarse sin previo aviso, dando como resultado una serie de coincidencias y situaciones que quizá no hubiesen existido de no haber estado en el momento y lugar adecuado. Podría decir que este trabajo es una de las tantas ramas que conforman mi vida por lo que, además del esfuerzo y horas que le dediqué, este no existiría sin las decisiones pasadas, tanto mías como de otros. Por ello, en las siguientes líneas quisiera mencionar y agradecer las acciones y palabras que eligieron las personas que, de alguna manera, están o estuvieron presentes en los meses en los que escribí esta Tesis.

Primero, quisiera darle las gracias a mis padres por todo el cariño y apoyo que me han dado a lo largo de los años. En especial, les agradezco el esfuerzo que hicieron para darme una buena educación que me permitiera seguir el camino que elegí. También le agradezco a mi hermano (quien es mi mejor amigo y una persona muy importante para mí) por todo el apoyo tanto emocional como económico. Y sobre esto último, también quisiera darle las gracias a mi abuela Teresa y algunos tíos, pues sin ellos no hubiese podido terminar mis estudios universitarios. Además, quisiera agradecerle a mi amiga Adriana Peredo, quien a pesar de la distancia siempre estuvo a mi lado.

Por otra parte, la UNAM y, en particular, la Facultad de Ciencias han sido de gran importancia para mí pues con ayuda de los distintos recursos que brinda la Facultad logré avanzar en mis estudios y formación profesional. A lo largo de la carrera conocí varios profesores que me ayudaron a entender mejor la física y de quienes aprendí la importancia de adentrarse en el mundo de la ciencia con humildad, de reconocer los límites intelectuales y los errores propios, entre ellos los que recuerdo con más cariño son los maestros Maris Sofía Flores Cruz y Ricardo Martín Hernández Flores. Y, en especial, quisiera agradecerle a la doctora Irene Cruz-González por acompañarme a lo largo de estos meses como mi asesora de Tesis y quien, además, es una persona a la que admiro muchísimo por su pasión por la astrofísica, sus conocimientos y por la paciencia que me ha tenido a lo largo de este proceso.

Por último, quisiera darle las gracias a las personas que, de alguna manera, estuvieron relacionadas con este trabajo en particular, a Alejandra Z. Lugo Aranda por explicarme cómo utilizar el código de pyPipe3D y ayudarme a realizar el análisis de los datos, y los miembros del jurado por revisar el manuscrito de la Tesis.

Índice general

Resumen	IV
Agradecimientos	VI
1. Introducción	1
1.1. Núcleos activos de galaxias: AGN	2
1.1.1. Clasificación	4
1.1.2. El modelo unificado	7
1.1.3. Diagramas de clasificación	9
1.2. Sistemas de SMBHs y AGNs	14
1.2.1. Clasificación	15
1.2.2. AGNs duales	17
2. Motivación	20
2.1. Método de análisis	20
2.2. Candidatos de AGNs duales	21
3. Objetivos	23
4. Espectroscopía de campo integral	24
4.1. Proyecto MaNGA	25
5. Metodología	28
5.1. Datoducto de análisis pyPipe3D	28
6. Análisis de datos	32
6.1. Selección de los pares de galaxias	32
6.2. Manejo de los cubos de datos	33
6.3. Análisis de los cubos de datos con pyPipe3D	35
7. Resultados y discusión	36
7.1. Galaxias: MaNGA-7443-12703	36
7.2. Galaxias: MaNGA-8133-12704	45
7.3. Galaxias: MaNGA-9892-12702	53
7.4. Galaxias: MaNGA-10837-9102	61
7.5. Galaxias: MaNGA-12518-3703	69
7.6. Resultados generales	77
7.7. Estudios complementarios	80
7.7.1. Galaxias: MaNGA 7443-12703	80
7.7.2. Galaxias: MaNGA 9892-12702	84

7.7.3. Galaxias: MaNGA 10837-9102	87
7.7.4. Galaxias: MaNGA 12518-3703	87
7.8. Observaciones requeridas	87
8. Conclusiones	89
Apéndices	92
I. Glosario de símbolos y constantes físicas	92
II. Glosario de acrónimos y siglas	93
Bibliografía	95

1 Introducción

En los últimos años, los núcleos activos de galaxias (AGN: *Active Galactic Nuclei*) se han convertido en un tema de gran interés astronómico debido a las peculiaridades que se observan en varios de estos objetos luminosos y el interés por explicar su naturaleza a través de modelos teóricos. Para estudiarlos, se han realizado varias observaciones en distintas longitudes de onda con el propósito de conocer mejor sus propiedades físicas.

Con el paso del tiempo, se han encontrado varios tipos de AGNs los cuales presentan ciertas características en su espectro que permiten diferenciarlos. Estos han recibido distintos nombres como cuásares, radiogalaxias, galaxias Seyfert Tipo I y II, LINERs, QSOs y más. Por ejemplo, los Seyfert Tipo I presentan en su espectro líneas de emisión permitidas muy anchas como H α , HeI y HeII, y también tienen líneas angostas prohibidas tales como [OIII] $\lambda\lambda$ 4959, 5007, [NII] $\lambda\lambda$ 6548, 6583 y [SII] $\lambda\lambda$ 6716, 6731. Mientras que los Seyfert Tipo II y los LINERs solo tienen líneas de emisión angostas, tanto permitidas como prohibidas pero, en el caso de los LINERs las líneas más fuertes son [OI] λ 6300, [NII] $\lambda\lambda$ 6548, 6584, [SII] $\lambda\lambda$ 6716, 6731 y las líneas de la serie de Balmer.

Sin embargo, actualmente existen modelos de unificación en los que se explica que todos los tipos de AGNs son un mismo objeto, el cual se observa desde distintos ángulos y, por ello, se aprecian características distintas en cada caso. El modelo de unificación más reconocido es el que desarrollaron Antonucci (1993), Urry & Padovani (1995) y Urry (2003). A pesar de esto, aún se utilizan los nombres que se les asignaron a cada tipo de AGN para diferenciarlos entre sí.

Para revisar si una galaxia tiene un AGN, Baldwin et al. (1981) propusieron los diagramas de diagnóstico (o clasificación) BPT. Los cuales ayudan a determinar si la galaxia tiene un AGN tipo Seyfert o LINER, si no tiene un AGN y solo presenta formación estelar o si es una galaxia compuesta. Estos diagramas utilizan los cocientes de las intensidades de ciertas líneas de emisión, las cuales se sabe que son más intensas cuando hay un AGN. Otro diagrama de clasificación que se utiliza es el WHAN, el cual fue propuesto por Cid Fernandes et al. (2011), considera menos líneas de emisión y coloca a las galaxias en categorías similares.

Además del estudio individual de los AGNs también se han estudiado en grupos y algunos de estos muestran indicios de que sus galaxias se están fusionando. En general, se cree que las fusiones de galaxias (activas o inactivas) son una parte importante de la evolución de las galaxias pues contribuyen al crecimiento y fusión de los agujeros negros supermasivos, la acreción del gas y la aparición de la actividad nuclear.

En este trabajo se busca estudiar las fusiones de galaxias en las que los dos agujeros negros son activos, a las que les conoce como AGNs duales. Sin embargo, este tipo de sistemas son escasos y complicados de analizar ya que, para confirmar que un candidato de AGN dual es verdadero se tienen que hacer varias observaciones y estudios continuos en diferentes longitudes de onda.

1.1. Núcleos activos de galaxias: AGN

El término «núcleos activos de galaxias» o «AGN» se utiliza para indicar que hay fenómenos energéticos que ionizan el gas en los núcleos o regiones centrales de algunas galaxias los cuales, no están relacionados con las estrellas que hay en estas (Peterson 1997). Este tipo de galaxias son raras en el Universo porque, en general, son distantes y débiles (Osterbrock & Ferland 2006) y, por ello, son difíciles de observar. En las últimas décadas se han realizado diversos estudios para comprender la naturaleza de estos objetos. En particular, se han hecho observaciones en distintas longitudes de onda, desde el radio, infrarrojo (IR), óptico y ultravioleta (UV) hasta los rayos-X y rayos- γ , que dan información que ayuda a entender mejor a los AGNs (Osterbrock & Ferland 2006).

El primero en realizar un estudio observacional de los AGNs fue Edward A. Fath quien, en 1908, obtuvo el espectro óptico de un AGN en el observatorio Lick (Fath 1909). Fath estudió los espectros de los núcleos de las nebulosas espirales (que actualmente se sabe que son galaxias) más brillantes que se conocían en aquella época (Peterson 1997). El espectro que más llamó su atención fue el de NGC 1068 (véase la Figura 1.1.1) pues en este se distinguían seis líneas de emisión fuertes y era muy distinto a los otros espectros, los cuales solo tenían líneas de absorción debido a las estrellas (Fath 1909).

En 1917, V.M. Slipher obtuvo un espectro de mejor calidad del mismo núcleo y notó que las líneas de emisión son similares a las que se observan en las nebulosas planetarias (Slipher 1917). Además, mencionó que las líneas estaban resueltas y tenían anchos de hasta cientos de kilómetros por segundo.



Figura 1.1.1: Placa fotográfica que obtuvo Edward A. Fath en 1908 de la galaxia espiral barrada NGC 1068. Figura tomada de Fath (1909).

1.1. Núcleos activos de galaxias: AGN

Más tarde, en 1943, Carl K. Seyfert estudió un conjunto de galaxias (el cual incluía a NGC 1068) con núcleos pequeños, de apariencia semi-estelar y muy brillantes (Seyfert 1943). Para la mayoría de estas galaxias, observó que en los espectros de los núcleos habían varias líneas de emisión de alta ionización y también notó que estas líneas eran más anchas que las líneas de absorción de una galaxia normal (Seyfert 1943). Los objetos que estudiaron Fath, Slipher y Seyfert son conocidos como «galaxias Seyfert» y son el tipo de AGN más común (Osterbrock & Ferland 2006).

En los años cincuenta hubo un gran avance en la radioastronomía y, con los diversos estudios y observaciones en radio que se realizaron, se pudieron identificar las contra partes ópticas de las fuentes de radio más fuertes (Osterbrock & Ferland 2006). Una de ellas es Cygnus A (Cyg A), la cual fue identificada por Baade & Minkowski (1954) con una galaxia tenue con un corrimiento al rojo $z = 0.057$. Ellos notaron que Cyg A tenía un espectro similar al de las galaxias Seyfert, pues también presentaba líneas de emisión anchas, la única diferencia era que este tenía una emisión en radio más fuerte (Baade & Minkowski 1954). Cyg A pertenece al grupo de las llamadas «radiogalaxias», que son otro tipo de AGN (Osterbrock & Ferland 2006).

Sin embargo, no todas las fuentes de radio fueron identificadas con una galaxia o nebulosa en el óptico, algunas resultaron ser objetos aparentemente estelares (Osterbrock & Ferland 2006). La primera fuente de radio fuerte que fue identificada con un objeto estelar fue 3C 48, la cual fue estudiada por Matthews & Sandage (1963). Ellos encontraron que esta parecía una estrella de magnitud absoluta¹ en el óptico $V = 16$ pero, su espectro no era el de una estrella pues tenía líneas de emisión anchas y fuertes en longitudes de onda desconocidas (Matthews & Sandage 1963).

Poco después, se encontró la fuente de radio 3C 273 (que tenía un espectro similar a 3C 48) pero, Schmidt (1963) se dio cuenta que sus líneas de emisión eran las líneas de la serie de Balmer del hidrógeno y $\text{MgII}\lambda 2798$, solo que estaban recorridas porque el objeto tenía un $z = 0.158$, un valor inusualmente alto en aquella época (Peterson 1997). De manera similar, Greenstein (1963) identificó las líneas de emisión en 3C 48 y resultó que esta fuente tenía un corrimiento al rojo aún más grande, $z = 0.367$.

De este tipo de objetos solo se sabía que eran muy luminosos, se encontraban a grandes distancias y no eran estrellas, así que se les llamó «fuentes de radio cuasi-estelares» y, posteriormente, «cuásares» (Osterbrock & Ferland 2006). El estudio de los cuásares ha permitido conocer sus propiedades y encontrar más de estos con corrimientos al rojo cada vez más grandes (Peterson 1997). Aunque, con el tiempo se ha visto que la mayoría de los cuásares son AGNs pues, las galaxias en las que se encuentran son tan débiles que no se veían en las placas fotográficas que se usaban antes pero, ahora, se pueden observar con ayuda de los CCDs (*Charge-Coupled Devices*) (Osterbrock & Ferland 2006).

Además de las galaxias Seyfert, las radiogalaxias y los cuásares se han observado otros tipos de AGNs con algunas características similares y otras distintas.

¹Es la magnitud aparente que tendría un objeto si este se encontrara a una distancia de 10 pc (Carroll & Ostlie 2014).

1.1.1. Clasificación

Los distintos tipos de AGNs se pueden clasificar en grupos más grandes para identificar las similitudes y diferencias que hay entre ellos. Usualmente, estas clasificaciones consideran las propiedades físicas que se observan en los espectros de los AGNs (Lawrence 1987). A continuación se mencionan las dos más importantes.

La primera clasificación utiliza la intensidad de la emisión de radio y separa a los AGNs en radio fuertes y radio callados (Urry & Padovani 1995). Un criterio que se utiliza para diferenciar ambas categorías es el que propuso Kellermann et al. (1989), en el que se usa la relación de los flujos específicos del radio y el óptico R_{r-o} , a 5 GHz y 680 THz respectivamente. De manera que, para los objetos radio fuertes se considera que $R_{r-o} \geq 10$ mientras que, para los radio callados $0.1 < R_{r-o} < 1$ (Kellermann et al. 1989).

La segunda clasificación separa a los AGNs dependiendo del ancho de las líneas de emisión que se observan en los espectros, las categorías que se conocen y que mencionan Osterbrock & Ferland (2006) y Netzer (2015) son:

- *Tipo I:*

Son AGNs con líneas de emisión anchas ($1,000 - 20,000 \text{ km s}^{-1}$), permitidas y semi prohibidas (como se observa en el espectro azul de la Figura 1.1.2), y una fuente central visible en todas las longitudes de onda, puntual, brillante y no estelar. Los objetos que son de luminosidad baja e intermedia tienen líneas de emisión angostas, fuertes, de alta ionización y varias son prohibidas. Mientras que, los que son de luminosidad alta no tienen líneas de emisión angostas. A veces, este grupo se subdivide utilizando decimales (ej: Tipo 1.5) para diferenciar la intensidad relativa de las componentes anchas y angostas de las líneas de la serie de Balmer. En este grupo están las galaxias Seyfert Tipo I (y tipos intermedios), los cuásares, los QSOs (*Quasi-Stellar Objects*) y las radiogalaxias con líneas anchas (BLRGs: *Broad-Line Radio Galaxies*).

- *Tipo II:*

Son AGNs con líneas de emisión angostas ($300-1,000 \text{ km s}^{-1}$), fuertes y que se encuentran en la región del infrarrojo cercano (NIR: *Near-Infrared*), óptico y UV (como se observa en el espectro rojo de la Figura 1.1.2). Las líneas más intensas son [OIII] λ 5007, [NII] λ 6584, [OII] λ 3727, [OIV] λ 25.9 μ m, [NeV] λ 3426, [CIV] λ 1549 y las líneas del hidrógeno de las series de Balmer y Lyman. Además, estos objetos tienen una fuente central, puntual, que emite en rayos-X. En este grupo se encuentran las galaxias Seyfert Tipo II y las radiogalaxias con líneas angostas (NLRGs: *Narrow-Line Radio Galaxies*).

- *Sin líneas:*

Son AGNs con líneas de emisión muy débiles que, en algunos casos, no se pueden detectar. Estos objetos tienen una fuente central no estelar y pueden presentar variabilidad en el continuo. Hay dos subgrupos, los de baja luminosidad (p. ej. Trump et al. (2009)) y los de muy alta luminosidad (p. ej. Shemmer et al.

1.1. Núcleos activos de galaxias: AGN

(2010), Meusinger & Balafkan (2014)). En este grupo están los BL Lacertae (BL Lac) y otros blázares.

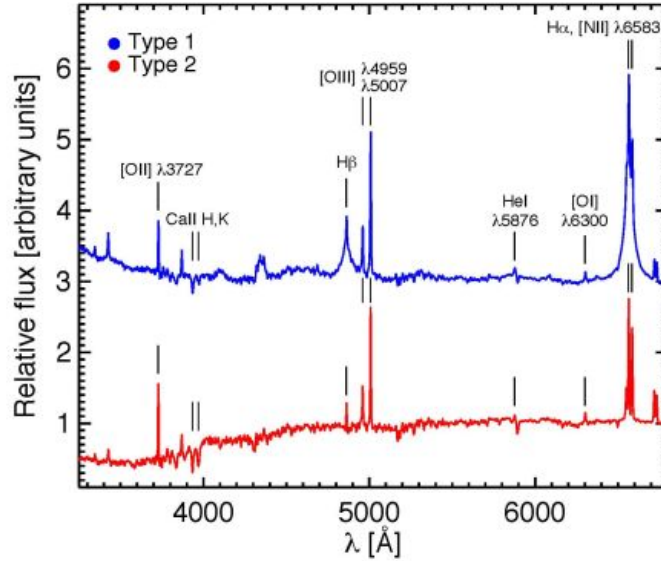


Figura 1.1.2: Espectro óptico compuesto de los AGNs Tipo I (azul) y Tipo II (rojo) del SDSS con las líneas de emisión más intensas etiquetadas. Figura modificada de DiPompeo et al. (2018) y tomada de <https://ned.ipac.caltech.edu/level5/March18/Hickox/Hickox1.html>.

Tomando en cuenta las dos clasificaciones que se mencionaron antes (intensidad de la emisión en radio y ancho de las líneas de emisión), los AGNs se pueden agrupar de la siguiente manera:

Tabla 1.1.1: Clasificación de AGNs.

		Tipo de emisión en radio	
		Radio fuerte	Radio callado
Tipos de líneas de emisión	Tipo I Líneas anchas y angostas	BLRG Cuásar	Seyfert Tipo I QSO
	Tipo II Líneas angostas	NLRG	Seyfert Tipo II
	Sin líneas	Blázar ej: BL Lac, OVV	
	Otros	LINER	

De todos los tipos de AGNs que aparecen en la Tabla 1.1.1, los que se estudiarán en este trabajo son las galaxias Seyfert Tipo I y II y los LINERs (*Low-Ionization Nuclear Emission-Line Regions*). Por ello, a continuación se mencionan algunas de las características más importantes de cada uno de estos tipos, siguiendo la descripción que dan Peterson (1997), Osterbrock & Ferland (2006) y Netzer (2015):

- *Seyfert:*

La mayoría de las galaxias en las que se encuentran estos AGNs están clasificadas morfológicamente como espirales, en particular, tipo Sb y SBb. Al igual que otros AGNs, además de las líneas de emisión, el continuo integrado y las líneas de absorción debido a las estrellas que contiene la galaxia huésped, estos objetos tienen un continuo sin características (*featureless continuum*²) en la región del óptico. Dependiendo del ancho de las líneas de emisión en el óptico, Khachikian & Weedman (1974) dividieron a los Seyferts en Tipo I y II y Osterbrock (1981) consideró el ancho de las líneas de emisión de la serie de Balmer (principalmente H α y H β) para dividirlos en subtipos (Tipo 1.2, 1.5, entre otros).

- *Tipo I:*

Tienen líneas de emisión permitidas muy anchas, por ejemplo: HI, HeI y HeII, cuyos anchos a media altura (FWHMs: *Full-Widths at Half-Maximum*) son de entre 1,000 – 5,000 km s⁻¹. También tienen líneas de emisión prohibidas como: [OIII] $\lambda\lambda$ 4959,5007, [NII] $\lambda\lambda$ 6548,6583 y [SII] $\lambda\lambda$ 6716,6731, que son consideradas líneas angostas y tienen FWHMs de \sim 500 km s⁻¹. Varios de estos objetos tienen líneas de emisión de FeII anchas que se superponen entre sí y forman bandas cerca de las longitudes de onda $\lambda = 4,570 \text{ \AA}$ y $5,250 \text{ \AA}$. Por otra parte, el continuo sin características es muy fuerte e, incluso, puede llegar a ser más fuerte que la parte estelar del espectro. Además, estos objetos alcanzan magnitudes absolutas en el azul de hasta $M_B = -21$.

- *Tipo II:*

Tienen líneas de emisión angostas tanto permitidas como prohibidas, con FWHMs de \sim 500 km s⁻¹. El continuo sin características no es tan fuerte como en los Tipo I. Y, estos objetos alcanzan magnitudes absolutas de hasta $M_B = -20$, por lo que son menos luminosos que los Tipo I.

- *LINER:*

Este tipo de AGN fue propuesto por Heckman (1980) y una de sus características principales es que tiene luminosidades menores que los Seyferts y los cuásares. La mayoría de estos objetos se encuentran en galaxias que están clasificadas morfológicamente como espirales (en particular, tipo Sa) o elípticas. Tienen líneas de emisión de baja ionización y angostas, algunas de las más fuertes son: [OI] λ 6300, [NII] $\lambda\lambda$ 6548,6584, [SII] $\lambda\lambda$ 6716,6731 y las líneas de la serie de Balmer. Ho et al. (1997) propusieron dividirlos en Tipo I (con líneas de emisión anchas) y Tipo II (cuando solo tienen líneas de emisión angostas). Y, algunos de estos objetos tienen fuentes puntuales de rayos-X y UV, así como variaciones en estas longitudes de onda (Maoz 2007; Hernández-García et al. 2013).

²Se refiere a que el continuo no tiene las características de emisión ni de absorción debido a las estrellas (Peterson 1997).

1.1.2. El modelo unificado

En las últimas décadas se ha propuesto y desarrollado un modelo para explicar las distintas propiedades de los varios tipos AGNs que se conocen usando un pequeño número de parámetros físicos. Este modelo de unificación considera que todos los AGNs son el mismo objeto y las diferentes características que se tienen en cada caso se deben a que se está observando el AGN desde distintos ángulos. Para este modelo hay dos categorías que menciona Netzer (2015):

1. *Unificación IR-visible-UV-rayos-X*: en este hay un toro de polvo central axisimétrico el cual ayuda a explicar las principales diferencias entre los AGNs Tipo I y II con pocas suposiciones. Esta unificación se describe en artículos como el de Antonucci (1993).
2. *Unificación de radio*: en este se combina el toro con un jet relativista que se observa en, aproximadamente, el 10 % de todos los AGNs de alta ionización. El jet se lanza cerca del agujero negro y se alinea con el eje de simetría del sistema. Esta unificación se puede usar para hacer predicciones específicas de las propiedades observadas en los AGNs radio fuertes compactos y extendidos. Esta unificación se explica en artículos como el de Urry (2003) y Tadhunter (2008).

Considerando la definición que da Netzer (2015), un AGN es una galaxia que tiene un agujero negro masivo ($> 10^5 M_{\odot}$) el cual presenta acreción y tiene una relación de Eddington que excede el límite: $L_{AGN}/L_{Edd} = 10^{-5}$ ³. Además, siguiendo los artículos de Netzer (2006, 2015) las componentes principales de un AGN son:

- *Agujero negro masivo*: con una masa $> 10^5 M_{\odot}$ que presenta acreción.
- *Disco de acreción*: es el flujo de acreción dentro del radio de sublimación (aquel en el que el polvo es capaz de absorber la radiación del motor central y remitirla sin sublimar), donde el gas acumulado pierde momento angular debido a la viscosidad molecular, magnética u otras fuentes y se desplaza hacia el centro.
- *Región de líneas anchas (BLR: Broad-Line Region)*: son nubes de gas, sin polvo y de alta densidad que se mueven a velocidades aproximadamente keplerianas ($\sim 1,000 \text{ kms}^{-1}$) y están a una distancia (que depende de la luminosidad) de 0.01-1 pc del agujero negro.
- *Toro central*: es una estructura de polvo axisimétrica y con dimensiones (que dependen de la luminosidad) de 1-100 pc.
- *Región de líneas angostas (NLR: Narrow-Line Region)*: es gas ionizado de baja densidad y baja velocidad ($\sim 100 \text{ kms}^{-1}$) que se extiende desde el exterior del toro hasta cientos o miles de parsecs ($\sim 3 \text{ kpc}$) a lo largo de la dirección general de la abertura del toro (conos de ionización (Pogge 1988)). Gran parte de este

³Donde L_{AGN} es la luminosidad bolométrica y $L_{Edd} = 1.5 \times 10^{38} M_{BH}/M_{\odot} \text{ erg s}^{-1}$ es la luminosidad en Eddington para un gas de composición solar.

gas tiene polvo, excepto en la parte más interna llamada la región coronal de línea (CLR: *Coronal Line Region*), la cual se encuentra entre la BLRG y la NLRG y tiene una densidad intermedia.

- *Disco maser molecular*: es muy delgado y con un tamaño similar al del toro.
- *Jet de radio central*: es emisión de un plasma colimado con forma de chorro o *jet* que es el resultado de la radiación sincrotrón y ocasionalmente está asociado con emisión de rayos gamma (Urry & Padovani 1995).

Estas componentes de los AGNs se han descrito en varios libros y artículos como por ejemplo, Antonucci (1993), Peterson (1997), Osterbrock & Ferland (2006), Ho (2008), Netzer (2013), Heckman & Best (2014), entre otros.

En la Figura 1.1.3 se muestra un diagrama del modelo unificado de los AGNs, el cual incluye las distintas componentes que se mencionaron antes y el nombre que se le asigna al AGN dependiendo del ángulo de observación.

El antiguo esquema de unificación fue desarrollado principalmente por Antonucci (1993), Urry & Padovani (1995) y Urry (2003). En este, los parámetros físicos que se necesitan para explicar la unificación son la inclinación del toro respecto a la línea de visión y la fuente de luminosidad. Sin embargo, a lo largo de los años se han realizado varias observaciones con muestras de AGNs más grandes y ha sido necesario modificar el modelo para ajustarlo a los nuevos resultados.

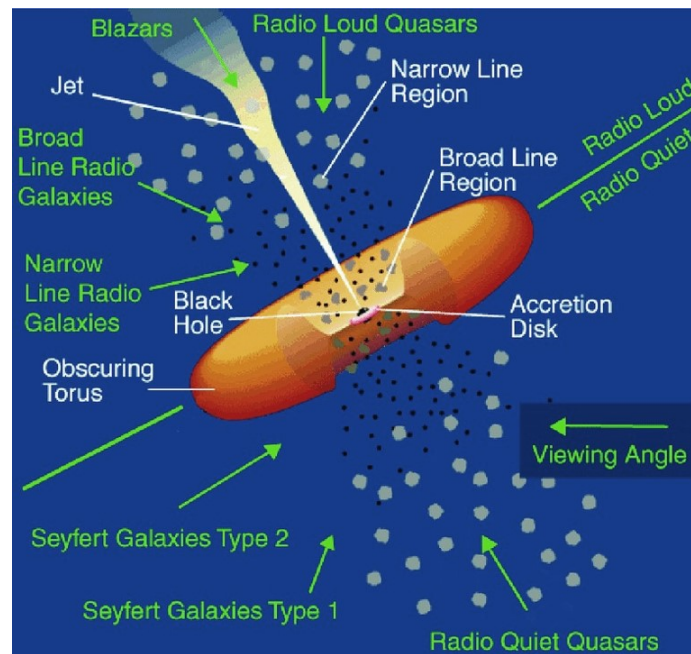


Figura 1.1.3: Diagrama del modelo unificado de los AGNs. En este se indican las componentes principales del AGN y el nombre que recibe dependiendo del ángulo desde el que se esté observando. Figura tomada de Reynolds et al. (2014).

1.1.3. Diagramas de clasificación

BPT

Las galaxias se pueden clasificar de varias formas dependiendo de la característica que se considere, esta puede ser la morfología, el espectro, la intensidad y el ancho de las líneas de emisión, entre otras. Una de las clasificaciones más populares es la que propusieron Baldwin et al. (1981), la cual está basada en la intensidad relativa de algunas líneas de emisión en el óptico y se presenta a través de varios diagramas de diagnóstico conocidos como diagramas Baldwin–Phillips–Terlevich o BPT. Aunque, esta clasificación fue refinada por Veilleux & Osterbrock (1987) y, en esta versión, se definen los tres diagramas BPT que actualmente se utilizan para identificar a la fuente de ionización principal que afecta al gas de un objeto extragaláctico (Cid Fernandes et al. 2011). De manera que, con estas gráficas se puede determinar si el objeto tiene una región con formación estelar o un AGN.

Baldwin et al. (1981) mencionan que, en los objetos extragalácticos, los principales mecanismo de excitación ionizan al gas son:

1. Fotoionización por estrellas O y B.
2. Fotoionización por una fuente de continuo que sigue una ley de potencia.
3. Calentamiento por ondas de choque.
4. En nebulosas planetarias: gas fotoionizado por estrellas más calientes que las O.

De manera que, el objetivo de los diagramas de clasificación que Baldwin, Phillips y Terlevich proponen era encontrar un parámetro cuantitativo que indicara cuál es el mecanismo de excitación principal que afectan al gas. Ellos utilizaron como parámetro la intensidad relativa de las líneas de emisión pues, los distintos objetos extragalácticos tienen espectros diferentes. Además que, en aquella época se sabía que se podían clasificar las regiones HII que hay en las galaxias con ayuda de los cocientes de intensidades de algunas líneas de emisión como $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ y $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$, y además, se sabía que la línea más intensa y característica de estas regiones es $\text{H}\alpha$ ⁴.

Originalmente, Baldwin et al. (1981) dividieron a los objetos extragalácticos en 4 grupos, según su mecanismo de ionización principal. Siguiendo la numeración anterior (de los mecanismos de excitación), los grupos son:

1. Regiones HII.
2. Galaxias Seyfert Tipo II y radio galaxias con líneas delgadas.

⁴Esto se debe a que, en las regiones HII hay estrellas tipo O o B jóvenes las cuales ionizan el hidrógeno en estado base (HI) que hay en el medio interestelar que las rodea. Como estas regiones están en equilibrio, la tasa de ionización es igual a la tasa de recombinación. Pero, cuando ocurre la recombinación, el electrón no necesariamente cae directo al estado base, suele ir cayendo en cascada y va liberando fotones. De todos los fotones que se producen de este modo, la línea más prominente es la que se obtiene de la transición del nivel $n = 3$ al $n = 2$, i.e. $\text{H}\alpha$ (Carroll & Ostlie 2014).

3. Galaxias con calentamiento por ondas de choque y LINERs.
4. Nebulosas planetarias.

Actualmente, los diagramas BPT se dividen, principalmente, en tres regiones las cuales están relacionadas con los primeros tres grupos que Baldwin et al. (1981) propusieron.

La líneas de emisión que se usan para construir los diagramas de clasificación son: $H\beta\lambda 4861$, $[OIII]\lambda 5007$, $[OI]\lambda 6300$, $H\alpha\lambda 6563$, $[NII]\lambda 6583$ y $[SII]\lambda\lambda 6717,6731$. Con los flujos de estas líneas se obtienen las siguientes relaciones de intensidad de flujo: $[OIII]\lambda 5007/H\beta$, $[NII]\lambda 6583/H\alpha$, $[SII]\lambda\lambda 6717,6731/H\alpha$ y $[OI]\lambda 6300/H\alpha$. Y, los valores que se utilizan en los tres diagramas BPT son los logaritmos de estos cocientes (Veilleux & Osterbrock 1987), tal como se observa en la Figura 1.1.4.

Los cocientes de los flujos, que se mencionaron antes, son diferentes para cada tipo de fuente de ionización que tienen los distintos objetos extragalácticos. Y, por la manera en cómo están contruidos los diagramas BPT, estos cocientes determinan la posición que le corresponde a cada tipo de objeto en los diagramas. Por ello, se han propuesto varias curvas y líneas que dividan a los tres diagramas en una cierta cantidad de regiones, las cuales se relacionan con las diferentes clases de objetos que se pueden identificar con las gráficas.

Una de estas propuestas es la de Kewley et al. (2001), quienes utilizaron modelos teóricos de fotoionización y síntesis de poblaciones estelares para definir tres curvas (hipérbolas rectangulares) que separan a las galaxias con formación estelar de las que tienen AGNs. A cada diagrama BPT le corresponde una de estas curvas, las cuales se muestran en las Ecuaciones (1.1a,b,c) y reciben el nombre de K01.

Curvas K01

$$\log\left(\frac{[OIII]\lambda 5007}{H\beta}\right) = \frac{0.61}{\log\left(\frac{[NII]}{H\alpha}\right) - 0.47} + 1.19 \quad (1.1a)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]\lambda 5007}{H\beta}\right) = \frac{0.72}{\log\left(\frac{[SII]\lambda\lambda 6717,6731}{H\alpha}\right) - 0.32} + 1.30 \quad (1.1b)$$

$$\log\left(\frac{[OIII]\lambda 5007}{H\beta}\right) = \frac{0.73}{\log\left(\frac{[OI]\lambda 6300}{H\alpha}\right) + 0.59} + 1.33 \quad (1.1c)$$

Después, Kauffmann et al. (2003) analizaron un conjunto de galaxias del SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*) que incluía $\sim 22,600$ AGNs y se dieron cuenta que, en el diagrama de $\log([OIII]\lambda 5007/H\beta)$ vs. $\log([NII]\lambda 6583/H\alpha)$ se distinguían dos secuencias, una para las galaxias con formación estelar y otra para los AGNs. Pero, la primera secuencia se encontraba muy por debajo de la curva K01 entonces, esta curva no delimita correctamente a las galaxias que solo tienen formación estelar. Por ello, propusieron una curva (hipérbola rectangular) empírica que se ajusta mejor a las ga-

1.1. Núcleos activos de galaxias: AGN

laxias con formación estelar de su muestra. A esta curva, cuya Ecuación es (1.2), se le llama Ka03 y separa a las galaxias con formación estelar de las compuestas (galaxias con formación estelar y un AGN).

Curva Ka03

$$\log \left(\frac{[\text{OIII}]\lambda 5007}{\text{H}\beta} \right) = \frac{0.61}{\log \left(\frac{[\text{NII}]\lambda 6583}{\text{H}\alpha} \right) - 0.05} + 1.30 \quad (1.2)$$

Más tarde, Kewley et al. (2006) estudiaron un conjunto de, aproximadamente, 85, 200 galaxias del SDSS y notaron que en los diagramas BPT que usan los cocientes $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha$ y $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$, los AGNs se dividen en dos ramas. Por lo cual, en cada diagrama, definieron una línea empírica para separar estas ramas. Las líneas son las que se muestra en las Ecuaciones (1.3a,b), reciben el nombre de K06 y dividen a los Seyferts de los LINERs.

Líneas K06

$$\log \left(\frac{[\text{OIII}]\lambda 5007}{\text{H}\beta} \right) = 1.89 \log \left(\frac{[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731}{\text{H}\alpha} \right) + 0.76 \quad (1.3a)$$

$$\log \left(\frac{[\text{OIII}]\lambda 5007}{\text{H}\beta} \right) = 1.18 \log \left(\frac{[\text{OI}]\lambda 6300}{\text{H}\alpha} \right) + 1.30 \quad (1.3b)$$

De manera similar, Schawinski et al. (2007) analizaron un conjunto de, aproximadamente, 15, 700 galaxias tempranas del proyecto MOSES (*Morphologically Selected Ellipticals in SDSS*) y definieron una línea empírica para separar a los Seyferts de los LINERs en el diagrama BPT que usa el cociente $[\text{NII}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$. A esta línea se le llama S07 y es la que se muestra en la Ecuación (1.4).

Línea S07

$$\log \left(\frac{[\text{OIII}]\lambda 5007}{\text{H}\beta} \right) = 1.05 \log \left(\frac{[\text{NII}]\lambda 6583}{\text{H}\alpha} \right) + 0.45 \quad (1.4)$$

A continuación, en la Figura 1.1.4 se muestran los tres diagramas BPT, estos incluyen las curvas teóricas y empíricas que se mencionaron antes y los nombres que se les asigna a las regiones en las que se dividen.

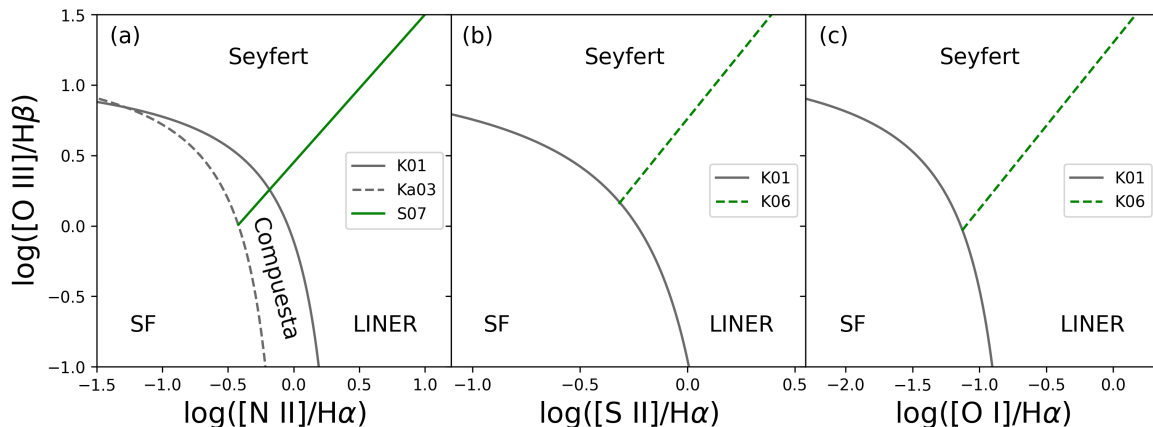


Figura 1.1.4: Los tres diagramas BPT: (a) $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha)$, (b) $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha)$ y (c) $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas K01 (curvas sólidas grises) separan a las galaxias con formación estelar (SF) de las que tienen AGNs, la curva Ka03 (curva punteada gris) divide a las galaxias que solo tienen formación estelar (SF) de las compuestas, las líneas K06 (líneas punteadas verdes) separa a los Seyferts de los LINERs en (b) y (c), y la línea S07 (línea sólida verde) divide a los Seyferts de los LINERs en (a).

Siguiendo la Figura 1.1.4, a partir de las curvas y líneas que dividen a los diagramas BPT se define la siguiente clasificación de galaxias:

1. *Galaxias con formación estelar (SF: Star Forming):*
 - ♦ En el diagrama (a): están por debajo de la curva Ka03.
 - ♦ En los diagramas (b) y (c): están por debajo de la curva K01.
2. *Galaxias compuestas:*
 - ♦ En el diagrama (a): están por debajo de la curva K01 y por encima de la curva Ka03.
 - ♦ En los diagramas (b) y (c): no están definidas.
3. *Galaxias con Seyferts:*
 - ♦ En el diagrama (a): están por encima de la línea S07 y la curva K01.
 - ♦ En los diagramas (b) y (c): están por encima de la línea K06 y la curva K01.
4. *Galaxias con LINERs:*
 - ♦ En el diagrama (a): están por debajo de la línea S07 y por encima de la curva K01.
 - ♦ En los diagramas (b) y (c): están por debajo de la línea K06 y por encima de la curva K01.
5. *Galaxias ambiguas (Kewley et al. 2006):*
 - ♦ Son aquellas que están clasificadas como un tipo de objeto en uno o dos de los diagramas pero, en los otros diagramas, están clasificadas como otro tipo de objeto. Por ejemplo, en dos diagramas un objeto está clasificado como una galaxia con formación estelar pero, el tercer diagrama indica que es una galaxia con un Seyfert.

WHAN

Las clasificaciones de galaxias basadas en las intensidades de las líneas de emisión, además de ser sencillas, proporcionan información relacionada con la formación estelar, composición química, actividad nuclear, etc. Como se mencionó antes, una de las clasificaciones más importantes es la que se deriva de los diagramas BPT. En particular, del diagrama de $\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{NII}]\lambda 6583/\text{H}\alpha)$, el cual ha ayudado a analizar y clasificar las galaxias con líneas de emisión (ELGs: *Emission-Line Galaxies*) del SDSS (Cid Fernandes et al. 2011). Sin embargo, para construir este diagrama se pide que todas las líneas sean detectadas por encima de una relación señal-ruido (S/N: *Signal-Noise*) mínima⁵ y las EGLs que no cumplan con este requisito son excluidas. Por lo que, estas galaxias (que en su mayoría tienen líneas débiles) no se pueden clasificar con el diagrama BPT (Cid Fernandes et al. 2010).

Para incluir las ELGs con líneas débiles en una clasificación, Cid Fernandes et al. (2010) propusieron un diagrama que solo considera dos líneas de emisión intensas: $\text{H}\alpha$ y $[\text{NII}]\lambda 6583$. En este caso, se gráfica el logaritmo del ancho equivalente de $\text{H}\alpha$ ($W_{\text{H}\alpha}$) contra el logaritmo de $[\text{NII}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$ y es conocido como diagrama WHAN. Este diagrama separa a las galaxias con formación estelar, los Seyferts y los LINERs. Sin embargo, en la región de los LINERs también hay galaxias que ya no forman estrellas, i.e., galaxias retiradas (RGs: *Retired Galaxies*) así que, para dividirlos, el diagrama de clasificación fue modificado por Cid Fernandes et al. (2011) dando como resultado el diagrama WHAN que se observa en la Figura 1.1.5.

Al igual que con los diagramas BPT, se han propuesto líneas que dividan al diagrama WHAN en varias regiones, dependiendo de la cantidad de objetos que se pueden identificar con esta gráfica. Cid Fernandes et al. (2011) consideraron algunas líneas que dividen a los diagramas BPT (por ejemplo, la curva Ka03 y la línea K06) y las transpusieron para ajustarlas al diagrama WHAN y, además, propusieron algunos límites empíricos. Estas líneas reciben los nombres Ca11, Cb11 y Cc11 y son las que se muestran en las Ecuaciones (1.5a,b,c) respectivamente.

Líneas C11

$$\log(W_{\text{H}\alpha}) = 0.477 \quad (1.5a)$$

$$\log(W_{\text{H}\alpha}) = 0.778 \quad \text{en el rango de: } \log\left(\frac{[\text{NII}]}{\text{H}\alpha}\right) = (-0.40, \infty) \quad (1.5b)$$

$$\log\left(\frac{[\text{NII}]\lambda 6583}{\text{H}\alpha}\right) = -0.40 \quad \text{en el rango de: } \log(W_{\text{H}\alpha}) = (0.477, \infty) \quad (1.5c)$$

A continuación, en la Figura 1.1.5 se muestra el diagrama WHAN, este incluye las líneas Ca11, Cb11 y Cc11 que se mencionaron antes y los nombres que se les asigna a las regiones en las que se divide.

⁵En los estudios que usan datos del SDSS suelen considerar $S/N \geq 3$.

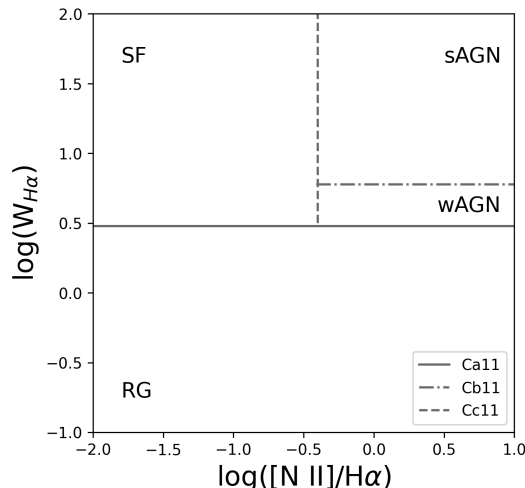


Figura 1.1.5: El diagrama WHAN. La línea Ca11 (línea sólida horizontal) separa a las galaxias con formación estelar (SF) y con AGNs de las retiradas (RG), la línea Cb11 (línea punteada horizontal) divide a las galaxias con AGNs fuertes (sAGN) de las que tienen AGNs débiles (wAGN) y la línea Cc11 (línea punteada vertical) divide a las galaxias que solo tienen formación estelar (SF) de las que tienen AGNs.

Siguiendo la Figura 1.1.5, a partir de las líneas que dividen al diagrama WHAN se define la siguiente clasificación de galaxias:

1. *Galaxias con formación estelar (SF)*:
 - ♦ Están por encima de la línea Ca11 y a la izquierda de la línea Cc11.
2. *Galaxias con AGNs débiles (wAGN: weak AGN)*:
 - ♦ Están por encima de la línea Ca11, por debajo de la línea Cb11 y a la derecha de la línea Cc11.
3. *Galaxias con AGNs fuertes (sAGN: strong AGN)*:
 - ♦ Están por encima de la línea Cb11 y a la derecha de la línea Cc11.
4. *Galaxias retiradas (RG)*:
 - ♦ Están por debajo de la línea Ca11.

Cabe mencionar que, originalmente, en el diagrama WHAN separan a las galaxias retiradas en: galaxias retiradas y galaxias pasivas⁶ (PG: *Passive Galaxy*). Sin embargo, en este trabajo solo se van a estudiar galaxias con formación estelar, AGNs o compuestas de manera que se puede prescindir de esta división.

1.2. Sistemas de SMBHs y AGNs

La mayoría de las galaxias masivas tienen un agujero negro supermasivo (SMBH: *Supermassive Black Hole*) en su centro. Debido a varias observaciones (p. ej. Magorrian et al. (1998) y Marconi & Hunt (2003)), se cree que estos agujeros negros están relacionados con la formación y evolución de las galaxias en las que se encuentran

⁶Son galaxias que tienen líneas de emisión débiles o que no se detectan.

1.2. Sistemas de SMBHs y AGNs

(Comerford et al. 2018). Las fusiones de galaxias son una pieza clave para comprender el crecimiento coordinado de los SMBHs y sus galaxias huésped porque contribuyen al desarrollo de los agujeros negros y la aparición de AGNs, los cuales tienen un papel importante en esta coevolución (Müller-Sánchez et al. 2016; Comerford et al. 2018).

Cuando dos galaxias colisionan, grandes cantidades de gas pierden momento angular, fluyen hacia el centro del sistema y alimentan a los agujeros negros, lo cual impulsa la acreción y la actividad nuclear (p. ej. Sanders et al. (1988)). Debido a esto, se crean *offset* AGNs (si solo uno de los dos SMBHs está activo) o AGNs duales (si ambos están activos) (Koss et al. 2012; Comerford & Greene 2014). Además, la fusión genera brotes de formación estelar (p. ej. Barnes & Hernquist (1991)) y otros fenómenos.

Las fusiones de galaxias forman pares de SMBHs los cuales, eventualmente, se fusionan y emiten ondas gravitacionales. Müller-Sánchez et al. (2016) describen que este proceso se puede dividir en tres etapas dependiendo de la separación que existe entre los agujeros negros:

1. A una separación de entre 10 y cientos de kpc, los SMBHs están en el centro de sus respectivas galaxias.
2. A una separación de unas pocas decenas de pc y 10 kpc, los SMBHs comienzan a girar en espiral hacia el centro del sistema fusionado debido a la fricción dinámica (Begelman et al. 1980). Se les llama SMBHs duales y su movimiento es ocasionado por el potencial galáctico. Si estos se unen gravitacionalmente en una órbita binaria se forma un sistema binario (Quinlan 1996).
3. Eventualmente, los SMBHs se fusionan y hay emisión de ondas gravitacionales (p. ej. Jaffe & Backer (2003)).

1.2.1. Clasificación

Como se mencionó antes, al fusionarse dos galaxias se pueden formar tres tipos de sistemas de SMBHs los cuales, según lo que mencionan Müller-Sánchez et al. (2016) y De Rosa et al. (2019), tienen las siguientes características:

- *Offset AGNs:*

En este sistema, los SMBHs que se están fusionando tienen una separación menor a 10 kpc y solo uno de ellos es activo (es un AGN).

Comerford & Greene (2014) explicaron que la característica principal de estos sistemas es que tiene un espectro en el óptico similar al de las galaxias Seyfert y sus líneas de emisión angostas y simétricas presentan un desplazamiento en la velocidad sobre la línea de visión, estadísticamente significativo ($> 3\sigma$), con respecto a las líneas de absorción estelar de la galaxia huésped. Este desplazamiento de velocidades se debe a que el par de SMBHs tiene un núcleo activo y otro inactivo que no están en el centro dinámico de la galaxia huésped y giran en espiral hacia el centro (Milosavljević & Merritt 2001).

- *AGNs duales:*

En este sistema, los SMBHs que se están fusionando tienen una separación de ~ 1 pc hasta ~ 100 kpc y los dos agujeros negros son activos (son AGNs).

La característica principal es que tiene líneas de emisión angostas con doble pico en el espectro del óptico. Sin embargo, estos dobles picos también pueden ser producidos por flujos de materia y energía que salen de la galaxia (*outflows*) impulsados por AGNs (p. ej. King & Pounds (2015)) o por una NLR que está rotando. Por ello, para identificarlos correctamente se deben realizar observaciones en radio y rayos-X.

Dependiendo de la longitud de onda en la que observe, los AGNs duales presentan características distintas. En rayos-X, para cada AGN se observa una emisión de rayos-X casi puntual y su espectro es plano y muestra absorción (Komossa et al. 2003). Además, mientras más cerca estén entre sí los AGNs mayor será la luminosidad en rayos-X de ambos. Por otra parte, con estudios en IR medio se sabe que hay varios AGNs duales que se encuentran en fusiones avanzadas de galaxias que son muy luminosas en esta longitud de onda (Sanders et al. 1988). Por último, en radio, si los dos AGNs son emisores radio fuertes estos se muestran como fuentes de radio compactas que se encuentra en la región central de la galaxia huésped y tienen una temperatura de brillo $T_b \gtrsim 10^6$ K.

- *AGNs binarios:*

En este sistema, los SMBHs que se están fusionando tienen una separación que va desde pc hasta sub-pc. Además, los dos agujeros negros son activos (son AGNs) y están unidos gravitacionalmente de manera que, forman un sistema binario y están rotando alrededor de un centro de masa en común (Quinlan 1996).

Estos sistemas son unas de las fuentes de ondas gravitacionales (GWs: *Gravitational Waves*) más fuertes que hay en el Universo y son difíciles de observar porque la separación que hay entre los dos SMBHs es muy pequeña.

Una forma de identificarlos es con ayuda del par de *jets* relativistas que emanan de la vecindad de uno de los SMBHs. Pues, este agujero negro que los produce tiene una velocidad que cambia periódicamente (debido al movimiento orbital del sistema binario) la cual puede ocasionar que los *jets* tomen la forma de una S helicoidal rotacionalmente simétrica que se observan en radio (p. ej. Begelman et al. (1980) y Deane et al. (2014)). Además, estos sistemas suelen presentar, a lo largo del tiempo, cambios de velocidad de las líneas de emisión anchas debido al movimiento orbital (Gaskell 1983).

Otra característica es que estos suelen tener una tasa de acreción significativa que puede producir luminosidades similares a las de los cuásares (D’Orazio et al. 2013; Ragusa et al. 2016). Pero, a diferencia de estos, su tasa de acreción de masa se modula periódicamente lo cual ocasiona una variabilidad periódica en el brillo de la fuente (Hayasaki et al. 2007; Shi & Krolik 2015).

1.2.2. AGNs duales

El desencadenamiento de la actividad de los AGNs debido a las fusiones de galaxias es un tema que se ha estudiado ampliamente tanto desde el punto de vista observacional como del teórico. Actualmente, la detección y el estudio de los AGNs duales y binarios representan un reto observacional y un problema teórico en astrofísica.

En el ámbito observacional, se suelen realizar estudios en distintos tipos de longitudes de onda como el óptico, rayos-X, IR medio y radio, para detectar y caracterizar sistemas de AGNs duales espacialmente resueltos y no resueltos con separaciones del orden de pc y kpc. Pero, para confirmar que efectivamente son sistemas duales se tiene que hacer un seguimiento de estos estudios, lo cual consume mucho tiempo. Por ello, a pesar de que en los últimos años se han descubierto varios candidatos de AGNs duales solo unos pocos han sido confirmados.

A continuación, se describen algunas de las técnicas que se utilizan con las distintas longitudes de onda para confirmar que un par de AGNs es dual y, además, se indican las características más relevantes que se observan en cada caso. En esta parte se explica brevemente lo que De Rosa et al. (2019) mencionan al respecto.

Óptico

La espectroscopía es una técnica que permite identificar candidatos de AGNs duales la cual se usa, principalmente, cuando estos están muy cerca y no se pueden reconocer como fuentes individuales. Esta técnica detecta varias componentes cinemáticas en el espacio de velocidades a través de las líneas de emisión que produce la ionización debida a un AGN. Para esto, se asume que cada AGN del par tiene su propia NLR, la cual traza la velocidad sistémica del AGN a medida que este se mueve en el potencial gravitatorio común. Por ello, se considera que cada AGN tiene sus propias líneas de emisión angostas pero al observarlos juntos pareciera que estos son una única fuente de líneas angostas con doble pico.

Para conseguir candidatos, se buscan este tipo de fuentes con doble pico en catálogos espectroscópicos como el del SDSS. Las líneas de emisión que se revisan para ver si tienen doble pico son [OIII] $\lambda\lambda$ 4960,5007 y otras líneas de alta ionización, como [NeV] λ 3426 y [NeIII] λ 3869, ya que se espera que estas líneas sean muy brillantes en caso de que haya fotoionización por AGN (Rosario et al. 2010). Sin embargo, no todas las fuentes emisoras con doble pico son realmente AGNs duales. Existen otros fenómenos que pueden generar esta característica en las líneas de emisión como los *outflows* impulsados por AGNs (p. ej. King & Pounds (2015)), los discos de gas compactos que giran (p. ej. Villforth & Hamann (2015)), la iluminación de galaxias compañeras que están interactuando (p. ej. Xu & Komossa (2009)), entre otros. Por otra parte, puede ocurrir que los AGNs del SDSS que tienen líneas de emisión de un solo pico resulten ser AGNs con doble pico cuando se realicen observaciones de mayor resolución espectral (p. ej. Woo et al. (2014)). Así que, esta característica no es suficiente

para encontrar AGNs duales.

Otra de las técnicas en el óptico que se usa para identificar candidatos es la espectroscopía de campo integral. Esta técnica proporciona, simultáneamente, espectroscopía de imagen y de resolución espacial (p. ej. Lena (2015)). De manera que, con una sola observación se obtiene una visión clara de la cinemática estelar y del gas, de las distribuciones del flujo de las líneas de emisión y de los cocientes de las líneas de emisión, los cuales permiten conocer los mecanismos de ionización que se encuentran en la galaxia (Baldwin et al. 1981). Esta técnica ha sido utilizada por diversos autores para hacer un seguimiento de los candidatos que se conocen o para identificar nuevos candidatos cercanos con separaciones de sub-pc (Ellison et al. 2017).

Rayos-X

Los rayos-X han contribuido de manera significativa en la búsqueda de los AGNs duales porque, a diferencia del óptico y el NIR, a estos les afecta menos la contaminación por procesos estelares y la absorción aunque, están limitados por la resolución espacial. Las observaciones en rayos-X se realizan principalmente para las fuentes poco o medio oscurecidas porque, es difícil obtener información en esta longitud de onda para las fuentes que están muy oscurecidas. Así que, hay AGNs muy oscurecidos que son difíciles de detectar con rayos-X. Sin embargo, se puede mitigar un poco este problema al tomar exposiciones profundas y utilizar una cobertura de rayos-X duros.

Actualmente, *Chandra* es el instrumento de rayos-X que tiene mejor resolución angular, siendo esta de ~ 1 arcsec para observaciones en el eje. Por lo que, este telescopio que utiliza la técnica de espectroscopía de imagen solo puede detectar AGNs duales cercanos con separaciones de kpc.

El primer par de AGNs duales espacialmente resuelto fue identificado por Komossa et al. (2003) en rayos-X gracias a una observación que ellos realizaron con *Chandra* cerca de la galaxia ultraluminosa en el infrarrojo (ULIRG: *Ultraluminous Infrared Galaxy*), NGC 6240. El par tiene una separación de ~ 1 kpc y es probable que ambos núcleos sean Compton gruesos. Con ayuda de *Chandra* se ha demostrado que los dos núcleos emiten rayos-X luminosos casi puntualmente. Además, sus espectros de rayos-X son similares: son planos, con mucha absorción y con una fuerte línea de absorción de hierro (Komossa et al. 2003). Estas son las características típicas de los AGNs que están muy oscurecidos.

Por otra parte, es común ver que los espectros de rayos-X de los AGNs duales no solo están conformados por la emisión nuclear que proviene de los AGNs individuales, sino que también incluyen la emisión de una componente extendida.

Otra característica que se ha observado es que la luminosidad en rayos-X de los dos AGNs tiende a aumentar conforme disminuye la separación de las galaxias, lo cual sugiere que las fusiones de galaxias son la clave para alimentar a los núcleos activos (p. ej. Koss et al. (2010)).

IR medio

Desde que se publicó el catálogo IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*) de galaxias brillantes se sabe que la mayoría de las LIRGs (*Luminous Infrared Galaxies*) y ULIRGs están interactuando o fusionándose. Más tarde, se encontró que hay una mayor cantidad de LIRGs y ULIRGs que contienen un AGN comparado con las galaxias que no son brillantes en IR y también se supo que, casi todas las galaxias que tienen una luminosidad en IR muy alta ($L_{IR} > 10^{12}L_{\odot}$) se encuentran en fusiones avanzadas impulsadas por AGNs y brotes estelares circumnucleares (Sanders et al. 1988; Sanders & Mirabel 1996).

Los datos en IR medio de WISE (*Wide-field Infrared Survey Explorer*, Wright et al. (2010)) son útiles para caracterizar las propiedades de los AGNs en esta longitud de onda. Por ejemplo, se pueden utilizar los colores de IR medio como herramientas de diagnóstico de AGNs (p. ej. Stern et al. (2012)). Se han realizado varios estudios sobre las fusiones y pares de galaxias utilizando conjuntamente los datos del SDSS y del WISE. En particular, Satyapal et al. (2014) encontraron que en fusiones avanzadas se identifican más AGNs en IR que en el óptico y vieron que la cantidad de AGNs oscurecidos aumenta con la etapa de fusión. Además, hay otros estudios (p. ej. Donley et al. (2007) y Goulding et al. (2018)) en los que se explica que varios de los AGNs identificados en IR no se ven en el óptico debido a la extinción por lo que sugieren utilizar otras longitudes de onda para seleccionar AGNs duales.

Radio

Hacer observaciones en radio tiene la ventaja de que estas no se ven afectadas por el oscurecimiento del polvo. Para longitudes de onda del orden de centímetros, la emisión de radio que se observa en una galaxia se debe a un AGN o a las regiones de formación estelar. Para distinguir entre ambos casos, se ocupa una resolución angular alta para realizar las observaciones. En general, la emisión de radio debido a un AGN se ve compacta y se encuentra en la parte central más interna de la galaxia huésped mientras que, la emisión que ocasiona la formación estelar se distribuye en volúmenes más grandes.

La técnica de interferometría VLBI (*Very-long-baseline interferometry*) es la que actualmente proporciona la resolución angular más alta en astronomía. El VLBI puede identificar fuentes de radio muy compactas en objetos extragalácticos y, a partir de la temperatura de brillo, determina si la fuente está relacionada con AGNs (si esta es $T_b \gtrsim 10^6$ K) o con formación estelar (si esta es $T_b \sim 10^5$ K) (Condon 1992).

En el caso de los AGNs duales, el VLBI se utiliza para observar pares con separaciones del orden de kpc (p. ej. An et al. (2018)). Sin embargo, esta técnica tiene una limitante pues, menos del 10% de los AGNs son fuentes de radio fuertes (p. ej. Ivezić et al. (2002)). Así que, solo con la observación del VLBI en radio se puede confirmar que un candidato es un AGN dual solo si ambos AGNs emiten en radio.

2 Motivación

Recientemente, Steffen et al. (2023) realizaron un estudio en el que comparan a los AGNs que se encuentran en pares de galaxias con los que están en galaxias aisladas, con el objetivo de comprobar que hay una relación entre la fusión de galaxias y la actividad nuclear. Su hipótesis principal dice que los AGNs que están en los pares presentan acreción que se debe a las interacciones de marea y la correlación.

2.1. Método de análisis

Steffen et al. (2023) utilizaron los datos de la última publicación del estudio de espectroscopía de campo integral de MaNGA (Bundy et al. 2015), a partir de los cuales identificaron y clasificaron espectroscópicamente objetos discretos. Este catálogo lo llamaron MANGAOBJ y para construirlo superpusieron el catálogo fotométrico del SDSS (PHOTOOBJ) sobre el campo de visión de MaNGA, inspeccionaron visualmente los objetos del PHOTOOBJ que coincidieron y los clasificaron con la espectroscopía de MaNGA. De manera que, este catálogo tiene 11,072 galaxias con un corrimiento al rojo $z < 0.01$.

Para modelar el espectro que se obtiene de los cubos de datos de MaNGA, Steffen y colaboradores utilizaron un código de ajuste espectral llamado SPFIT¹. Este código hace, al mismo tiempo, un ajuste del continuo estelar y otro de las líneas de emisión. Con los cuales, SPFIT da como resultado los flujos de las líneas de emisión, los anchos equivalentes, la dinámica del gas, la dinámica estelar y las masas estelares.

Entonces, para construir una muestra que tuviera pares de galaxias con AGNs, Steffen y colaboradores establecieron ciertos criterios. Primero, revisaron que las galaxias en cada par tuvieran un corrimiento al rojo similar. Luego, para cada objeto del catálogo MANGAOBJ consideraron un círculo con un radio de 1 kpc centrado en el centro fotométrico de la galaxia para obtener y modelar su espectro con SPFIT. Además, eligieron aquellos pares en los que la galaxia que está más cerca del centro del IFU (galaxia objetivo) tuviera una magnitud absoluta en la banda r de $M_r \geq -19$.

Después, utilizaron algunos criterios geométricos para que la separación proyectada entre las galaxias de su muestra fuera de 1 – 36 kpc y que estas no estuvieran muy cerca de las esquinas del IFU. Y, seleccionaron los pares que tuvieran una velocidad relativa entre ambas galaxias (y sobre la línea de visión) de $\Delta v \leq 500 \text{ km s}^{-1}$. Por último, eligieron los pares en los que el logaritmo del cociente de las masas de ambas

¹<https://github.com/fuhaiastro/spfit>

2.2. Candidatos de AGNs duales

galaxias fuese ≥ 1 . De modo que, al final, Steffen et al. (2023) encontraron 391 pares de galaxias que cumplen con todos estos requisitos.

Luego, para clasificar los pares usaron el diagrama BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha)$ y el diagrama WHAN. Los flujos de las líneas de emisión los obtuvieron, como se mencionó antes, al considerar una apertura de 1 kpc alrededor del centro de cada galaxia que conforma cada par. Además, inspeccionaron visualmente los espectros de cada galaxia para revisar si habían líneas de emisión anchas, las cuales son características de las Seyfert Tipo I. De manera que, las galaxias que tenían líneas anchas las catalogaron como Seyfert Tipo I sin importar la clasificación que indicaran los diagramas de diagnóstico.

Con todo esto, Steffen et al. (2023) encontraron 1,045 AGNs en MaNGA, de los cuales 713 son galaxias compuestas, 97 son LINERs, 158 son Seyfert Tipo II y 77 son Seyfert Tipo I. En los pares de galaxias hallaron 105 AGNs, de los cuales 62 son galaxias compuestas, 18 son LINERs, 17 son Seyfert Tipo II y 8 son Seyfert Tipo I. Y, finalmente, encontraron 25 AGNs duales.

2.2. Candidatos de AGNs duales

Los 25 candidatos de AGNs duales en MaNGA que Steffen et al. (2023) encontraron se muestran en la Tabla 2.2.1. En esta tabla se muestran 11 características de los 25 candidatos de AGNs duales. Siguiendo la numeración son: número de placa de MaNGA, ascensión recta, declinación, corrimiento al rojo, separación proyectada, compensación de velocidad en la línea de visión, relación de masa estelar logarítmica, logaritmo de la masa estelar, clasificación del diagrama BPT: 0=retirada, 1-formación estelar, 2-compuesta, 3-LINER, 4-Seyfert Tipo I, 5-Seyfert Tipo II, y logaritmo de la luminosidad de $[\text{OIII}]$.

Tabla 2.2.1: Características de los 25 candidatos de AGNs duales en MaNGA. Tomado de (Steffen et al. 2023)

DUAL AGN IN MANGA										
Plateifu	RA (deg)	DEC (deg)	Redshift	$\Delta\theta$ (arcseconds)	r_p (kpc)	Δv (km s ⁻¹)	$\Delta\log(M)$ $\log(M_\odot)$	$\log(M)$ $\log(M_\odot)$	BPT	$\log(L[\text{O III}])$ $\log(L_\odot)$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
7443-12703	229.52558	42.74585	0.04027	10.4	2	41.6
7443-12703	229.52653	42.74407	0.04027	6.9	5.5	89.3	-0.1	10.5	2	40.8
7975-12704	324.58641	11.34867	0.08886	11.0	2	40.3
7975-12704	324.58655	11.34961	0.08886	3.5	5.7	194.8	0.6	10.3	2	40.2
8083-9101	50.13841	-0.33996	0.03828	10.9	2	40.4
8083-9101	50.14021	-0.33923	0.03828	7.0	5.3	127.1	1.0	9.9	3	39.6
8133-12702	113.51094	43.54360	0.08310	11.2	5	...
8133-12702	113.51438	43.54479	0.08310	10.0	15.6	188.7	0.7	10.5	2	38.9
8133-12704	114.77573	44.40277	0.13447	10.9	3	40.1
8133-12704	114.77430	44.40287	0.13447	3.7	8.8	67.8	-0.2	11.1	3	40.1
8332-12704	209.16355	43.58561	0.10309	11.0	2	40.7
8332-12704	209.16066	43.58578	0.10309	7.6	14.4	85.2	0.8	10.2	2	40.9
8612-12705	255.10152	38.35170	0.03579	10.5	2	40.1
8612-12705	255.10322	38.35430	0.03579	10.5	7.5	64.9	0.5	10.0	2	40.0
8652-9102	331.64618	0.05643	0.04614	10.8	3	40.8
8652-9102	331.64572	0.05766	0.04614	4.7	4.3	23.4	0.3	10.6	2	40.1
9039-9101	229.00036	34.35688	0.12530	10.8	2	40.1
9039-9101	229.00243	34.35531	0.12530	8.4	18.8	198.2	-0.2	11.0	5	...
9088-9102	242.47148	26.62545	0.07786	11.0	2	40.1
9088-9102	242.47287	26.62491	0.07786	4.9	7.2	89.4	-0.1	11.0	2	40.0
9094-1902	239.71019	27.38998	0.09353	10.7	2	41.1
9094-1902	239.71107	27.39142	0.09353	5.9	10.2	214.2	0.1	10.5	2	39.9
9504-9102	121.70124	28.42148	0.14231	10.7	2	40.5
9504-9102	121.69901	28.42025	0.14231	8.3	20.8	89.3	-0.3	11.0	3	40.3
9892-6102	247.47037	24.44400	0.03787	10.4	5	...
9892-6102	247.46998	24.44366	0.03787	1.8	1.3	69.1	0.0	10.4	5	...
9892-12702	247.81469	23.88264	0.05918	10.6	4	41.2
9892-12702	247.81508	23.88313	0.05918	2.2	2.5	35.7	0.5	10.1	3	40.9
10218-12703	118.63425	16.80972	0.04609	10.8	5	...
10218-12703	118.63312	16.80600	0.04609	13.9	12.6	207.5	0.3	10.5	3	41.0
10518-12704	152.68067	6.20040	0.09775	11.0	5	...
10518-12704	152.67895	6.19949	0.09775	7.0	12.6	29.0	0.8	10.3	2	39.5
10837-9102	159.34846	2.31265	0.04021	10.8	3	40.3
10837-9102	159.34907	2.31096	0.04021	6.5	5.2	39.7	0.9	9.9	2	41.3
11867-12704	136.00426	1.45809	0.05338	10.5	2	41.0
11867-12704	136.00436	1.45942	0.05338	4.8	5.0	10.6	0.9	9.7	2	39.6
11944-12701	241.89255	36.48404	0.02983	10.3	4	40.3
11944-12701	241.89361	36.48445	0.02983	3.4	2.0	15.3	0.5	9.8	2	39.0
11980-12702	253.74259	22.14845	0.03544	10.5	2	39.8
11980-12702	253.74197	22.14883	0.03544	2.5	1.7	39.2	0.5	10.1	2	39.3
11984-3701	256.59261	21.40617	0.03096	10.1	2	40.1
11984-3701	256.59269	21.40522	0.03096	3.4	2.1	24.1	0.6	9.6	2	39.0
12080-6104	31.27009	-0.71173	0.04319	10.1	2	39.6
12080-6104	31.26918	-0.71187	0.04319	3.3	2.8	4.8	0.7	9.4	2	38.5
12092-3701	13.91369	14.77361	0.04038	9.9	2	39.5
12092-3701	13.91298	14.77390	0.04038	2.7	2.1	19.0	0.4	9.5	2	38.7
12512-12702	146.37349	-0.36520	0.05150	10.4	4	41.5
12512-12702	146.37380	-0.36844	0.05150	11.7	11.8	364.9	-0.1	10.5	2	40.3
12518-3703	159.60443	-0.39268	0.09630	11.1	4	42.0
12518-3703	159.60487	-0.39198	0.09630	3.0	5.3	13.6	0.4	10.7	4	40.5

3 Objetivos

En este trabajo se van a analizar cinco pares de galaxias, los cuales pertenecen a un grupo de 25 pares que Steffen et al. (2023) proponen como AGNs duales en MaNGA. Los números de placa de MaNGA de estos cinco pares son: 7443–12703, 8133–12704, 9892–12702, 10837–9102 y 12518–3703.

El objetivo principal de esta Tesis es proponer y utilizar un método de análisis distinto al que usan Steffen y colaboradores para corroborar que los cinco pares son AGNs duales y que la clasificación de cada galaxia coincide con la que mencionan los autores del artículo.

Para esto, se utilizarán cubos de datos espacialmente resueltos de MaNGA y se recortarán de manera que se pueda analizar, de forma individual, la región central o núcleo de las galaxias que conforman los pares. Se utilizará el datoducto pyPipe3D para hacer el análisis espectral y obtener las intensidades de las líneas de emisión y los espectros del gas ionizado que se encuentra en la región central de las galaxias. De modo que, con los resultados que proporciona este código se construirán los diagramas de clasificación BPT y WHAN para clasificar las 10 galaxias y así, determinar el tipo de galaxia o AGN en cada caso. Además, se mencionarán algunos estudios que se han realizado en otras longitudes de onda para dar una clasificación final.

Cabe mencionar que, la principal diferencia entre el método de análisis que utilizan Steffen et al. (2023) y el que se propone en este trabajo es que, para obtener el espectro de las galaxias estudiadas, ellos solo consideraron una región circular con un radio de 1 kpc centrada en el centro fotométrico de cada galaxia mientras que, en este trabajo se propone utilizar regiones cuadradas que incluyan el núcleo completo de cada galaxia. Es decir, en esta Tesis se busca analizar todo el núcleo de las galaxias y no sólo una región central con un radio fijo. Además que, se utilizará un datoducto de análisis distinto ya que ellos usan SPFIT mientras que en este trabajo se utiliza pyPipe3D.

4 Espectroscopía de campo integral

En los últimos años, la espectroscopía de campo integral (IFS: *Integral Field Spectroscopy*) se ha convertido en la técnica de espectroscopía en 3D que más se utiliza en las distintas áreas de la astronomía. Esta técnica recolecta, en una sola exposición y al mismo tiempo, los espectros de un objeto extendido sobre un campo de visión bidimensional con ayuda de unos instrumentos conocidos como IFUs (*Integral Field Units*). Y, como resultado, se obtiene un cubo de datos tridimensional en el cual, dos dimensiones corresponden a las coordenadas espaciales del campo (x, y) y la tercera dimensión es la longitud de onda (λ) (Westmoquette et al. 2009)¹.

El instrumento que se utiliza para esta técnica es el espectrógrafo de campo integral, el cual está conformado por dos componentes: un espectrógrafo y una unidad de campo integral (IFU) (Westmoquette et al. 2009). El IFU es el que divide el campo de visión bidimensional en una matriz (cuyos elementos son conocidos como spaxels) y, después, dirige la luz de cada spaxel hacia el espectrógrafo, obteniendo así múltiples espectros. Luego, los espectros se envían a un detector (por ejemplo un CCD), se organizan y, finalmente, se forman los cubos de datos (Westmoquette et al. 2009).

El campo de visión bidimensional se puede dividir utilizando distintos tipos de IFUs, los tres más comunes son los que usan arreglos de lentes, arreglos de fibras ópticas y un rebanador de imágenes (Allington-Smith 2006). En particular, el tipo de IFU que más se utiliza es el que está conformado por fibras ópticas las cuales, suelen tener un diámetro nuclear de entre $50 - 100 \mu\text{m}$ y el revestimiento de la fibra tiene, al menos, 10λ de espesor (Allington-Smith 2006). Tomando por ejemplo la Figura 4.0.1, para este tipo de IFU, la imagen del objeto observado se forma a la entrada del haz compacto de fibras ópticas. Posterior a esto, como las fibras son flexibles, el campo de visión (con forma circular o rectangular) se reacomoda en una rendija. Entonces, se dirige la luz de las fibras al espectrógrafo y se obtienen los espectros, los cuales llegan al detector. Cabe mencionar que, en este tipo de IFUs se suelen incluir arreglos de lentes para enfocar la luz en las fibras y evitar que se vean los huecos que hay entre cada una de estas (Westmoquette et al. 2009). Esta técnica con fibras ópticas se usa en varios telescopios alrededor del mundo y en diversos proyectos como CALIFA (Sánchez et al. 2012), SAMI (Croom et al. 2012) y MaNGA (Bundy et al. 2015).

La espectroscopía de campo integral se utiliza, principalmente, para obtener información espectroscópica espacialmente resuelta de objetos extendidos. Algunos de los objetos que se pueden estudiar con esta técnica son las galaxias normales, las gala-

¹En esta sección, además de revisar este artículo para describir la técnica de IFS, también se consultó la página de internet que los autores mencionan en este: <http://ifs.wikidot.com/>

4.1. Proyecto MaNGA

xias activas, los grupos y cúmulos de galaxias; las lentes gravitacionales, las nebulosas planetarias, las regiones HII, entre otros (Allington-Smith 2006).

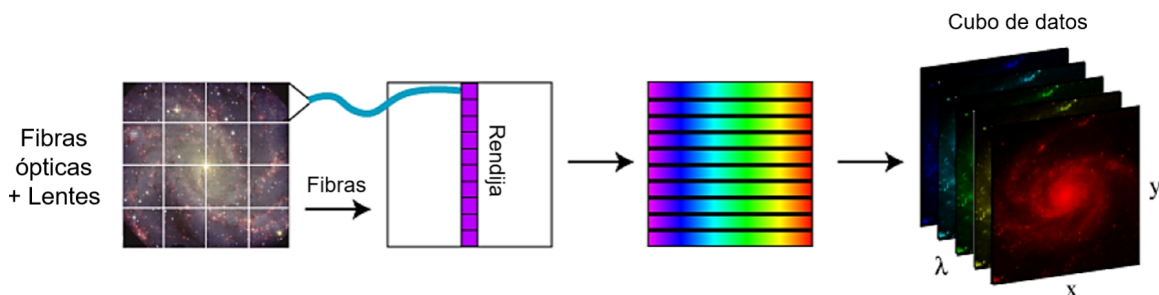


Figura 4.0.1: Esquema de la técnica de espectroscopía de campo integral que utiliza fibras ópticas y lentes. Figura adaptada de Westmoquette et al. (2009).

4.1. Proyecto MaNGA

MaNGA (*Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory*) es uno de los tres proyectos centrales de la cuarta generación del *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS-IV), cuyo principal objetivo es mapear la estructura cinemática y la composición detallada del gas y estrellas de, aproximadamente, 10,000 galaxias cercanas (Bundy et al. 2015). El proyecto MaNGA comenzó a observar galaxias en Julio del 2014 y terminó en Agosto del 2020.

Bundy et al. (2015) mencionan que la muestra de MaNGA está compuesta por $\sim 10,000$ galaxias, las cuales fueron seleccionadas del NSA (*NASA-Sloan Atlas*) tomando en cuenta el corrimiento al rojo y la luminosidad en la banda i . En general, estas galaxias tienen un corrimiento al rojo dentro del rango $0.01 < z < 0.15$, $M^* > 10^9 M_\odot$, una distribución de $\log(M^*)$ aproximadamente plana y una cobertura radial uniforme que está en términos del radio efectivo, R_e (que es el radio que contiene el 50% de la luz de una galaxia). Además, Bundy et al. (2015) comentan que el conjunto de galaxias seleccionadas se divide en la muestra Primaria y la Secundaria, dependiendo del radio de cobertura espacial que se utilice. La muestra Primaria considera un radio de $1.5 R_e$ e incluye $\sim 6,700$ galaxias que, en promedio, tienen un $z = 0.03$. Mientras que, la muestra Secundaria utiliza un radio de $2.5 R_e$ y contiene $\sim 3,300$ galaxias las cuales, en promedio, tienen un $z = 0.045$.

Para realizar las observaciones, Bundy et al. (2015) explican que el instrumento de MaNGA despliega 17 IFUs sobre el campo de visión de 3° de diámetro del telescopio Sloan de 2.5 metros que está en el observatorio *Apache Point* (APO, Gunn et al. (2006)) en Nuevo México. Cada uno de los IFUs está conformado por un arreglo hexagonal de fibras ópticas que puede tener desde 19 hasta 127 fibras (como el que se muestra en la Figura 4.1.1), lo cual ocasiona que cada IFU tenga un diámetro de entre $12''$ y $32''$ sobre el cielo. Además, el instrumento incluye 12 mini-haces de fibra óptica que se usan para calibrar el flujo relativo con ayuda de estrellas estándar y 92 fibras que se utilizan para sustraer el cielo. Los IFUs están conectados a dos espectrógrafos BOSS, los cuales tienen un canal rojo y otro azul que ofrecen una

cobertura de longitud de onda simultánea desde el UV cercano ($3,600 \text{ \AA}$) hasta el IR cercano ($10,300 \text{ \AA}$), y tienen una resolución espectral de rango medio de $R \sim 2,000$.

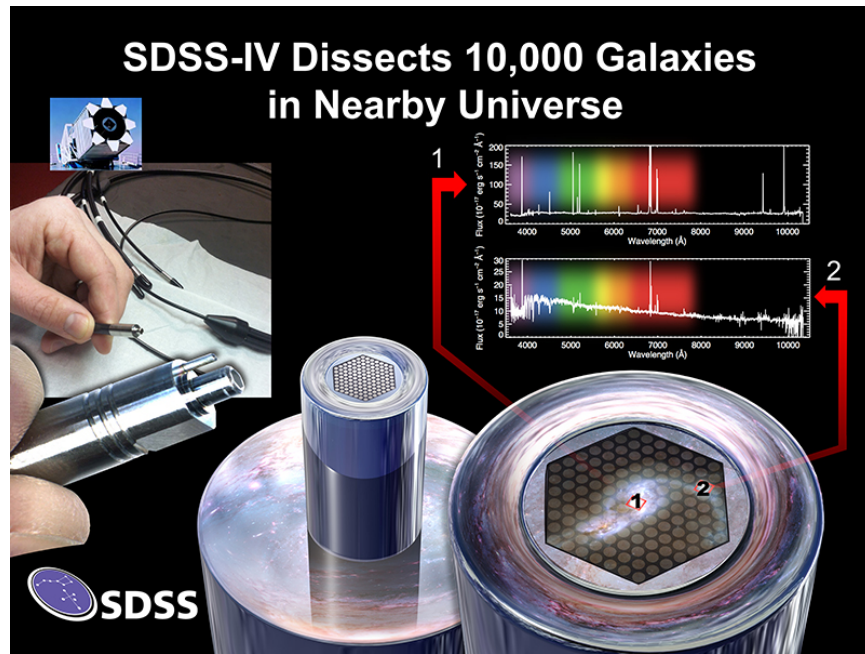


Figura 4.1.1: Imagen en la que se muestra un IFU de 127 fibras. A la derecha se observa cómo este arreglo de fibras abarca una galaxia y obtiene espectros distintos para cada región de esta. Figura tomada de <https://www.sdss4.org/surveys/manga>.

Law et al. (2016) explican que cada uno de los espectrógrafos BOSS incluye dos cámaras CCD (una por cada canal) que se encargan de registrar los datos sin procesar de la galaxia observada como imágenes 2D. A partir de estas imágenes, se extraen 1,423 espectros unidimensionales (uno por cada fibra que contienen los IFUs), los cuales son procesados con el software DRP (*Data Reduction Pipeline*) para obtener el cubo de datos con la información espectral de la galaxia.

El DRP se divide en dos partes, la etapa 2D y la 3D, las cuales son descritas por Law et al. (2016) como se muestra a continuación. En la primera etapa, se producen los espectros, calibrados por flujo, para cada fibra a partir de las exposiciones individuales sin procesar. Mientras que, en la segunda etapa, se combinan múltiples exposiciones calibradas por flujo con información astrométrica para producir cubos de datos apilados. Al final de la etapa 2D se obtiene un archivo FITS por cada exposición, el cual contiene espectros apilados en filas (RSS: *Row Stacked Spectra*) de cada una de las 1,423 fibras interpoladas a una cuadrícula de longitud de onda común, de manera que, este archivo es una matriz de dos dimensiones en la que cada fila corresponde a un solo espectro unidimensional de una fibra óptica. Después, en la etapa 3D, se juntan varios de estos archivos (cada uno de una exposición distinta) en uno solo para formar los cubos de datos. Por ello, los cubos de datos que se obtienen al final son arreglos tridimensionales que tienen dos dimensiones espaciales (cuyos elementos son spaxels cuadrados con lados de $0.5''$) y una dimensión que representa a la longitud de onda (Law et al. 2016).

4.1. Proyecto MaNGA

En general, el proyecto MaNGA busca conocer el origen físico de los diversos mecanismos que promueven la formación y evolución de las galaxias. Con ayuda de la gran muestra de galaxias que utiliza MaNGA y su capacidad para sondear la estructura interna de estas desde el UV cercano hasta el IR cercano, este proyecto pretende estudiar el colapso gravitatorio, la entrada y disipación del gas, la formación estelar y su regulación con ayuda de mecanismos de retroalimentación, la fusión de galaxias, los procesos de evolución secular, la acreción en los agujeros negros supermasivos, y cómo estos fenómenos se relacionan con el entorno de las galaxias (Bundy et al. 2015).

5 Metodología

En este capítulo se describe la herramienta de análisis que se utilizó en este trabajo para realizar el análisis de los datos. Primero, se menciona qué es y para qué sirve el datoducto de análisis pyPipe3D y luego, de manera general, se explica cómo funciona y los resultados que da.

5.1. Datoducto de análisis pyPipe3D

Las galaxias están conformadas por distintas componentes que emiten o absorben luz las cuales son, principalmente, estrellas y gas ionizado. Los espectros de las galaxias contienen la información de las fuentes de emisión pero, como esta está mezclada, resulta difícil distinguir la contribución individual de cada fuente. Por ello, para estudiar las propiedades de cada una de estas, la información de los espectros se tiene que desacoplar. Afortunadamente, las componentes presentan algunas diferencias observacionales. Por ejemplo, la característica principal de las poblaciones estelares son las líneas de absorción que dominan el continuo mientras que, el gas ionizado produce un conjunto de líneas de emisión claramente definidas en determinadas longitudes de onda (Sánchez et al. 2016a).

En los últimos años, se han desarrollado varias herramientas para modelar la población estelar y desacoplarla de las líneas de emisión (p. ej. Cid Fernandes et al. (2005) y Sánchez et al. (2011)). En general, este tipo de algoritmos considera que la componente estelar del espectro observado se debe a una sola o una combinación de diferentes poblaciones estelares individuales (SSP: *Single Stellar Population*), o que es el resultado de una historia de formación estelar (SFH: *Star Formation History*) en particular. La técnica que mejor modela el espectro estelar es aquella que considera una combinación lineal de varias poblaciones estelares, así como los efectos no lineales debidos a la atenuación por polvo y la cinemática de la galaxia (p. ej. Cid Fernandes et al. (2005)). Al sustraer este modelo del espectro observado se obtiene el espectro con líneas de emisión que contiene la información del gas ionizado. Y, una vez separadas ambas componentes, los algoritmos derivan las propiedades principales de cada una de estas (Sánchez et al. 2016a).

Una de estas herramientas es Pipe3D, el cual es un datoducto de análisis que está basado en el paquete de ajustes FIT3D y fue desarrollado para extraer las propiedades de las poblaciones estelares y el gas ionizado en datos de espectroscopía de campo integral (Sánchez et al. 2016a). En particular, este datoducto se utiliza para analizar los cubos datos espacialmente resueltos de los muestreos CALIFA, MaNGA y SAMI. Tanto FIT3D como Pipe3D están escritos en el lenguaje de programación

5.1. Datoducto de análisis pyPipe3D

Perl e incluyen algunas rutinas escritas en *C* (Sánchez et al. 2016a,b). Sin embargo, actualmente resulta difícil mejorar y actualizar el código de Pipe3D, debido a que el lenguaje en el que está escrito casi no se utiliza dentro de la comunidad astronómica y existen problemas con algunos de sus paquetes, los cuales ya no reciben actualizaciones. Por ello, Lacerda et al. (2022) transcribieron el código de Pipe3D (y FIT3D) a *Python* y modificaron los algoritmos originales para mejorar su eficiencia y precisión, respetando la filosofía original de estos. Esta versión de Pipe3D es conocida como pyPipe3D y es un paquete de distribución gratuita cuyo repositorio y documentación están disponibles en línea¹.

A continuación, se describe el procedimiento que sigue pyFIT3D (y, por ende, pyPipe3D) para hacer el análisis espectral así como lo explican Sánchez et al. (2016b) y Lacerda et al. (2022) (ver la Figura 5.1.1):

1. *Ajuste no-lineal:*

En esta primera etapa, se derivan los parámetros cinemáticos del espectro estelar, estos son: el corrimiento al rojo (z) y la dispersión de velocidad en la línea de visión (σ^*). Además, se obtiene la atenuación por polvo (A_V^*). Para esto, el programa calcula un modelo del espectro estelar a partir de las SSPs.

2. *Ajuste de las líneas de emisión:*

En esta parte, se sustrae el modelo del espectro estelar del original para obtener un espectro que solo contenga la información del gas ionizado y se derivan las propiedades principales de sus líneas de emisión. Además, a estas líneas se les ajustan perfiles Gaussianos para crear un modelo del espectro del gas ionizado, el cual se sustrae del espectro observado para obtener uno que solo tenga la componente estelar.

3. *Síntesis de población estelar:*

Luego, el espectro estelar que se obtuvo al final de la etapa anterior se descompone en un conjunto de SSPs y se derivan sus propiedades principales, como las edades y metalicidades pesadas por luminosidad y masa.

4. *Análisis de momentos:*

En esta parte, se hace una estimación no paramétrica de las propiedades de más de 50 líneas de emisión. Para esto, se realiza una estimación directa de la intensidad de flujo, la velocidad, la dispersión de velocidad y el ancho equivalente (EW: *Equivalent Width*) de las líneas de emisión a partir del análisis de momentos del espectro del gas ionizado.

5. *Análisis de índices estelares:*

En esta última etapa, se hace una estimación de los anchos equivalentes de un conjunto predefinido de índices estelares, utilizando el modelo de la población estelar.

¹<https://gitlab.com/pipe3d>
<http://ifs.astroscu.unam.mx/pyPipe3D/>



Figura 5.1.1: Diagrama de flujo en el que se muestran los pasos que siguen pyFIT3D y pyPipe3D para realizar el análisis espectral descrito por Sánchez et al. (2016b) y Lacerda et al. (2022).

Lacerda et al. (2022) explican en su artículo que pyPipe3D realiza estos diferentes análisis para obtener las propiedades espacialmente resueltas de las poblaciones estelares y las líneas de emisión de los cubos de datos de IFS. Y, al final de este proceso, pyPipe3D genera cinco cubos de datos distintos los cuales son archivos FITS que, para diferenciarlos, incluyen los nombres o etiquetas que se mencionan a continuación:

- SSP: incluye los parámetros principales que se derivan del análisis de las poblaciones estelares como las edades y metalicidades pesadas por luminosidad y masa, la atenuación por polvo y las propiedades cinemáticas estelares; derivadas para cada bin espacial en los que el datoducto divide al cubo de datos original.
- SFH: contiene los pesos de la descomposición de la población estelar para la biblioteca de las plantillas SSP adoptada, derivados para cada bin espacial. Esta información se puede utilizar para obtener las historias de formación estelar y enriquecimiento químico, espacialmente resueltos, de las galaxias.
- INDICES: tiene el conjunto de índices de absorción estelar, derivados para cada bin espacial, después de sustraer la contribución de las líneas de emisión.
- ELINES: incluye las intensidades de flujo de las líneas de emisión más intensas en el óptico y las propiedades cinemáticas de $H\alpha$, derivadas del ajuste Gaussiano que se hace para cada línea de emisión.

5.1. *Datoducto de análisis pyPipe3D*

- FLUX_ELINES: contiene los parámetros principales de ~ 50 líneas de emisión, tanto fuertes como débiles, derivados del análisis de momentos basado en la cinemática de $H\alpha$, hecho spaxel por spaxel. Incluye la intensidad de flujo, ancho equivalente, velocidad y dispersión de velocidad para las diferentes líneas de emisión analizadas.

6 Análisis de datos

Este capítulo está dividido en tres secciones en las que se describe el procedimiento que se siguió para realizar el análisis espectral de los cubos de datos de las galaxias que conforman los pares que se van a revisar en este trabajo. Primero, se mencionan los criterios que se utilizaron para escoger los pares de galaxias que se planean estudiar. Después, se indica el tratamiento que se le dio a los cubos de datos de MaNGA para aislar a las galaxias en cada par, de manera que, estas se puedan examinar por separado. Por último, se explica cómo se llevó a cabo el análisis de las galaxias con pyPipe3D y el tipo de resultados que proporciona este código.

6.1. Selección de los pares de galaxias

Como se mencionó en la Sección 2.2, en el artículo de Steffen et al. (2023) se presenta una lista con 25 pares de galaxias que son considerados como candidatos de AGNs duales en MaNGA (ver tabla de la Tabla 2.2.1). En este trabajo se estudiarán, principalmente, los pares cuyos AGNs están clasificados como Seyfert Tipo I y LINER aunque, también se revisarán algunos pares que incluyan una o dos galaxias compuestas. En la lista, hay 20 pares que cumplen con este primer requisito así que, estos se buscaron en la página de *SkyServer*¹ del SDSS para observar los núcleos de ambas galaxias en las imágenes *rgb* y determinar si estos se pueden analizar por separado. En general, se buscó que no se superpusieran los núcleos y que no hubiera otra galaxia muy cerca del par.

Después de la inspección, se decidió la cantidad y el tipo de pares de galaxias que se van a estudiar. De las opciones que se tenían, se escogió un par con dos galaxias compuestas, otro con una de sus galaxias compuesta y la otra con un AGN (Seyfert Tipo I o LINER) y tres pares cuyas galaxias tienen AGNs (Seyfert Tipo I o LINER) iguales o diferentes. Finalmente, se obtuvieron los cubos de datos de MaNGA de los cinco pares seleccionados, que son los que se muestran en la Tabla 6.1.1 y están identificados con su número de placa de MaNGA. Además, en esta tabla se menciona la clasificación de los AGNs que aparece en la Tabla 2.2.1 para cada par de galaxias.

¹<https://skyserver.sdss.org/dr17>

6.2. Manejo de los cubos de datos

Tabla 6.1.1: Los cinco candidatos de AGNs duales en MaNGA seleccionados para su estudio.

n	Número de placa de MaNGA	Clasificación de los AGNs del par
1	7443-12703	Compuesto - Compuesto
2	8133-12704	LINER - LINER
3	9892-12702	Seyfert Tipo I - LINER
4	10837-9102	Compuesto - LINER
5	12518-3703	Seyfert Tipo I - Seyfert Tipo I

6.2. Manejo de los cubos de datos

Como se mencionó antes, uno de los criterios que se utilizó para seleccionar los cinco pares de galaxias consistió en que, al buscar los candidatos en el *SkyServer* y observar sus imágenes *rgb* se tenían que distinguir por separado los núcleos de ambas galaxias. Este requisito es importante porque en este trabajo se busca analizar de manera individual a las galaxias que conforman los pares. Y, para lograr esto, se tienen que recortar los cinco cubos de datos de manera que, en cada caso, se obtengan dos cubos que contengan el núcleo de una de las dos galaxias. A continuación se describe el procedimiento que se siguió para recortar los cinco cubos de datos de MaNGA, tomando como ejemplo el cubo de MaNGA-7443-12703.

Primero, como se muestra en la Figura 6.2.1, se graficó el mapa de flujo de $H\alpha$. En este, se identificaron los núcleos de las dos galaxias y se trazaron dos cuadrados, de manera que cada uno encierre gran parte del núcleo de una sola galaxia. Nótese que ambos cuadrados tienen las mismas dimensiones espaciales aunque sus colores son distintos para diferenciar cada núcleo. Después, se acomodaron los cuadrados, evitando que se sobrepusieran, para que el centro de cada galaxia² esté cerca del centro del cuadrado que le corresponde.

Entonces, se recortó dos veces el cubo de datos original considerando la posición y tamaño de los cuadrados. Con esto, se obtuvieron dos cubos de datos con dimensiones espaciales menores, cuadrados y cada uno conteniendo el núcleo de solo una de las dos galaxias. Este proceso se realizó para todos los cubos de datos por lo que al final se consiguieron diez cubos, uno para cada galaxia que aparece en los cinco pares seleccionados.

²En este trabajo, se propone y considera que el centro de la galaxia es el spaxel que tiene un mayor flujo en el mapa de $H\alpha$ y que, visualmente, está en el centro de la forma circular u ovalada del núcleo.

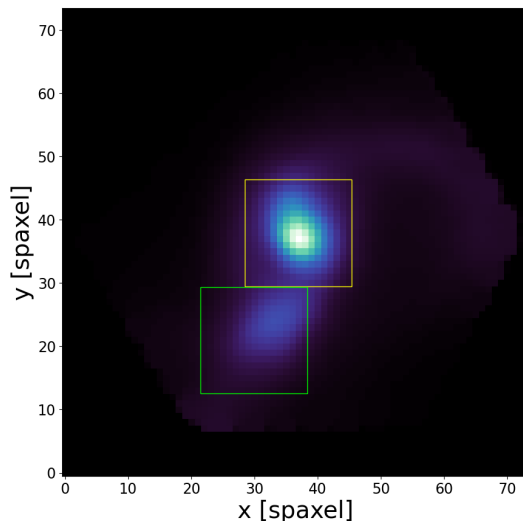


Figura 6.2.1: Mapa de flujo de H α para las galaxias en MaNGA-7443-12703. Cada cuadrado contiene el núcleo de una de las galaxias del par.

En la Tabla 6.2.1 se muestran las dimensiones espaciales de los cubos de datos sin recortar y de los recortados, así como la ubicación del spaxel central de estos dos tipos de cubos. Nótese que la ubicación del spaxel central de los cubos sin recortar se divide en a_n y b_n (con $n = 1, 2, 3, 4, 5$)³, estos son los nombres que se les asignó a las galaxias en cada par para identificarlas. En todos los casos, la *galaxia a* es aquella que está en el centro del cubo de datos sin recortar, es decir, en el centro del hexágono que representa la cobertura del IFU de MaNGA. Mientras que, la *galaxia b* es aquella que acompaña a la *galaxia a* y se encuentra en otra posición, cerca de esta. Cabe mencionar que, no se considera esta división de galaxias para las dimensiones espaciales ni para la ubicación del spaxel central de los cubos de datos recortados porque los cubos de las galaxias a_n y b_n tienen las mismas dimensiones espaciales y, con ello, la misma posición del spaxel central.

Tabla 6.2.1: Características de los cubos de datos sin recortar y recortados de los cinco pares de galaxias.

n	Número de placa de MaNGA	Dimensiones espaciales del cubo de datos ^(a) :		Ubicación del spaxel central ² en el cubo de datos:		
		No recortado	Recortado	No recortado ^(b)		Recortado
1	7443-12703	(74,74)	(17,17)	a_1 :(37,38)	b_1 :(30,21)	(8,8)
2	8133-12704	(74,74)	(15,15)	a_2 :(33,37)	b_2 :(47,38)	(7,7)
3	9892-12702	(72,72)	(11,11)	a_3 :(36,33)	b_3 :(34,44)	(5,5)
4	10837-9102	(64,64)	(13,13)	a_4 :(32,32)	b_4 :(27,19)	(6,6)
5	12518-3703	(42,42)	(11,11)	a_5 :(21,19)	b_5 :(14,30)	(5,5)

Notas:

^(a)Con unidades de spaxels.

^(b)Posición, en el cubo sin recortar, del spaxel en el que está centrado el cubo de datos recortado de las galaxias a_n y b_n .

³Este subíndice indica el par al que pertenecen las dos galaxias y es la misma n que aparece en la primera columna de las Tablas 6.1.1 y 6.2.1.

6.3. Análisis de los cubos de datos con pyPipe3D

Cabe mencionar que, en la tabla anterior las dimensiones espaciales de los cubos recortados son distintas para cada par. Esto ocurre porque, se buscó que los cuadrados (que indican cómo se va a recortar el cubo de datos) se ajustaran a los tamaños de los núcleos de las galaxias y este ajuste es distinto en cada par. Además, las dimensiones son números impares porque esto permite identificar fácilmente un spaxel central.

6.3. Análisis de los cubos de datos con pyPipe3D

En la sección anterior se mencionó que se obtuvieron diez cubos de datos, uno para cada galaxia que aparece en los cinco pares seleccionados. Así que, lo siguiente que se hizo fue analizar con pyPipe3D estos diez cubos.

Para realizar estos análisis, se utilizó el código de Pipe3D (escrito en *Python*) que se puede visualizar en la interfaz *Jupyter Notebook*. Los cubos se analizaron individualmente y, en cada caso, se tenían que dar como parámetros iniciales el corrimiento al rojo y la posición del centro de la galaxia. El primer valor se obtuvo del *SkyServer* del SDSS mientras que, para el segundo se utilizaron los datos que se muestran en la Tabla 6.3.1.

Tabla 6.3.1: Posición del centro de las galaxias de cada par en los cubos de datos sin recortar y recortados.

n	Número de placa de MaNGA	Posición del centro de la galaxia en el cubo de datos:			
		No recortado		Recortado	
1	7443-12703	$a_1:(37,37)$	$b_1:(33,24)$	$a_1:(8,7)$	$b_1:(11,11)$
2	8133-12704	$a_2:(38,37)$	$b_2:(44,38)$	$a_2:(12,7)$	$b_2:(3,6)$
3	9892-12702	$a_3:(36,36)$	$b_3:(34,41)$	$a_3:(5,8)$	$b_3:(5,2)$
4	10837-9102	$a_4:(32,32)$	$b_4:(27,20)$	$a_4:(6,6)$	$b_4:(6,7)$
5	12518-3703	$a_5:(21,21)$	$b_5:(16,27)$	$a_5:(5,7)$	$b_5:(7,2)$

Al finalizar el análisis de cada galaxia, el código de pyPipe3D da como resultado un conjunto de cubos de datos los cuales se describen brevemente en la Sección 5.1. Entre ellos, hay dos cubos que contienen la información que se va a utilizar para conocer y derivar algunas características importantes de las galaxias, graficar los espectros de emisión del gas ionizado y construir los diagramas de clasificación de AGNs: BPT y WHAN, los cuales son resultados que se van a presentar en el Capítulo 7.

Uno de estos cubos de datos es el SSP, el cual contiene las propiedades promedio de las poblaciones estelares. Algunas características que incluye son: σ^* , A_V^* , las edades y metalicidades pesadas por luminosidad y masa (Age_{XW} y $[Z/H]_{XW}$)⁴, la densidad de masa estelar (ρ_M^*), entre otros.

El otro cubo de datos es el FLUX_ELINES, el cual tiene la información de varias líneas de emisión del gas ionizado. En particular, los datos que incluye son: la intensidad de flujo, el FWHM y el EW de 56 líneas de emisión.

⁴Donde X es luminosidad (L) o masa (M)

7 Resultados y discusión

Este capítulo está dividido en siete secciones en las que se presentan todos los resultados obtenidos y de estudios adicionales complementarios. Las primeras cinco secciones contienen los resultados de cada uno de los cinco pares de galaxias que se analizaron, esto incluye mapas de flujo, tablas y gráficas para cada galaxia que conforma el par. Los títulos que se eligieron para estos primeros apartados incluyen el número de placa de MaNGA en el que se encuentra cada par. Por otra parte, la penúltima sección es una recopilación de los resultados más importantes de las galaxias analizadas y en la última sección se mencionan algunos estudios en otras longitudes de onda que se encontraron en la literatura para cada par de galaxias.

7.1. Galaxias: MaNGA-7443-12703

Las galaxias que conforman este primer par están identificadas en el catálogo del SDSS con los nombres: SDSS J151806.13+424445.0 y SDSS J151806.36+424438.6. En la Figura 7.1.1 se muestra la imagen que aparece en el SDSS¹ para ambas galaxias, esta abarca un intervalo de longitudes de onda que va desde el ultravioleta (filtro fotométrico u) hasta el infrarrojo con $\lambda = 9,100 \text{ \AA}$ (filtro fotométrico z). El hexágono rosa representa la cobertura del instrumento de unidad de campo integral (IFU) de MaNGA y está centrado en la galaxia más luminosa del par.

Luego, en la Figura 7.1.2 se observa el mapa de flujo total de las galaxias el cual se obtuvo al sumar, en cada spaxel, los flujos de todas las longitudes de onda que contiene el cubo de datos de MaNGA, cuyo rango es $\lambda = (3,622 - 10,353) \text{ \AA}$. Además, en esta gráfica se colocaron las coordenadas ecuatoriales (ascensión recta (RA) y declinación (Dec)) en los ejes coordenados para ubicar espacialmente al par. Nótese que en la imagen hay dos cuadrados de colores, estos indican cómo se recortó el cubo de datos original para obtener dos cubos más chicos (como se mencionó en la Sección 6.2) de manera que, cada uno estos, contiene el núcleo de una sola galaxia. El núcleo de la galaxia que está adentro del cuadrado amarillo recibe el nombre de *galaxia a₁* mientras que, el que está delimitado por el cuadrado verde es llamado *galaxia b₁*.

¹Imagen tomada de: <http://skyserver.sdss.org/dr17/VisualTools/explore/summary?mangaid=12-193481>

7.1. Galaxias: MaNGA-7443-12703

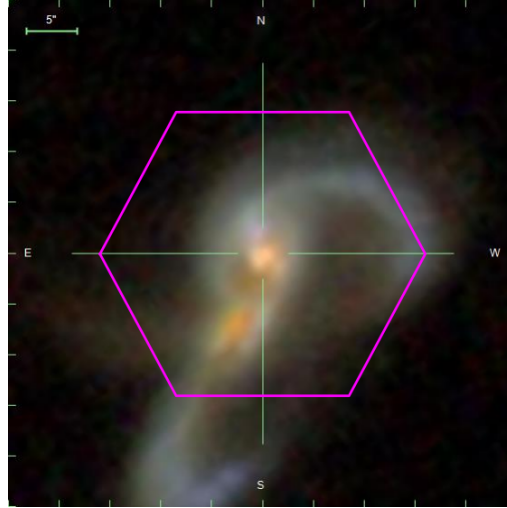


Figura 7.1.1: Imagen del SDSS¹ del par de galaxias que abarca los filtros fotométricos: u, g, r, i y z. El hexágono muestra la cobertura del instrumento del IFU de MaNGA.

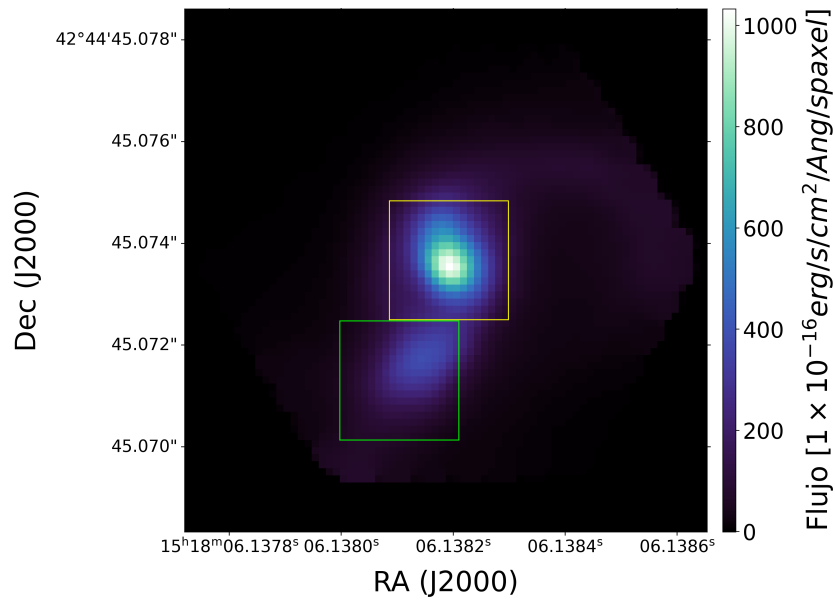


Figura 7.1.2: Mapa de flujo total del par de galaxias que abarca el intervalo: $\lambda = (3, 622 - 10, 353)$ Å. El cuadrado amarillo contiene a la *galaxia* a_1 mientras que el verde encierra a la *galaxia* b_1 .

En la Figura 7.1.2, se distinguen los núcleos ovalados de las dos galaxias y se observa que el núcleo de la *galaxia* a_1 tiene un flujo mayor que el de la b_1 . Por otra parte, considerando los datos de la Tabla 6.3.1, se sabe que el centro de la *galaxia* a_1 está ubicado en el spaxel (37,37) y el centro de la b_1 está en el spaxel (33,24). Así que, la separación entre los centros de las dos galaxias es de 13.6 spaxels y, como un spaxel equivale a 0.5 arcsec, la separación angular entre los núcleos es de, aproximadamente, 6.8 arcsec.

A continuación, en la Tabla 7.1.1 se muestran algunos valores característicos de ambas galaxias. Las coordenadas ecuatoriales y el corrimiento al rojo son los que

aparecen en la página del SDSS para cada galaxia. La distancia a la que se encuentran los objetos (D) se obtuvo de la base de datos extragaláctica de la NASA/IPAC² (NED). Y, los otros datos son resultados que, como se explicó en la Sección 6.3, se extrajeron del cubo que contiene las propiedades promedio de las SSP o se calcularon utilizando algunas de estas.

Tabla 7.1.1: Características de las *galaxias* a_1 y b_1 , y propiedades de sus poblaciones estelares simples.

	Galaxia a_1	Galaxia b_1
Nombre SDSS	J151806.13+424445.0	J151806.36+424438.6
RA (J2000) [Deg]	229.525575753	229.526534777
Dec (J2000) [Deg]	42.745853760	42.744066569
z	$0.04027 \pm 1.39951 \times 10^{-5}$	$0.04072 \pm 7.26017 \times 10^{-6}$
D [Mpc]	179.16 ± 12.55	181.60 ± 12.71
σ^* [km s ⁻¹]	125.405 ± 1.283	108.045 ± 1.230
A_V^* [mag]	0.484 ± 0.006	0.521 ± 0.010
Age_{LW} [Ga]	$0.274 \pm 1.000 \times 10^{-9}$	$0.050 \pm 1.120 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{LW}$	0.450 ± 0.055	0.283 ± 0.054
Age_{MW} [Ga]	$7.177 \pm 1.000 \times 10^{-9}$	$0.466 \pm 1.120 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{MW}$	0.118 ± 0.055	0.129 ± 0.054
M^* [M_\odot]	$7.340 \times 10^{10} \pm 303.886$	$3.695 \times 10^{10} \pm 304.899$
$\log(M^* [M_\odot])$	$10.866 \pm 1.800 \times 10^{-9}$	$10.568 \pm 3.580 \times 10^{-9}$
$L[\text{OIII}]$ [erg s ⁻¹]	$1.230 \times 10^{41} \pm 2.290 \times 10^{40}$	$2.800 \times 10^{40} \pm 5.030 \times 10^{39}$
$\log(L[\text{OIII}] [\text{erg s}^{-1}])$	41.091 ± 0.081	40.447 ± 0.078

Notas: M^* es la masa estelar y $L[\text{OIII}]$ es la luminosidad en la línea de emisión $[\text{OIII}]\lambda 5007$.

Con los datos que aparecen en la Tabla 7.1.1 se pueden hacer algunas comparaciones entre las dos galaxias y dar una interpretación de estos resultados. Por ejemplo, al revisar el corrimiento al rojo se encuentra que la *galaxia* b_1 tiene un valor más grande que la *galaxia* a_1 y la diferencia entre estas cantidades es $\Delta z = 4.52 \times 10^{-4}$, que es el 1.12 % del promedio de los corrimientos al rojo de las galaxias. La diferencia Δz es muy pequeña, así que los objetos deben encontrarse a distancias similares. Esto se corrobora al calcular la separación que hay entre las dos galaxias en la dirección de la línea de visión, la cual resulta ser de 2.44 Mpc, que es un valor pequeño comparado con las distancias a las galaxias.

Luego, el promedio de las distancias a las galaxias es $\bar{D} = 180.38 \pm 12.63$ Mpc así que, tomando en cuenta la separación angular que hay entre los núcleos que se mencionó antes, se encuentra que la separación proyectada entre las dos galaxias es $r_p = 5.95 \pm 0.42$ kpc. Comparando este resultado con el valor que aparece en el artículo de Steffen et al. (2023) (ver la Tabla 6.1.1), se observa que hay una diferencia de 0.45 kpc que corresponde a un error porcentual del 8.18 %. La separación entre las galaxias que se calculó en este trabajo es mayor que la que se menciona en el artículo. Hay varias razones por las que estas separaciones no coinciden, principalmente, se debe a los datos que se usaron para derivar esta cantidad los cuales, seguramente, se obtuvieron de otra forma en el artículo. Por ejemplo, el corrimiento al rojo que se

²<https://ned.ipac.caltech.edu>

utilizó en este trabajo es el que aparece en el SDSS para cada galaxia, mientras que en el artículo utilizan el mismo corrimiento al rojo (el de la *galaxia* a_1) para ambas galaxias, y si este se usó para calcular la distancia al par, entonces la separación entre las galaxias resultó afectada. Por otra parte, en este trabajo se calculó la separación angular contando los spaxels que separan a los centros de las galaxias y esto agrega un error de, por lo menos, 0.25 arcsec porque los spaxels no son puntuales y tienen un ancho de 0.5 arcsec.

Por otra parte, en la Tabla 7.1.1 se aprecia que la *galaxia* a_1 tiene una σ^* más grande que la *galaxia* b_1 y, como este valor está relacionado con la masa de los agujeros negros, se puede decir que la *galaxia* a_1 tiene un agujero negro más masivo que la b_1 . Luego, las edades pesadas por luminosidad y masa son más grandes para la *galaxia* a_1 , lo cual indica que esta tiene poblaciones estelares más viejas que la b_1 . En cuanto a las metalicidades, la más relevante es la que está pesada por masa ya que, esta considera a todas las poblaciones estelares y no solo aquellas que dominan el espectro óptico (como lo hace la $[Z/H]_{LW}$). Así que, en este par la *galaxia* b_1 tiene una $[Z/H]_{MW}$ más grande que la a_1 , es decir, es más pobre en metales que la *galaxia* a_1 . Esto era de esperarse dado que la edad promedio de sus poblaciones estelares es menor que la de la *galaxia* a_1 . Por último, A_V^* es más grande para la *galaxia* b_1 entonces, comparando con la a_1 , su componente del espectro que corresponde a las poblaciones estelares resulta más afectada por el polvo.

Ahora, comparando los valores del $\log(M^*)$ de las dos galaxias con los que se mencionan en el artículo de Steffen et al. (2023) se encuentra que hay una diferencia de 0.47 para la *galaxia* a_1 y de 0.07 para la b_1 , lo cual corresponde a un error porcentual del 4.48 % y 0.65 % respectivamente. Los errores son pequeños así que los resultados que se obtuvieron coinciden con los del artículo. Luego, al comparar el $\log(L[\text{OIII}])$ de ambas galaxias con el artículo se observa que hay una diferencia de 0.51 para la *galaxia* a_1 y de 0.35 para la b_1 , lo cual es un error del 1.22 % y 0.87 % respectivamente. Igual que antes, los resultados son similares a los del artículo. Por otro lado, como se muestra en la Tabla 7.1.1, la *galaxia* a_1 tiene una M^* y $L[\text{OIII}]$ más grandes que la *galaxia* b_1 , lo cual sugiere que esta galaxia tiene más estrellas o estrellas más masivas y un agujero negro con una tasa de acreción más grande que su compañera.

A continuación, en la Figura 7.1.3 se presentan, para cada galaxia, tres gráficas que contienen el espectro integrado, el modelo de las poblaciones estelares (derivado del primer ajuste que realiza pyPipe3D) y la resta de ambos (el espectro del gas ionizado). Cada una de las gráficas incluye los tres espectros³ pero, considera un intervalo de longitud de onda distinto, en este caso son: $\lambda = (3, 600 - 10, 300) \text{ \AA}$, $\lambda = (5, 000 - 5, 250) \text{ \AA}$ y $\lambda = (6, 750 - 7, 050) \text{ \AA}$.

³Nótese que, en los espectros, las líneas de emisión tienen longitudes de onda mayores que las que se observarían en la Tierra. Esto se debe a distintos fenómenos como el efecto Doppler, el cual nos dice si un objeto astronómico se está acercando (si las líneas están recorridas al azul) o alejando (si estas están movidas hacia el rojo) de la Tierra; o la expansión del universo, la cual afecta más a los objetos lejanos (Carroll & Ostlie 2014). Sin embargo, en este trabajo solo se utilizan los flujos de las líneas de emisión así que, no se hace énfasis en el corrimiento al rojo que tienen estas líneas.

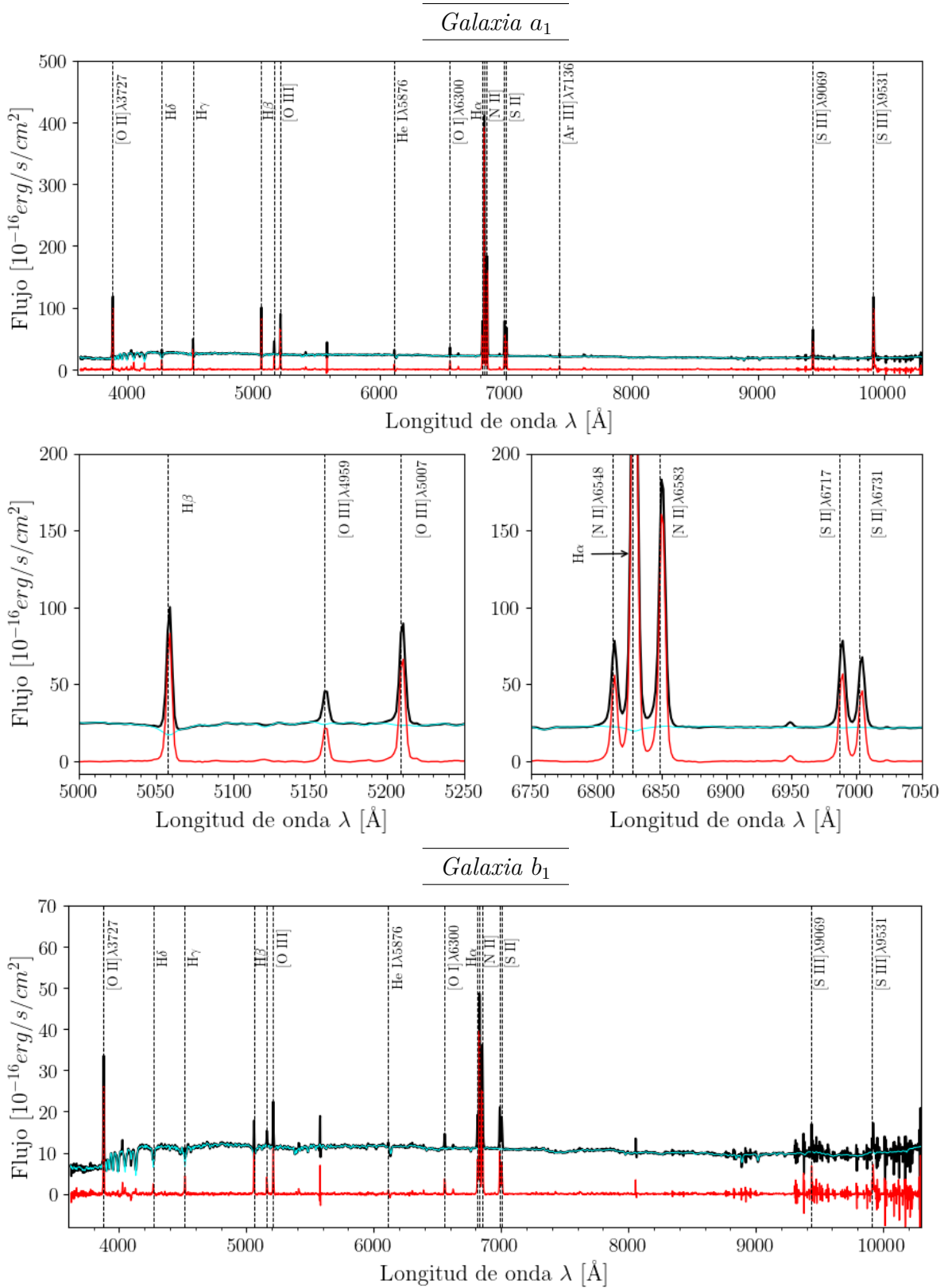


Figura 7.1.3: Gráficas de flujo contra λ en las que se muestran los espectros integrados (líneas negras), modelos de poblaciones estelares (líneas azules) y espectros del gas ionizado (líneas rojas) para ambas galaxias.

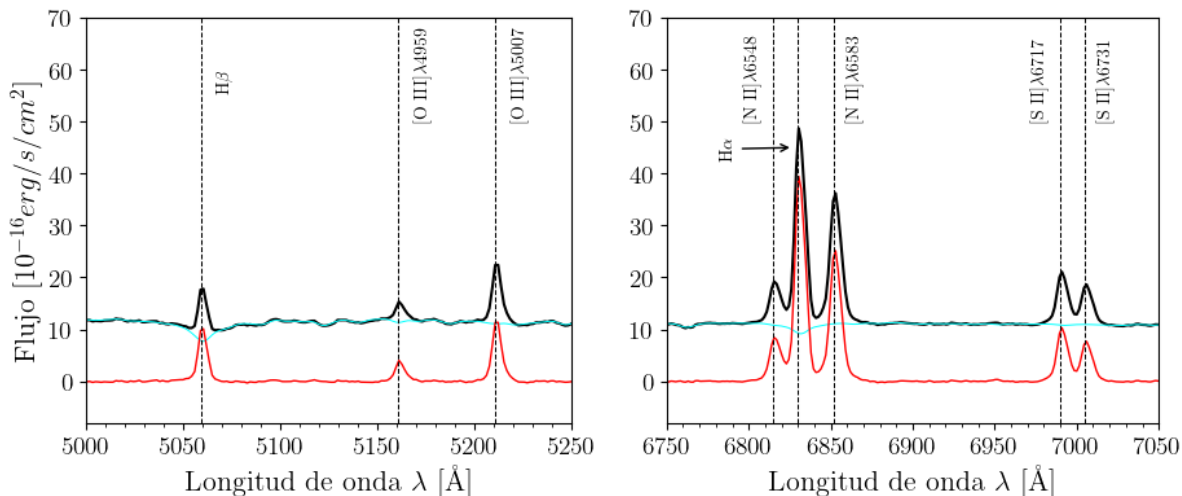


Figura 7.1.3: Continuación de la figura anterior.

En la Figura 7.1.3, el espectro del gas ionizado de la *galaxia a₁* muestra que su línea de emisión más fuerte es H α . Otras líneas prominentes son [NII] λ 6583, [OII] λ 3727 y [SIII] λ 9531. Mientras que, las líneas más débiles que se detectan son [ArIII] λ 7136, H δ , HeI λ 5876 y [OI] λ 6300. Cabe mencionar que, en este espectro se identifican las líneas [SIII] $\lambda\lambda$ 9069,9531. Por otra parte, se aprecia que la línea H β es más intensa que la línea prohibida [OIII] λ 5007 y, aparentemente, tienen anchos similares. En el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se observa que las tres líneas son muy angostas y H α es la línea con mayor flujo. Además, en este espectro se alcanza a distinguir que las líneas [SII] λ 6717 y [SII] λ 6731 son bastante angostas y [SII] λ 6717 es más intensa. Con todo esto, se concluye que esta galaxia presenta formación estelar porque, la línea H α es más fuerte que las líneas prohibidas (principalmente [NII] $\lambda\lambda$ 6548,6583 y [SII] $\lambda\lambda$ 6717,6731) y tiene un AGN pues, su espectro muestra varias líneas prohibidas que se suelen detectar en este tipo de objetos.

En cuanto a la *galaxia b₁*, su espectro del gas ionizado que aparece en la Figura 7.1.3 es similar al de la *galaxia a₁* aunque, sus líneas de emisión no son tan intensas. Nuevamente, en este espectro se observa que H α es la línea de emisión más fuerte. Otras líneas prominentes son [OII] λ 3727 y [OIII] λ 5007. Y, las líneas más débiles son HeI λ 5876, H δ y [OI] λ 6300. Cabe mencionar que, al igual que en el espectro de la *galaxia a₁*, en este espectro se identifican las líneas [SIII] $\lambda\lambda$ 9069,9531. Por otro lado, se aprecia que la línea [OIII] λ 5007 es más intensa que H β y, aparentemente, tienen anchos similares. Además, al igual que para la *galaxia a₁*, en el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se observa que H α es la línea con mayor flujo. Y, [SII] λ 6717 es más intensa que [SII] λ 6731. Así que, se concluye que esta galaxia presenta formación estelar porque, la línea H α es más fuerte que todas las líneas prohibidas y tiene un AGN pues, su espectro muestra varias líneas prohibidas.

A continuación, en la Tabla 7.1.2 se muestra el flujo, el ancho a media altura y el ancho equivalente de siete líneas de emisión relevantes para ambas galaxias. Estos valores son resultados que, como se mencionó en la Sección 6.3, se extrajeron del cubo que contiene la información de las líneas de emisión del gas ionizado.

Tabla 7.1.2: Información de siete líneas de emisión para las *galaxias* a_1 y b_1 .

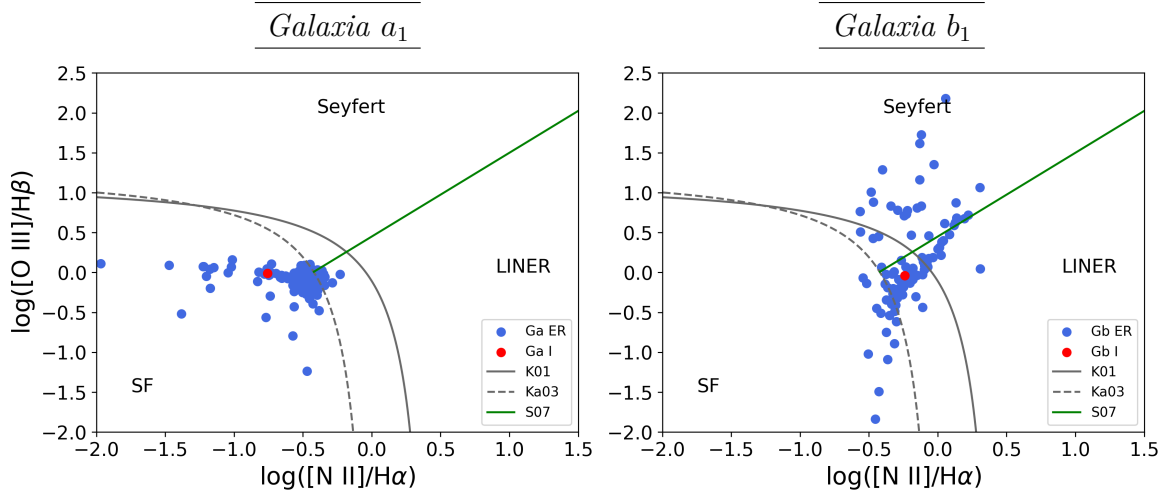
Nombre de la línea	λ [Å]	Galaxia a_1			Galaxia b_1		
		Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]	Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]
H β	4861.32	0.015 ± 0.009	128.75 ± 57.37	1.98 ± 0.08	0.021 ± 0.005	114.42 ± 40.00	0.71 ± 0.11
[OIII] λ 5007	5006.84	0.015 ± 0.037 ⁴	162.15 ± 50.67	1.73 ± 0.41	0.019 ± 0.009	79.29 ± 30.47	0.98 ± 0.24
[OI] λ 6300	6300.30	0.023 ± 0.010	163.75 ± 38.94	0.64 ± 0.15	0.005 ± 0.005 ⁴	37.98 ± 22.86	0.41 ± 0.15
H α	6562.68	2.886 ± 0.009	76.73 ± 46.53	27.12 ± 0.37	0.195 ± 0.004	60.62 ± 33.65	5.06 ± 0.10
[NII] λ 6583	6583.41	0.504 ± 0.050	104.93 ± 39.14	7.64 ± 0.55	0.112 ± 0.010	39.36 ± 24.40	3.08 ± 0.37
[SII] λ 6717	6716.39	0.048 ± 0.009	107.23 ± 37.84	2.20 ± 0.12	0.017 ± 0.004	44.46 ± 20.41	1.22 ± 0.10
[SII] λ 6731	6730.74	0.052 ± 0.010	111.45 ± 37.86	1.81 ± 0.14	0.035 ± 0.004	37.69 ± 20.64	1.09 ± 0.11

Para la *galaxia* a_1 , en la Tabla 7.1.2 se observa que, de las siete líneas de emisión que se mencionan, la que tiene el mayor flujo es H α mientras que, las líneas con menor flujo son H β y [OIII] λ 5007, las cuales tienen el mismo valor. Por otra parte, las líneas que tienen un FWHM más grande son [OIII] λ 5007 y [OI] λ 6300 mientras que, H α es la que tiene el menor valor. Nótese que, en promedio, las líneas que aparecen en la tabla tienen un FWHM ~ 122 km s⁻¹, son bastante angostas. Por último, en la tabla se observa que la línea que tiene el ancho equivalente más grande es H α y la que tiene el menor valor es [OI] λ 6300. Entonces, esta galaxia presenta formación estelar porque el flujo de H α es mucho más grande que el de las líneas prohibidas.

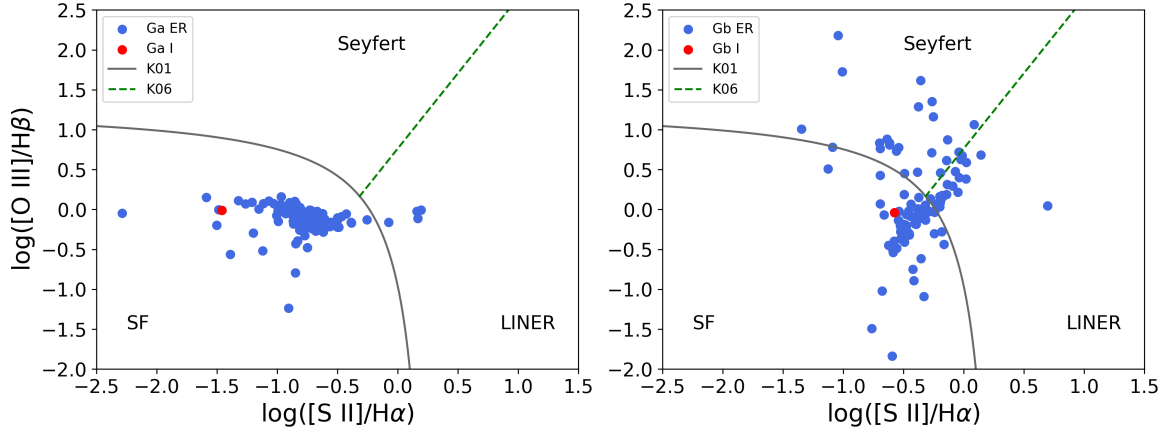
En cuanto a la *galaxia* b_1 , en la Tabla 7.1.2 se observa que, la línea con el mayor flujo es H α mientras que, la que tiene un menor flujo es [OI] λ 6300. Por otro lado, la línea que tiene un FWHM más grande es H β mientras que, [SII] λ 6731 y [OI] λ 6300 son las que tienen un menor valor. Nótese que, en promedio, las líneas que se muestran en la tabla tienen un FWHM ~ 59 km s⁻¹, son más angostas que las líneas de la *galaxia* a_1 . Por último, en la tabla se observa que la línea que tiene el ancho equivalente más grande es, igual que en a_1 , H α y, nuevamente, [OI] λ 6300 es la que tiene el menor valor. Entonces, es probable que esta galaxia presente formación estelar porque el flujo de H α es más grande que el de las líneas prohibidas.

Por último, en las Figuras 7.1.4a a 7.1.4d se presentan los distintos diagramas de clasificación de AGNs que se mencionan en la Sección 1.1.3, estos son tres diagramas BPT y el WHAN. A la izquierda se colocaron las gráficas que corresponden a la *galaxia* a_1 mientras que, a la derecha, están las gráficas de la *galaxia* b_1 . En estos diagramas se muestran los logaritmos de los cocientes de los flujos de algunas líneas de emisión que aparecen en la Tabla 7.1.2, tanto para las galaxias espacialmente resueltas como integradas. Además, se incluyen las rectas y curvas teóricas y empíricas que se describen en la Sección 1.1.3 para determinar si las galaxias a_1 y b_1 son AGNs y, en caso de serlo, clasificarlas adecuadamente.

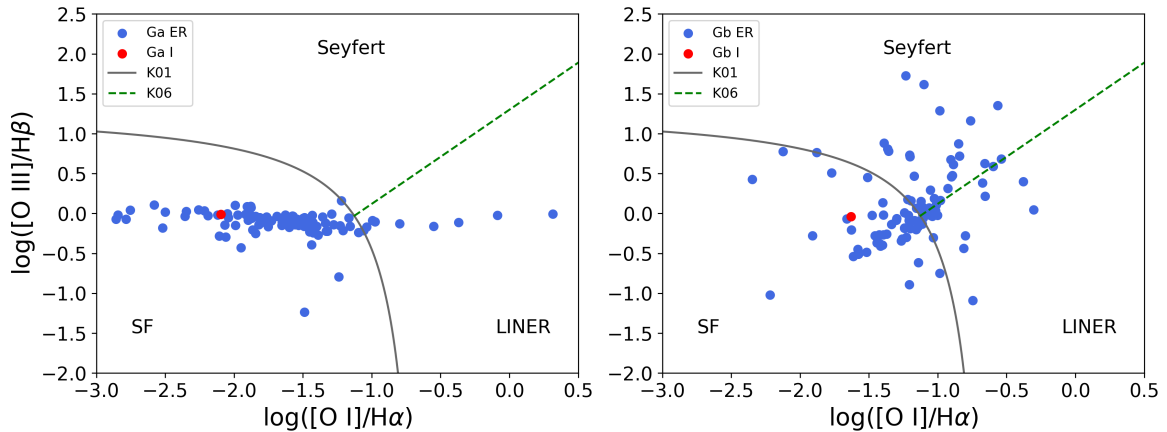
⁴Nótese que, en la Tabla 7.1.2, el error del flujo de algunas líneas de emisión es mayor o similar al valor del flujo. En parte, se debe a que estas líneas son muy débiles y/o los espectros tienen mucho ruido, por lo que pyPipe3D no logra hacer un ajuste preciso de estas líneas. Además, durante el análisis, el código divide el cubo de datos en varias agrupaciones espaciales y hay una covarianza entre spaxels adyacentes así que, los errores de cada agrupación están relacionados con los errores de las spaxels adyacentes y esto puede ocasionar un incremento en los errores que se reportan.



(a) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha)$. La curva sólida gris K01 separa a las galaxias con formación estelar (SF) de las que tienen AGNs, la curva punteada gris Ka03 divide a las galaxias que solo tienen formación estelar (SF) de las compuestas y la línea sólida verde S07 separa a los AGNs tipo Seyfert de los LINERs.

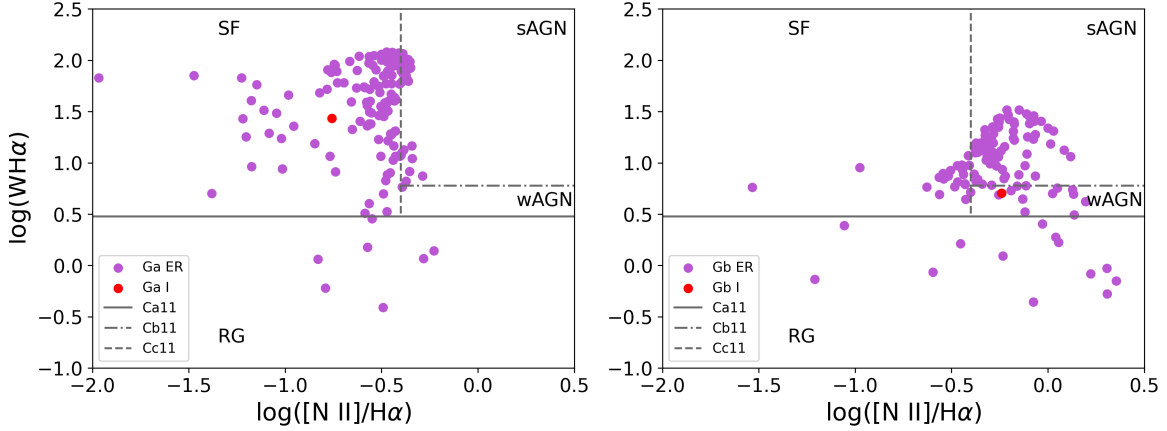


(b) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{SII}]/\text{H}\alpha)$. La curva gris K01 separa a las galaxias con formación estelar (SF) de los AGNs. La línea punteada verde K06 divide a los AGNs tipo Seyfert de los LINERs.



(c) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{OI}]/\text{H}\alpha)$. La curva gris K01 separa a las galaxias con formación estelar (SF) de los AGNs. La línea punteada verde K06 divide a los AGNs tipo Seyfert de los LINERs.

Figura 7.1.4: Diagramas BPT y WHAN para la *galaxia a₁* (gráficas en la izquierda) y la *galaxia b₁* (gráficas en la derecha). En los cuales, los puntos azules (o morados) son los valores para la galaxia espacialmente resuelta (Ga ER) y los puntos rojos son los valores integrados (Ga I).



(d) Diagramas WHAN de $\log(W_{H\alpha})$ vs. $\log([N II]/H\alpha)$. La línea sólida horizontal Ca11 separa a las galaxias con formación estelar (SF) y con AGNs de las retiradas (RG), la línea punteada horizontal Cb11 divide a las galaxias con AGNs fuertes (sAGN) de las que tienen AGNs débiles (wAGN) y la línea punteada vertical Cc11 separa a las galaxias con formación estelar (SF) de las que tienen AGNs.

Figura 7.1.4: Continuación de la figura anterior.

Los diagramas que están a la izquierda en la Figura 7.1.4 indican que la *galaxia* a_1 presenta formación estelar pues, en estos se observa que los valores integrados se encuentran en la región de las galaxias con formación estelar, al igual que la mayoría de los puntos espacialmente resueltos. Y, muy pocos de estos puntos caen en otras áreas. En particular, en la Figura 7.1.4a algunos de estos están en la zona de las galaxias compuestas, en las Figuras 7.1.4b y 7.1.4c hay puntos dispersos en el área de los LINERs y en la Figura 7.1.4d algunos puntos están en la región de los AGNs fuertes y unos pocos en la zona de las galaxias retiradas.

El espectro, los datos de la Tabla 7.1.2, los tres diagramas BPT y el WHAN coinciden en que la *galaxia* a_1 tiene formación estelar. Aunque, probablemente es una galaxia compuesta pues, como se mencionó antes, hay algunos puntos espacialmente resueltos que se encuentran en las zonas de los AGNs de los distintos diagramas. Sin embargo, no se puede definir qué tipo de AGN es porque, dos BPT indican que es un LINER mientras que el WHAN muestra lo contrario, que es un AGN fuerte.

Por otra parte, los diagramas que se encuentran a la derecha en la Figura 7.1.4 indican que la *galaxia* b_1 es una galaxia compuesta porque, en los cuatro diagramas se observa que los puntos espacialmente resueltos abarcan todas las regiones en las que estos se dividen. Además, en la Figura 7.1.4a el valor integrado está en el área de las galaxias compuestas, en las Figuras 7.1.4b y 7.1.4c este valor se encuentra en la región de formación estelar y en la Figura 7.1.4d está en la zona de los AGNs débiles.

Así que, el espectro, los datos de la Tabla 7.1.2, los tres diagramas BPT y el WHAN coinciden en que la *galaxia* b_1 presenta formación estelar. Y es probable que contenga un AGN tipo Seyfert porque, en dos BPT (ver las Figuras 7.1.4a y 7.1.4b) hay más puntos espacialmente resueltos en esta área que en la de los LINERs mientras que, en el WHAN, a pesar de que su valor integrado se encuentra en la zona de los AGNs débiles, la mayoría de estos puntos están en la región de los AGNs fuertes. Por ello, se considera que esta es una galaxia compuesta.

7.2. Galaxias: MaNGA-8133-12704

Las galaxias que conforman este segundo par están identificadas en el catálogo del SDSS con los nombres: SDSS J073906.17+442409.9 y SDSS J073905.83+442410.3. En la Figura 7.2.1 se muestra la imagen que aparece en el SDSS⁵ para ambas galaxias, la cual tiene el mismo intervalo de longitudes de onda y el hexágono que se mencionan en la Sección 7.1. Además, en la Figura 7.2.2 se observa el mapa de flujo total de las galaxias, el cual tiene las mismas especificaciones de la Figura 7.1.2. En este caso, el núcleo de la galaxia que está adentro del cuadrado amarillo recibe el nombre de *galaxia a₂* mientras que, el que está delimitado por el cuadrado verde es la *galaxia b₂*.

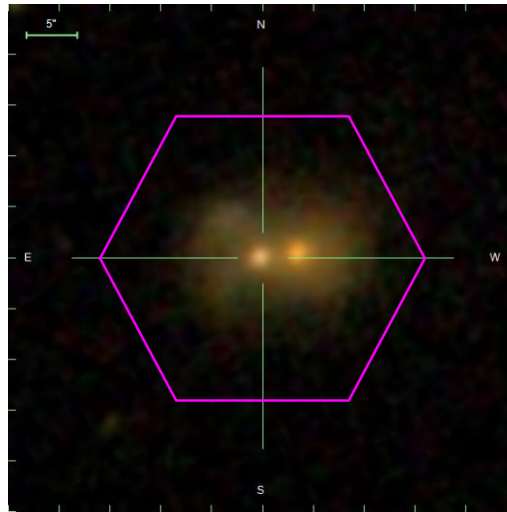


Figura 7.2.1: Imagen del SDSS⁵ del par de galaxias que abarca los filtros fotométricos: u, g, r, i y z. El hexágono es como el de la Figura 7.2.1.

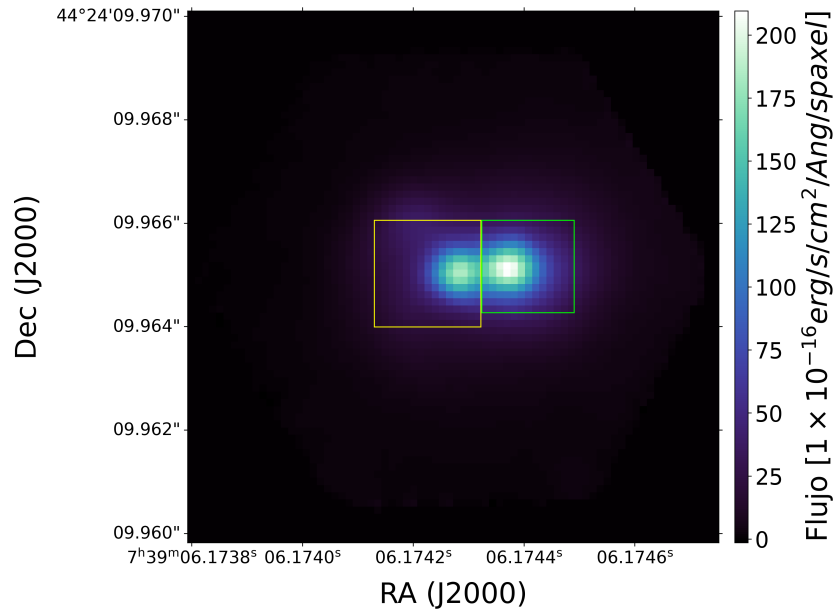


Figura 7.2.2: Mapa de flujo total del par de galaxias, como en la Figura 7.2.2. El cuadrado amarillo contiene a la *galaxia a₂* mientras que el verde encierra a la *galaxia b₂*.

En la Figura 7.2.2, se distinguen los núcleos circulares de las dos galaxias y se observa que el núcleo de la *galaxia* b_2 tiene un flujo mayor que el de la a_2 . Por otra parte, considerando los datos que aparecen en la Tabla 6.3.1, se sabe que el centro de la *galaxia* a_2 está ubicado en el spaxel (38,37) y el centro de la b_2 se encuentra en el spaxel (44,38). Entonces, la separación entre los centros de las dos galaxias es de 6.1 spaxels y, la separación angular entre los núcleos es de, aproximadamente, 3.0 arcsec.

A continuación, en la Tabla 7.2.1 se muestran algunos valores característicos de ambas galaxias, los cuales son los mismos que aparecen en la Tabla 7.1.1 y se obtuvieron como se menciona en la Sección 7.1.

Tabla 7.2.1: Características de las *galaxias* a_2 y b_2 , y propiedades de sus poblaciones estelares simples.

	Galaxia a_2	Galaxia b_2
Nombre SDSS	J073906.17+442409.9	J073905.83+442410.3
RA (J2000) [Deg]	114.775725891	114.774301052
Dec (J2000) [Deg]	44.402768026	44.402870683
z	$0.13447 \pm 1.53425 \times 10^{-5}$	$0.13408 \pm 2.04780 \times 10^{-5}$
D [Mpc]	596.45 ± 41.75	594.73 ± 41.63
σ^* [km s^{-1}]	156.416 ± 1.397	221.172 ± 1.490
A_V^* [mag]	0.206 ± 0.002	0.237 ± 0.002
Age_{LW} [Ga]	$0.552 \pm 1.160 \times 10^{-9}$	$3.134 \pm 1.340 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{LW}$	0.279 ± 0.064	0.194 ± 0.057
Age_{MW} [Ga]	$1.267 \pm 1.160 \times 10^{-9}$	$5.178 \pm 1.340 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{MW}$	0.122 ± 0.064	0.033 ± 0.057
M^* [M_\odot]	$8.438 \times 10^{10} \pm 241.852$	$1.519 \times 10^{11} \pm 180.028$
$\log(M^* [M_\odot])$	$10.926 \pm 1.240 \times 10^{-9}$	$11.182 \pm 5.150 \times 10^{-10}$
$L[\text{OIII}]$ [erg s^{-1}]	$5.050 \times 10^{40} \pm 1.780 \times 10^{40}$	$5.700 \times 10^{40} \pm 2.550 \times 10^{40}$
$\log(L[\text{OIII}] [\text{erg s}^{-1}])$	40.703 ± 0.153	40.756 ± 0.194

En la Tabla 7.2.1 se observa que la *galaxia* a_2 tiene un corrimiento al rojo más grande que la *galaxia* b_2 y la diferencia entre estas cantidades es $\Delta z = 3.88 \times 10^{-4}$, que es el 0.29% del promedio de los corrimientos al rojo de las galaxias. La diferencia Δz es demasiado pequeña, así que los objetos deben encontrarse casi a la misma distancia. Esto se corrobora al calcular la separación que hay entre las dos galaxias en la dirección de la línea de visión, la cual resulta ser de 1.72 Mpc, que es un valor pequeño comparado con las distancias a las galaxias.

Luego, el promedio de las distancias a las galaxias es $\bar{D} = 595.59 \pm 41.69$ Mpc así que, tomando en cuenta la separación angular que hay entre los núcleos, se encuentra que la separación proyectada entre las dos galaxias es $r_p = 8.78 \pm 0.61$ kpc. Comparando este resultado con el valor que aparece en el artículo de Steffen et al. (2023), se observa que hay una diferencia de 0.02 kpc que corresponde a un error porcentual del 0.23%. La separación entre las galaxias que se calculó en este trabajo es ligeramente menor que la que se menciona en el artículo. Las separaciones no coinciden por completo por las razones que se describen en la Sección 7.1.

⁵Imagen tomada de: <http://skyserver.sdss.org/dr17/VisualTools/explore/summary?mangaId=1-338922>

Por otra parte, en la Tabla 7.2.1 se aprecia que la *galaxia* b_2 tiene una σ^* más grande que la *galaxia* a_2 , por lo que se puede decir que la *galaxia* b_2 tiene un agujero negro más masivo que la a_2 . Luego, las edades pesadas por luminosidad y masa son más grandes para la *galaxia* b_2 , lo cual indica que esta tiene poblaciones estelares más viejas que la a_2 . En cuanto a las metalicidades, la *galaxia* a_2 tiene una $[Z/H]_{MW}$ más grande que la b_2 , es decir, es más pobre en metales que la *galaxia* b_2 . Esto era de esperarse dado que la edad promedio de sus poblaciones estelares es menor que la de la *galaxia* b_2 . Por último, A_V^* es ligeramente más grande en la *galaxia* b_2 entonces, comparando con a_2 , su componente del espectro que corresponde a las poblaciones estelares resulta más afectada por el polvo.

Ahora, comparando los valores del $\log(M^*)$ de las dos galaxias con los que se mencionan en el artículo de Steffen et al. (2023) se encuentra que hay una diferencia de 0.03 para la *galaxia* a_2 y de 0.08 para la b_2 , lo cual corresponde a un error porcentual del 0.24 % y 0.74 % respectivamente. Los errores son muy pequeños así que los resultados obtenidos coinciden con los del artículo. Luego, al comparar el $\log(L[\text{OIII}])$ de ambas galaxias con el artículo se tiene que hay una diferencia de 0.60 para la *galaxia* a_2 y de 0.66 para la b_2 , lo cual es un error del 1.50 % y 1.64 % respectivamente. Igual que antes, los resultados son muy similares a los del artículo. Por otro lado, como se muestra en la Tabla 7.2.1, la *galaxia* b_2 tiene una M^* y $L[\text{OIII}]$ más grandes que la *galaxia* a_2 , lo cual sugiere que esta galaxia tiene más estrellas o estrellas más masivas y un agujero negro con una tasa de acreción más grande que su compañera.

A continuación, en la Figura 7.2.3 se presentan, para cada galaxia, tres gráficas que contienen el espectro integrado, el modelo de las poblaciones estelares y el espectro del gas ionizado. Igual que en la Sección 7.1, cada gráfica incluye los tres espectros pero, considera un intervalo de longitud de onda diferente, en este caso son: $\lambda = (3,600 - 10,300) \text{ \AA}$, $\lambda = (5,400 - 5,800) \text{ \AA}$ y $\lambda = (7,350 - 7,700) \text{ \AA}$.

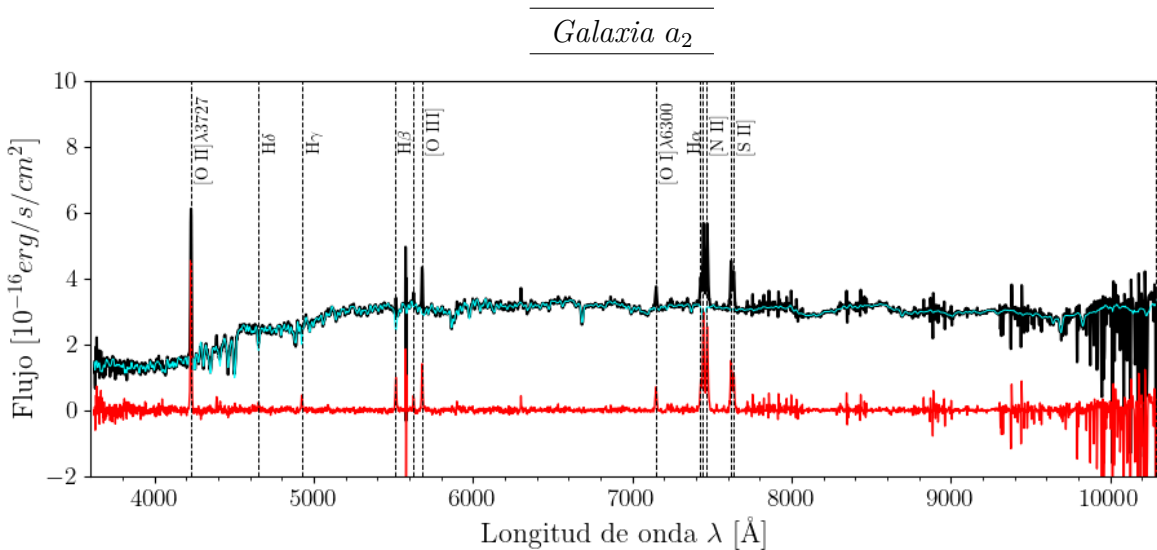


Figura 7.2.3: Gráficas de flujo contra λ en las que se muestran los espectros integrados, modelos de poblaciones estelares y espectros del gas ionizado para ambas galaxias, igual que en la Figura 7.1.3.

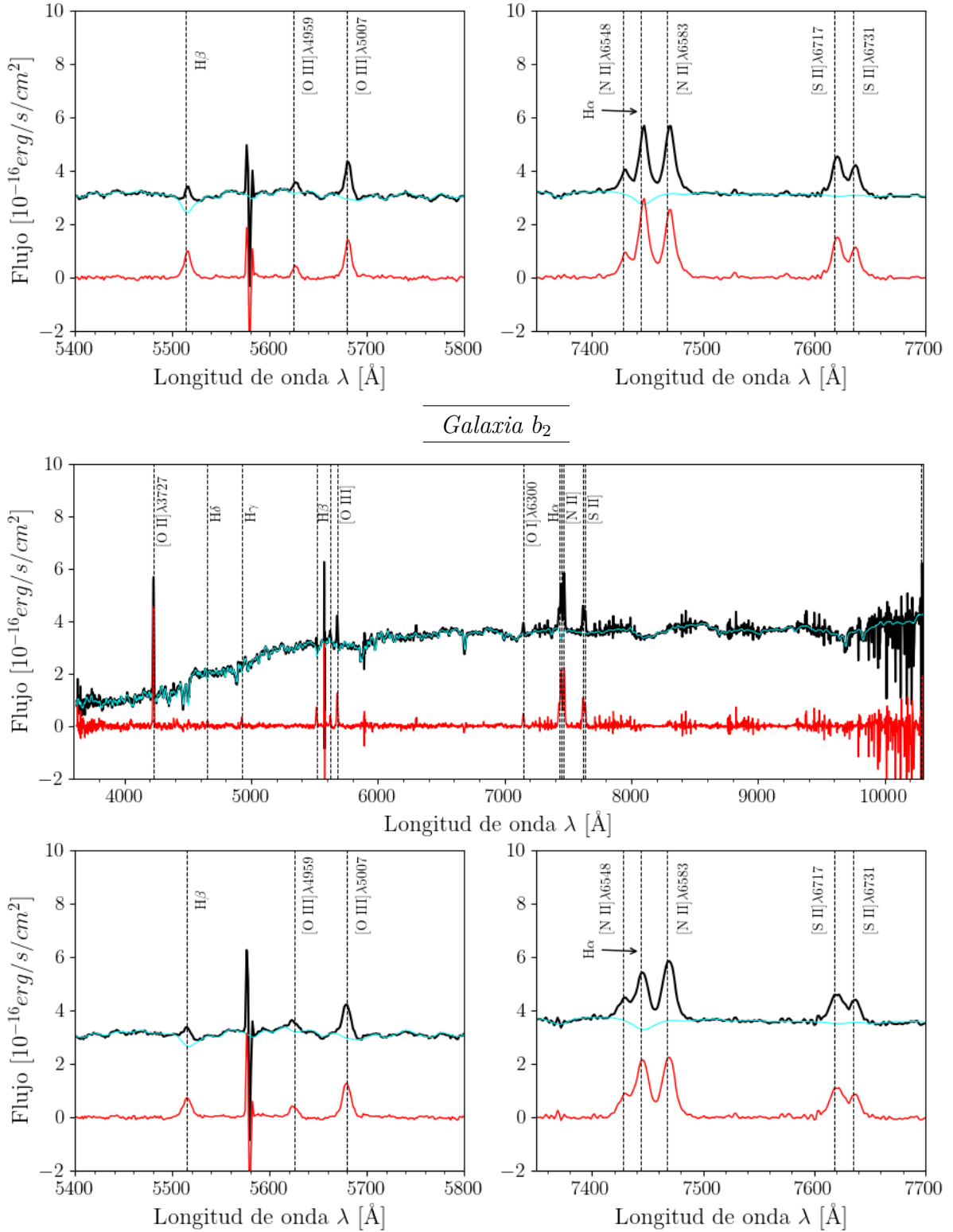


Figura 7.2.3: Continuación de la figura anterior.

En la Figura 7.2.3, el espectro del gas ionizado de la *galaxia a₂* muestra que su línea de emisión más fuerte es [OII] λ 3727. Otras líneas prominentes son H α y [NII] λ 6583. Mientras que, las líneas más débiles que se detectan son H γ , H δ y [OIII] λ 4959. Por

otra parte, se aprecia que la línea prohibida [OIII] λ 5007 es ligeramente más intensa que H β . Luego, en el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se determina que H α es la más intensa y que, probablemente, esta línea tiene una componente ancha no muy intensa. Además, en el espectro se aprecia que la línea [SII] λ 6717 es ligeramente más intensa que [SII] λ 6731. Con todo esto, se concluye que esta galaxia tiene un AGN pues, su espectro muestra varias líneas prohibidas que se suelen detectar en este tipo de objetos.

En cuanto a la *galaxia* b_2 , su espectro del gas ionizado que aparece en la Figura 7.2.3 es similar al de la *galaxia* a_2 . Nuevamente, en este espectro se observa que [OII] λ 3727 es la línea de emisión más fuerte. Otras líneas prominentes son H α y [NII] λ 6583 las cuales, tienen flujos muy similares. Y, las líneas más débiles son las mismas que se mencionaron para la *galaxia* a_2 . Por otro lado, se aprecia que la línea [OIII] λ 5007 es más intensa que H β y, aparentemente, tienen anchos similares. Además, en el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se determina que la línea [NII] λ 6583 es la más intensa y que, probablemente, H α tiene una componente ancha. Por último, en el espectro se alcanza a distinguir que [SII] λ 6717 es ligeramente más intensa que [SII] λ 6731. Así que, esta galaxia tiene un AGN pues, al igual que su galaxia compañera, su espectro muestra varias líneas prohibidas.

A continuación, en la Tabla 7.2.2 se muestra el flujo, el FWHM y el EW de siete líneas de emisión relevantes para ambas galaxias. Estos valores son los mismos que aparecen en la Tabla 7.1.2 y se obtuvieron como se describe en la Sección 7.1.

Tabla 7.2.2: Información de siete líneas de emisión para las *galaxias* a_2 y b_2 .

Nombre de la línea	λ [Å]	Galaxia a_2			Galaxia b_2		
		Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]	Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]
H β	4861.32	0.005 \pm 0.010 ⁶	438.25 \pm 66.56	0.90 \pm 0.90 ⁶	0.002 \pm 0.017 ⁶	590.63 \pm 82.56	1.02 \pm 1.23 ⁶
[OIII] λ 5007	5006.84	0.008 \pm 0.005	387.87 \pm 59.40	1.26 \pm 0.39	0.010 \pm 0.007	568.08 \pm 75.04	1.44 \pm 0.45
[OI] λ 6300	6300.30	0.010 \pm 0.004	350.19 \pm 49.84	1.27 \pm 0.32	0.001 \pm 0.005 ⁶	466.30 \pm 61.90	1.31 \pm 0.29
H α	6562.68	0.042 \pm 0.004	276.40 \pm 40.56	2.84 \pm 0.24	0.033 \pm 0.006	413.77 \pm 51.44	2.00 \pm 0.33
[NII] λ 6583	6583.41	0.038 \pm 0.004	291.90 \pm 42.33	2.66 \pm 0.28	0.037 \pm 0.006	408.83 \pm 51.84	2.02 \pm 0.33
[SII] λ 6717	6716.39	0.025 \pm 0.004	296.61 \pm 44.85	1.94 \pm 0.31	0.020 \pm 0.006	428.89 \pm 54.70	1.62 \pm 0.30
[SII] λ 6731	6730.74	0.028 \pm 0.004	328.85 \pm 46.40	1.99 \pm 0.33	0.023 \pm 0.006	466.90 \pm 58.96	1.62 \pm 0.32

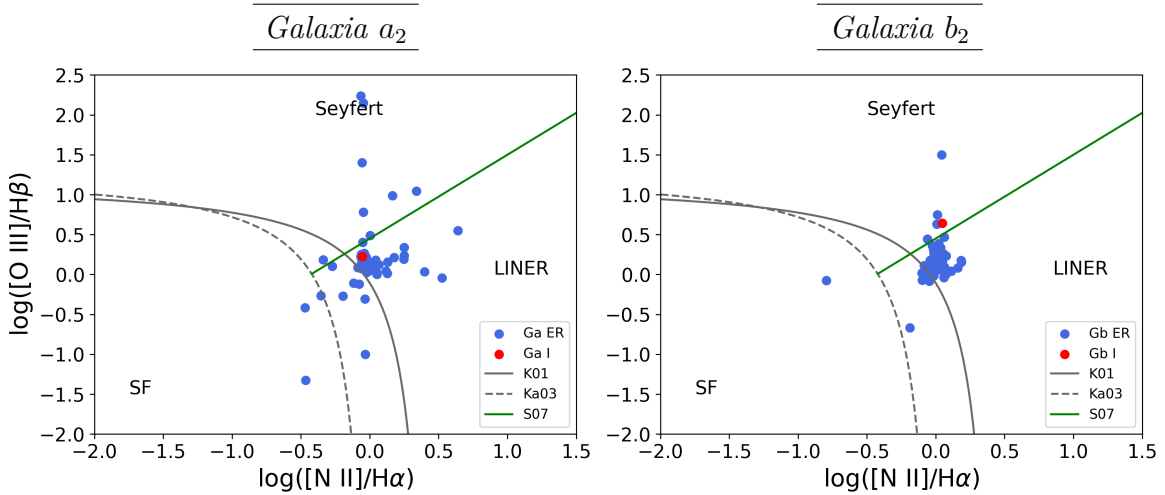
Para la *galaxia* a_2 , en la Tabla 7.2.2 se observa que la línea de emisión que tiene el mayor flujo es H α mientras que, las líneas con menor flujo son H β y [OIII] λ 5007. Por otra parte, la línea que tiene el FWHM más grande es H β mientras que, H α es la que tiene el menor valor. En promedio, las líneas que aparecen en la tabla tienen un FWHM \sim 339 km s⁻¹, son angostas pero más anchas que las líneas del par de la Sección 7.1. Por último, en la tabla se muestra que las líneas que tienen el EW más grande son H α y [NII] λ 6583 mientras que, la que tiene el menor valor es H β . Es probable que esta galaxia presente formación estelar ya que el flujo de H α es más grande que el de las líneas prohibidas. Sin embargo, la diferencia entre los flujos no

⁶Nótese que, en la Tabla 7.2.2, el error del flujo y EW de algunas líneas de emisión es mayor o similar al valor del flujo y EW. Esto se explicó en ⁴ para la Tabla 7.1.2.

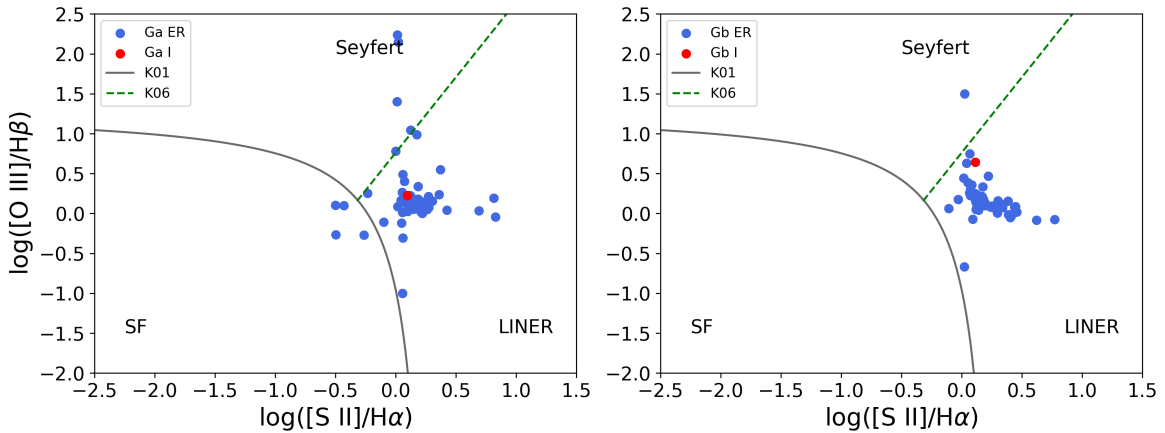
es muy grande así que, esto se definirá con los diagramas BPT y WHAN.

En cuanto a la *galaxia* b_2 , en la Tabla 7.2.2 se observa que, la línea con el mayor flujo es $[\text{NII}]\lambda 6583$ mientras que, las que tienen un menor flujo son $[\text{OI}]\lambda 6300$ y $\text{H}\beta$. Por otro lado, la línea que tiene un FWHM más grande es $\text{H}\beta$ mientras que, $[\text{NII}]\lambda 6583$ y $\text{H}\alpha$ son las que tienen un menor valor. En promedio, las líneas que se muestran en la tabla tienen un $\text{FWHM} \sim 478 \text{ km s}^{-1}$, son más anchas que las líneas de la *galaxia* a_2 . Por último, en la tabla se muestra que las líneas que tiene el EW más grande son, igual que en a_2 , $\text{H}\alpha$ y $[\text{NII}]\lambda 6583$ y, nuevamente, $\text{H}\beta$ es la que tiene el menor valor. Entonces, como el flujo de $\text{H}\alpha$ es menor que el de $[\text{NII}]\lambda 6583$ y la suma de las líneas $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731$, es probable que esta galaxia no tenga formación estelar y solo contenga un AGN. Esto se confirmará con los diagramas BPT y WHAN.

Por último, en las Figuras 7.2.4a a 7.2.4d se presentan los diagramas de clasificación de AGNs que se mencionan en la Sección 1.1.3, estos son tres diagramas BPT y el WHAN. El contenido de las gráficas y el orden que siguen son como se describió en la Sección 7.1 para la Figura 7.1.4.



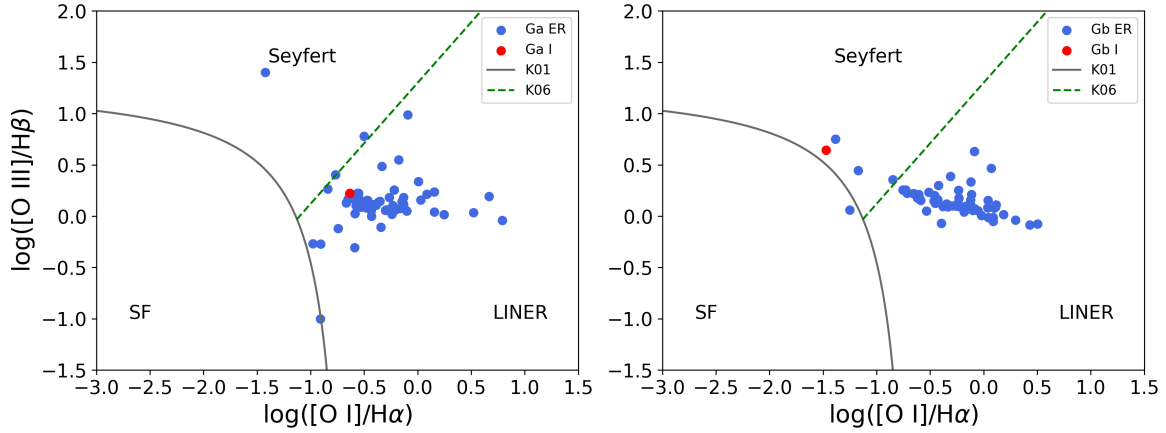
(a) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4a.



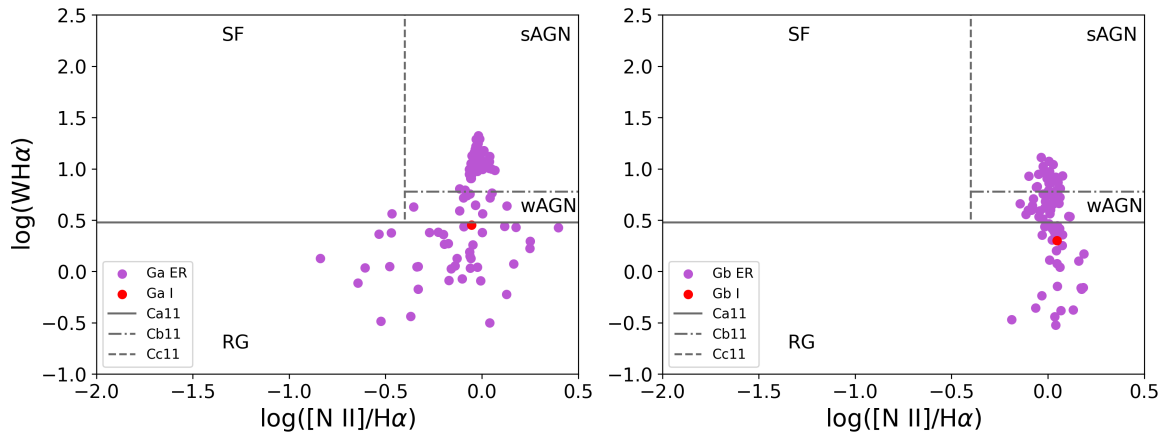
(b) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{SII}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4b.

Figura 7.2.4: Diagramas BPT y WHAN para la *galaxia* a_2 (gráficas en la izquierda) y la *galaxia* b_2 (gráficas en la derecha). Los puntos azules, morados y rojos son iguales a los de la Figura 7.1.4.

7.2. Galaxias: MaNGA-8133-12704



(c) Diagramas BPT de $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4c.



(d) Diagramas WHAN de $\log(W_{\text{H}\alpha})$ vs. $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4d.

Figura 7.2.4: Continuación de la figura anterior.

Los tres primeros diagramas que están a la izquierda en la Figura 7.2.4 indican que la *galaxia a₂* contiene un LINER pues, en estos se observa que los valores integrados se encuentran en la región de los LINERs, al igual que la mayoría de los puntos espacialmente resueltos. Y, muy pocos de estos puntos caen en otras áreas. En particular, en las Figuras 7.2.4a y 7.2.4b algunos puntos espacialmente resueltos están en el área de los Seyferts y unos cuantos en la zona de las galaxias con formación estelar y compuestas y, en la Figura 7.2.4c muy pocos de estos puntos se encuentran en la región de los Seyferts. Sin embargo, el último diagrama es distinto a los anteriores pues, como se observa en la Figura 7.2.4d, hay varios puntos espacialmente resueltos en el área de las galaxias retiradas y de los AGNs fuertes pero, hay pocos en la zona de los AGNs débiles.

Los tres diagramas BPT y el WHAN coinciden en que la *galaxia a₂* no presenta formación estelar (o tiene muy poca) mientras que, el espectro y los tres BPT coinciden en que esta galaxia contiene un AGN, en particular, es un LINER. El diagrama WHAN, como se mencionó antes, no indica con certeza el tipo de galaxia que es o el tipo AGN que contiene pues, a pesar de que el valor integrado se encuentra en la región de las galaxias retiradas (muy cerca de la zona de los AGNs débiles), los

puntos espacialmente resueltos están distribuidos en tres de las cuatro áreas en las que se divide el diagrama. Aún así, se considera que esta galaxia contiene un LINER.

Para la *galaxia* b_2 ocurre algo similar a lo que sucedió con la *galaxia* a_2 . Los primeros tres diagramas que están a la derecha en la Figura 7.2.4 indican que la *galaxia* b_2 contiene un LINER pues, en estos se observa que la mayoría de los puntos espacialmente resueltos se encuentran en la región de los LINERs y son muy pocos los que están fuera de esta zona. Además, en la Figura 7.2.4b el valor integrado está en el área de los LINERs aunque, en las Figuras 7.2.4a y 7.2.4c estos valores se encuentran en la región de los Seyferts. Por otra parte, así como sucedió para la *galaxia* a_2 , el último diagrama es distinto a los anteriores pues, como se observa en la Figura 7.2.4d, los puntos espacialmente resueltos están distribuidos en tres áreas distintas (AGNs fuertes, AGNs débiles y galaxias retiradas).

Así que, los datos de las líneas de emisión de la Tabla 7.2.2, los tres diagramas BPT y el WHAN coinciden en que la *galaxia* b_2 no presenta formación estelar mientras que, el espectro y los tres BPT coinciden en que esta galaxia contiene un AGN, en particular, un LINER. El diagrama WHAN, al igual que para la *galaxia* a_2 , no ayuda a identificar el tipo de galaxia que es o el tipo AGN que contiene. Pero, aún así se considera que esta galaxia contiene un LINER.

7.3. Galaxias: MaNGA-9892-12702

Las galaxias que conforman este tercer par están identificadas en el catálogo del SDSS con los nombres: SDSS J163115.52+235257.5 y SDSS J163115.61+235259.4. En la Figura 7.3.1 se muestra la imagen que aparece en el SDSS⁷ para ambas galaxias, la cual tiene el mismo intervalo de longitudes de onda y el hexágono que se mencionan en la Sección 7.1. Además, en la Figura 7.3.2 se observa el mapa de flujo total de las galaxias, el cual tiene las mismas especificaciones de la Figura 7.1.2. En este caso, el núcleo de la galaxia que está adentro del cuadrado amarillo se llama *galaxia a₃* mientras que, el que está delimitado por el cuadrado verde es la *galaxia b₃*.

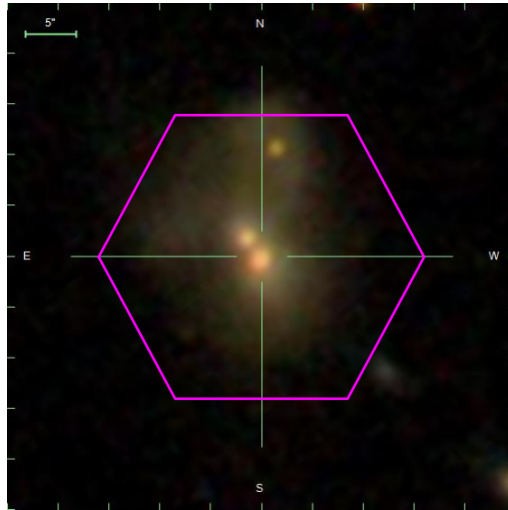


Figura 7.3.1: Imagen del SDSS⁷ del par de galaxias que abarca los filtros fotométricos: u, g, r, i y z. El hexágono es como el de la Figura 7.1.1.

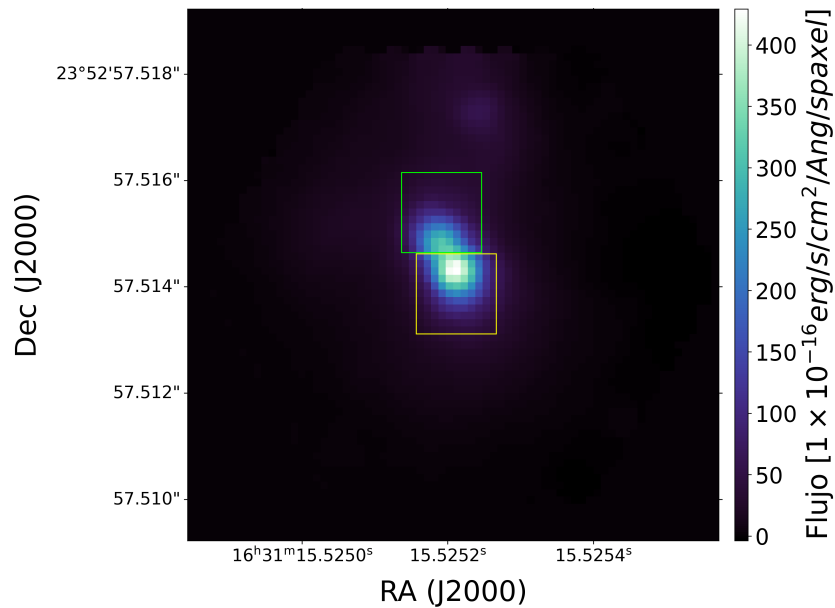


Figura 7.3.2: Mapa de flujo total del par de galaxias, como en la Figura 7.2.2. El cuadrado amarillo contiene a la *galaxia a₃* mientras que el verde encierra a la *galaxia b₃*.

En la Figura 7.3.2 se alcanzan a distinguir los núcleos casi circulares de las dos galaxias, aunque estos se sobreponen un poco, y se observa que el núcleo de la *galaxia* a_3 tiene un flujo más grande que el de la b_3 . Por otra parte, considerando los datos que aparecen en la Tabla 6.3.1, se sabe que el centro de la *galaxia* a_3 está ubicado en el spaxel (36,36) y el centro de la b_3 se encuentra en el spaxel (34,41). Entonces, la separación entre los centros de las dos galaxias es de 5.4 spaxels y, la separación angular entre los núcleos es de, aproximadamente, 2.7 arcsec.

A continuación, en la Tabla 7.3.1 se muestran algunos valores característicos de ambas galaxias, los cuales son los mismos que aparecen en la Tabla 7.1.1 y se obtuvieron como se menciona en la Sección 7.1.

Tabla 7.3.1: Características de las *galaxias* a_3 y b_3 , y propiedades de sus poblaciones estelares simples.

	Galaxia a_3	Galaxia b_3
Nombre SDSS	J163115.52+235257.5	J163115.61+235259.4
RA (J2000) [Deg]	247.814688344	247.814806697
Dec (J2000) [Deg]	23.882642705	23.881633043
z	$0.05918 \pm 1.65774 \times 10^{-5}$	$0.05918 \pm 1.65774 \times 10^{-5}$ ^(a)
D [Mpc]	262.30 ± 18.36	262.30 ± 18.36 ^(a)
σ^* [km s ⁻¹]	134.512 ± 1.344	100.616 ± 1.461
A_V^* [mag]	0.361 ± 0.004	0.435 ± 0.006
Age_{LW} [Ga]	$0.823 \pm 1.150 \times 10^{-9}$	$0.845 \pm 1.120 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{LW}$	0.258 ± 0.053	0.435 ± 0.062
Age_{MW} [Ga]	$2.544 \pm 1.150 \times 10^{-9}$	$4.376 \pm 1.120 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{MW}$	0.148 ± 0.053	0.241 ± 0.062
M^* [M_\odot]	$3.309 \times 10^{10} \pm 128.036$	$1.829 \times 10^{10} \pm 128.811$
$\log(M^* [M_\odot])$	$10.520 \pm 1.680 \times 10^{-9}$	$10.262 \pm 3.060 \times 10^{-9}$
$L[\text{OIII}]$ [erg s ⁻¹]	$9.830 \times 10^{40} \pm 1.590 \times 10^{40}$	$2.110 \times 10^{40} \pm 4.090 \times 10^{39}$
$\log(L[\text{OIII}] [\text{erg s}^{-1}])$	40.993 ± 0.700	40.325 ± 0.084

Notas:

^(a) Como el SDSS no identifica a la *galaxia* b_3 , se consideró que esta tiene el mismo corrimiento al rojo y la misma distancia de la *galaxia* a_3 .

Utilizando los datos que se muestran en la Tabla 7.3.1 se encuentra que el promedio de las distancias a las galaxias es $\bar{D} = 261.39 \pm 18.30$ Mpc así que, tomando en cuenta la separación angular que hay entre los núcleos, se encuentra que la separación proyectada entre las dos galaxias es $r_p = 3.41 \pm 0.24$ kpc. Comparando este resultado con el valor que aparece en el artículo de Steffen et al. (2023), se observa que hay una diferencia de 1.03 kpc que corresponde a un error porcentual del 41.20%. La separación entre las galaxias que se calculó en este trabajo es mucho más grande que la que se menciona en el artículo. Las separaciones no coinciden porque, además de las razones que se describen en la Sección 7.1, en este par resultó complicado definir el spaxel que corresponde al centro de la *galaxia* b_3 , ya que esta se sobrepone con la *galaxia* a_3 .

⁷Imagen tomada de: <http://skyserver.sdss.org/dr17/VisualTools/explore/summary?mangaid=1-295059>

Por otra parte, en la Tabla 7.3.1 se aprecia que la *galaxia* a_3 tiene un σ^* más grande que la *galaxia* b_3 , por lo que se puede decir que la *galaxia* a_3 tiene un agujero negro más masivo que la b_3 . Luego, las edades pesadas por luminosidad y masa son más grandes para la *galaxia* b_3 , lo cual indica que esta tiene poblaciones estelares más viejas que la a_3 . En cuanto a las metalicidades, la *galaxia* b_3 tiene una $[Z/H]_{MW}$ más grande que la a_3 , es decir, es más pobre en metales que la *galaxia* a_3 . Sin embargo, se esperaría que la galaxia con la edad de las poblaciones estelares más pequeña tuviera una metalicidad más alta, lo cual no ocurre en este caso. Por último, A_V^* es más grande en la *galaxia* b_3 entonces, comparando con la a_3 , su componente del espectro que corresponde a las poblaciones estelares resulta más afectada por el polvo.

Ahora, comparando los valores del $\log(M^*)$ de las dos galaxias con los que se mencionan en el artículo de Steffen et al. (2023) se encuentra que hay una diferencia de 0.08 para la *galaxia* a_3 y de 0.16 para la b_3 , lo cual corresponde a un error porcentual del 0.75 % y 1.60 % respectivamente. Los errores son demasiado pequeños así que los resultados obtenidos coinciden con los del artículo. Luego, al comparar el $\log(L[\text{OIII}])$ de ambas galaxias con el artículo se observa que hay una diferencia de 0.21 para la *galaxia* a_3 y de 0.57 para la b_3 , lo cual es un error del 0.50 % y 1.41 % respectivamente. Igual que antes, los resultados son similares a los del artículo. Por otro lado, como se muestra en la Tabla 7.3.1, la *galaxia* a_3 tiene una M^* y $L[\text{OIII}]$ más grandes que la *galaxia* b_3 , lo cual sugiere que esta galaxia tiene más estrellas o estrellas más masivas y un agujero negro con una tasa de acreción más grande que su compañera.

A continuación, en la Figura 7.3.3 se presentan, para cada galaxia, tres gráficas que contienen el espectro integrado, el modelo de las poblaciones estelares y el espectro del gas ionizado. Igual que en la Sección 7.1, cada gráfica incluye los tres espectros pero, considera un intervalo de longitud de onda diferente, en este caso son: $\lambda = (3, 600 - 10, 300) \text{ \AA}$, $\lambda = (5, 100 - 5, 350) \text{ \AA}$ y $\lambda = (6, 850 - 7, 200) \text{ \AA}$.

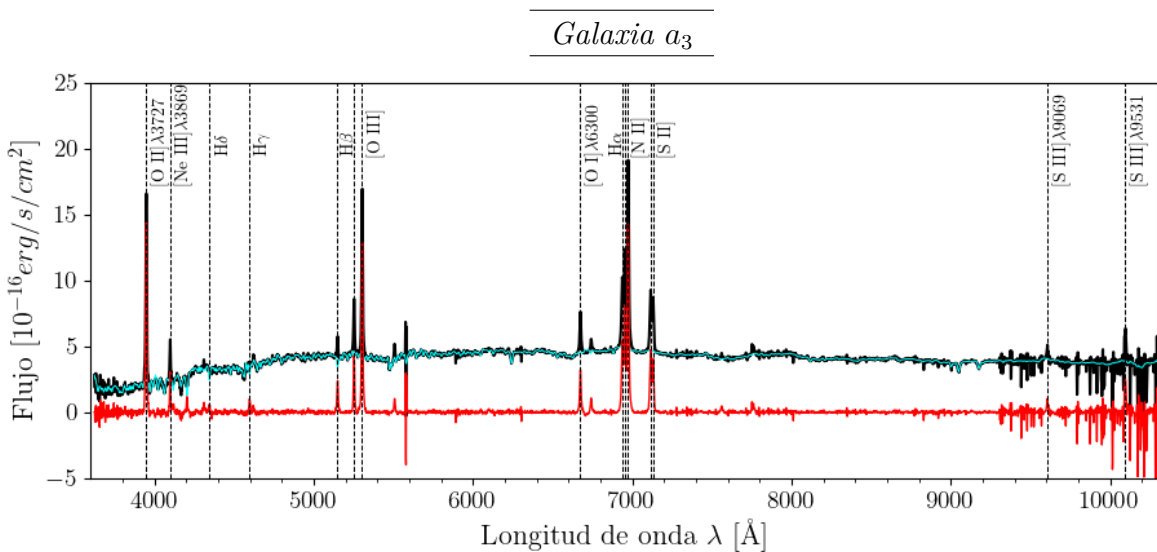


Figura 7.3.3: Gráficas de flujo contra λ en las que se muestran los espectros integrados, modelos de poblaciones estelares y espectros del gas ionizado para ambas galaxias, igual que en la Figura 7.1.3.

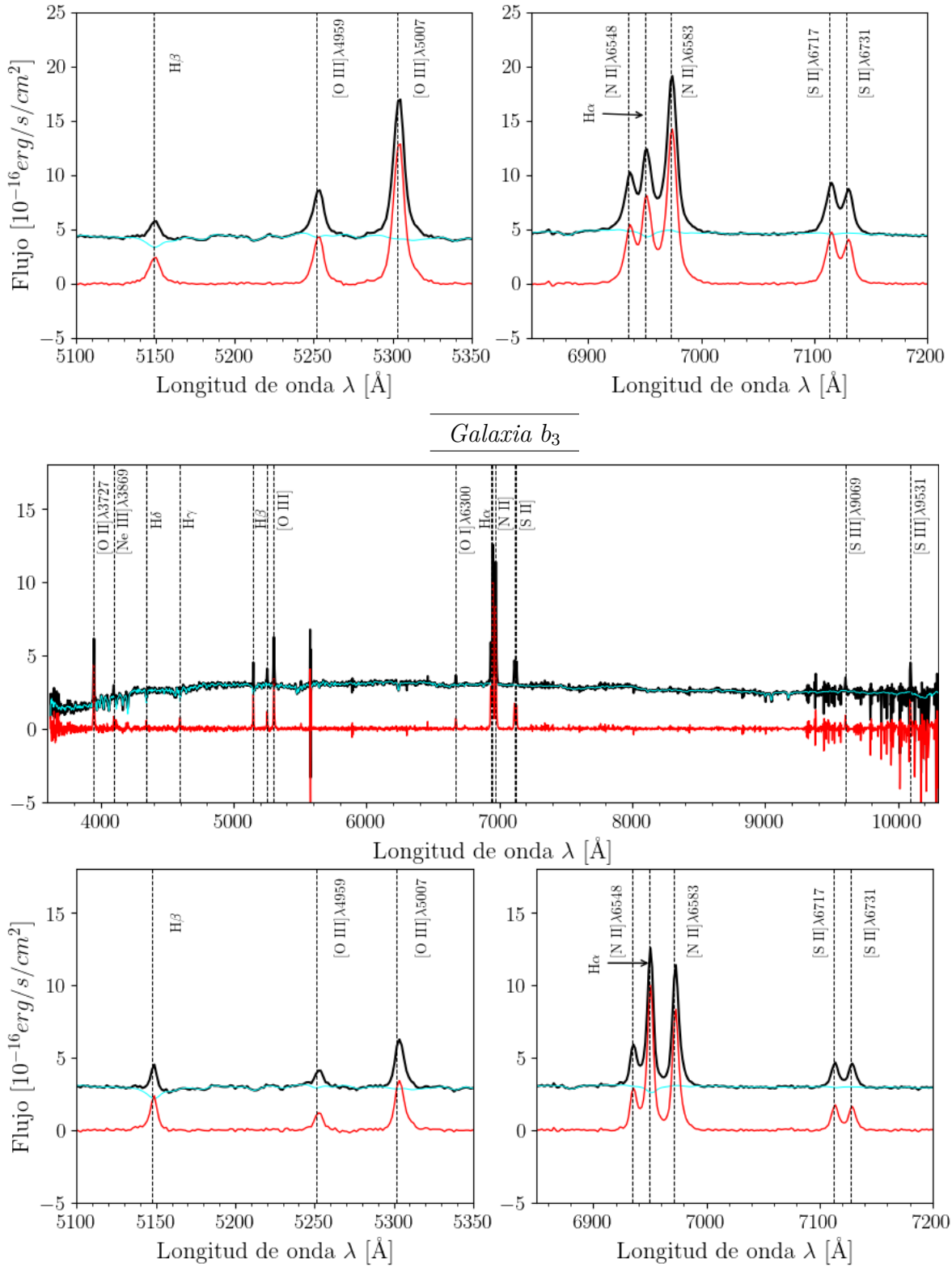


Figura 7.3.3: Continuación de la figura anterior.

En la Figura 7.3.3, el espectro del gas ionizado de la *galaxia a₃* muestra que su línea de emisión más fuerte es [OII] λ 3727. Otras líneas prominentes son [NII] λ 6583

y [OIII] λ 5007. Mientras que, las líneas más débiles que se detectan son H δ , H γ y [SIII] λ 9069. Cabe mencionar que, en este espectro están las líneas [SIII] λ 9069,9531 y [NeIII] λ 3869, la cual no se había detectado en las galaxias anteriores. Por otra parte, se aprecia que la línea prohibida [OIII] λ 5007 es más intensa que H β la cual, probablemente tiene una componente ancha no muy intensa. Luego, en el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se determina que la línea [NII] λ 6583 es la que tiene mayor flujo y que H α tiene una componente ancha. Además, en el espectro se observa que la línea [SII] λ 6717 es ligeramente más fuerte que [SII] λ 6731. Con todo esto, se concluye que esta galaxia tiene un AGN pues, su espectro muestra varias líneas prohibidas que se suelen detectar en este tipo de objetos y, probablemente, es un AGN fuerte debido a que las líneas [OIII] λ 5007 y [NII] λ 6583 son más intensas que H β y H α respectivamente.

En cuanto a la *galaxia* b_3 , su espectro del gas ionizado que aparece en la Figura 7.3.3 es similar al de la *galaxia* a_3 aunque, sus líneas de emisión son menos fuertes. En este caso, se observa que H α es la línea de emisión más fuerte. Otras líneas prominentes son [NII] λ 6583 y [OI] λ 3727. Y, las líneas más débiles son H δ , H γ y [OI] λ 6300. Cabe mencionar que, al igual que en el espectro de la *galaxia* a_3 , en este espectro se identifican las líneas [SIII] λ 9069,9531 y [NeIII] λ 3869. Por otro lado, se aprecia que la línea [OIII] λ 5007 es ligeramente más intensa que H β . Además, en el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se determina que la línea H α es la que tiene mayor flujo. Por último, en el espectro se alcanza a distinguir que [SII] λ 6717 y [SII] λ 6731 tienen flujos similares. Así que, se concluye que esta galaxia tiene un AGN pues, al igual que su galaxia compañera, su espectro muestra varias líneas prohibidas que se detectan en estos objetos. Sin embargo, esta galaxia también presenta formación estelar porque, H α es más fuerte que las líneas prohibidas (principalmente [NII] λ 6548,6583 y [SII] λ 6717,6731).

A continuación, en la Tabla 7.3.2 se muestra el flujo, el FWHM y el EW de siete líneas de emisión relevantes para ambas galaxias. Estos valores son los mismos que aparecen en la Tabla 7.1.2 y se obtuvieron como se describe en la Sección 7.1.

Tabla 7.3.2: Información de siete líneas de emisión para las *galaxias* a_3 y b_3 .

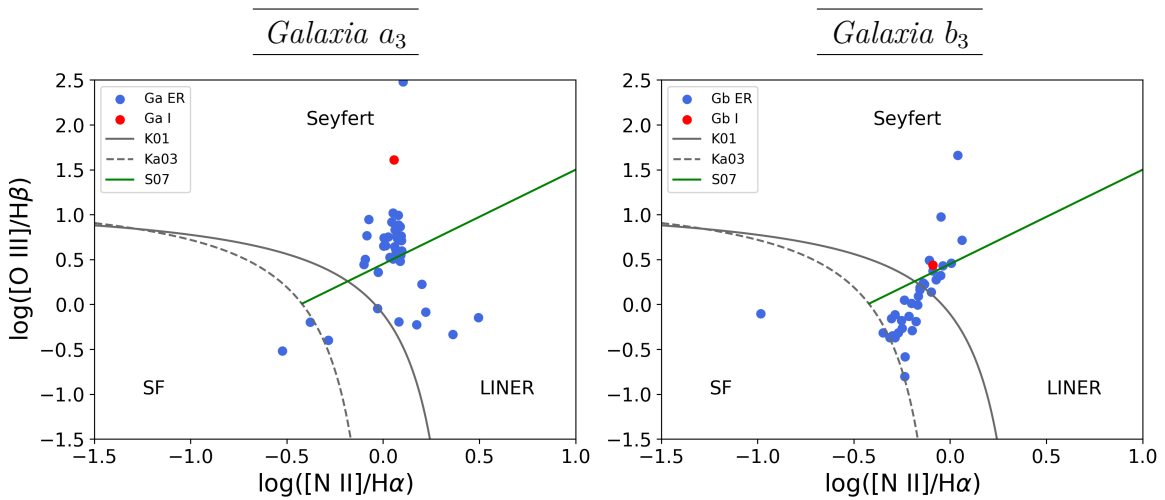
Nombre de la línea	λ [Å]	Galaxia a_3			Galaxia b_3		
		Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]	Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]
H β	4861.32	0.005 \pm 0.014 ⁸	527.39 \pm 69.24	1.72 \pm 0.47	0.039 \pm 0.012	438.84 \pm 63.97	2.04 \pm 0.69
[OIII] λ 5007	5006.84	0.220 \pm 0.044	470.51 \pm 62.46	6.28 \pm 0.95	0.108 \pm 0.020	399.14 \pm 64.63	2.10 \pm 0.74
[OI] λ 6300	6300.30	0.026 \pm 0.020	390.85 \pm 50.30	2.30 \pm 0.50	0.001 \pm 0.009 ⁸	360.31 \pm 50.19	1.65 \pm 0.51
H α	6562.68	0.158 \pm 0.013	420.08 \pm 57.43	6.75 \pm 0.11	0.343 \pm 0.009	287.85 \pm 41.00	8.01 \pm 0.39
[NII] λ 6583	6583.41	0.179 \pm 0.016	381.25 \pm 51.22	7.25 \pm 0.30	0.279 \pm 0.010	267.92 \pm 41.47	6.01 \pm 0.48
[SII] λ 6717	6716.39	0.085 \pm 0.011	406.49 \pm 50.39	3.47 \pm 0.30	0.056 \pm 0.009	326.10 \pm 54.34	1.53 \pm 0.47
[SII] λ 6731	6730.74	0.098 \pm 0.013	428.94 \pm 52.48	3.73 \pm 0.34	0.084 \pm 0.009	349.79 \pm 48.32	2.33 \pm 0.49

⁸Nótese que, en la Tabla 7.3.2, el error del flujo de algunas líneas de emisión es mayor o similar al valor del flujo. Esto se explicó en ⁴ para la Tabla 7.1.2.

Para la *galaxia a₃*, en la Tabla 7.3.2 se observa que, de las siete líneas de emisión que se mencionan, la que tiene el mayor flujo es [OIII] λ 5007 mientras que, la línea con menor flujo es H β . Por otra parte, la línea que tiene el FWHM más grande es H β mientras que, [NII] λ 6583 es la que tiene el menor valor. Nótese que, en promedio, las líneas que aparecen en la tabla tienen un FWHM ~ 432 km s $^{-1}$, tienen un ancho similar a las galaxias de la Sección 7.2. Por último, en la tabla se observa que la línea que tiene el ancho equivalente más grande es [NII] λ 6583 mientras que, la que tiene el menor valor es H β . Entonces, como el flujo de H α es menor que el de [NII] λ 6583 y la suma de las líneas [SII] λ λ 6717,6731 y, además, como el flujo de [OIII] λ 5007 es mucho más grande que el de H β se llega a la conclusión de que esta galaxia no tiene formación estelar y contiene un AGN fuerte.

En cuanto a la *galaxia b₃*, en la Tabla 7.3.2 se observa que, la línea con el mayor flujo es H α mientras que, la que tiene un menor flujo es [OI] λ 6300. Por otro lado, la línea que tiene un FWHM más grande es H β mientras que, [NII] λ 6583 y H α son las que tienen un menor valor. Nótese que, en promedio, las líneas que se muestran en la tabla tienen un FWHM ~ 347 km s $^{-1}$, son más angostas que las líneas de la *galaxia a₃*. Por último, en la tabla se observa que la línea que tiene el ancho equivalente más grande es H α mientras que, las que tienen un menor valor son [SII] λ 6717 y [OI] λ 6300. Entonces, probablemente esta galaxia presente formación estelar porque el flujo de H α es más grande que el de las líneas prohibidas.

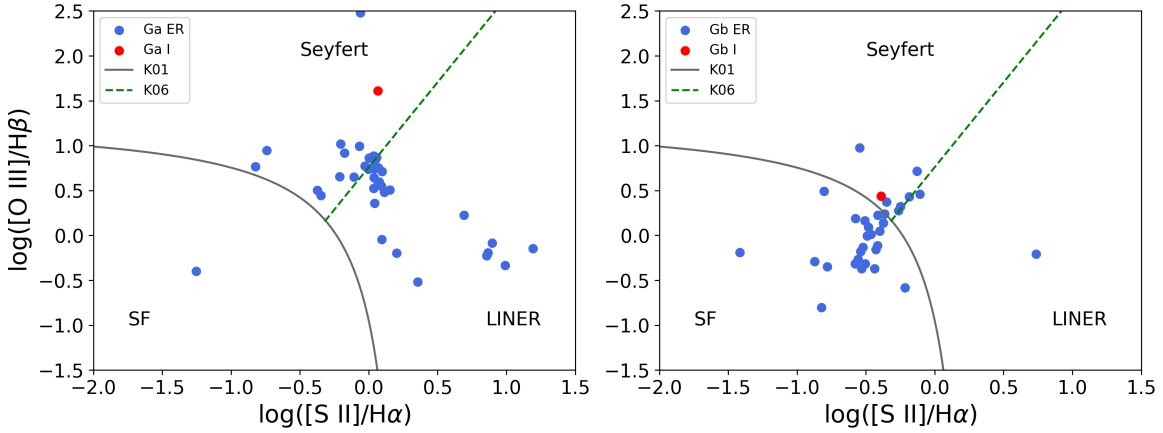
Por último, en las Figuras 7.3.4a a 7.3.4d se presentan los diagramas de clasificación de AGNs que se mencionan en la Sección 1.1.3, estos son tres diagramas BPT y el WHAN. El contenido de las gráficas y el orden que siguen son como se describió en la Sección 7.1 para la Figura 7.1.4.



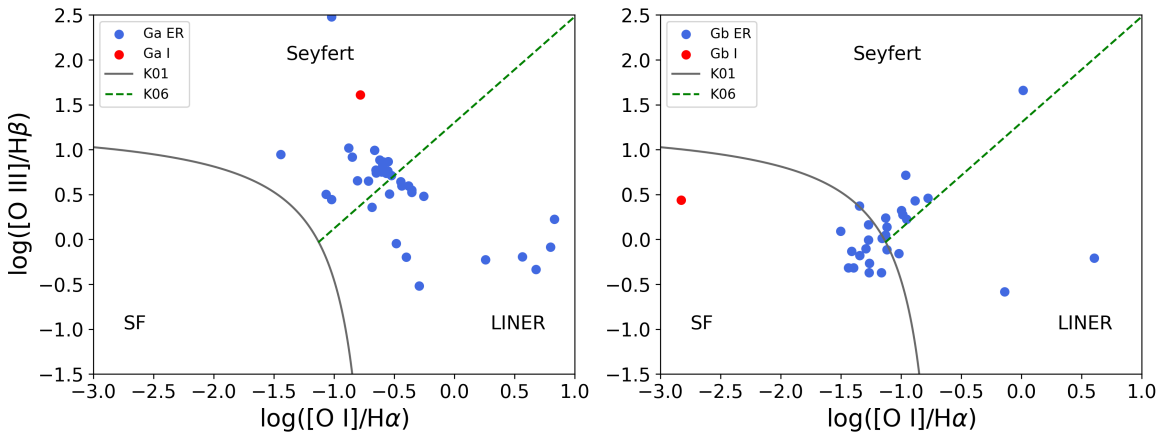
(a) Diagramas BPT de $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4a.

Figura 7.3.4: Diagramas BPT y WHAN para la *galaxia a₃* (gráficas en la izquierda) y la *galaxia b₃* (gráficas en la derecha). Los puntos azules, morados y rojos son iguales a los de la Figura 7.1.4.

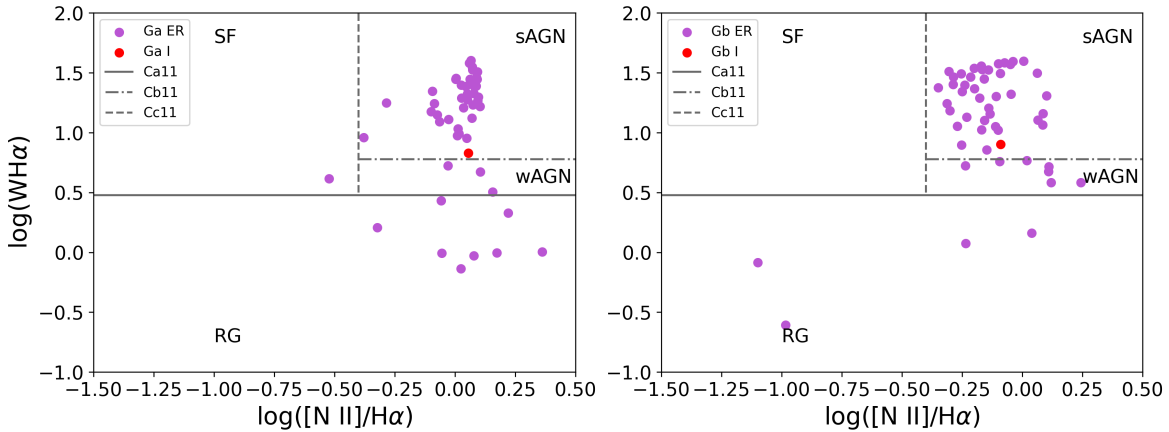
7.3. Galaxias: MaNGA-9892-12702



(b) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{SII}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4b.



(c) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{OI}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4c.



(d) Diagramas WHAN de $\log(W_{\text{H}\alpha})$ vs. $\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4d.

Figura 7.3.4: Continuación de la figura anterior.

Los diagramas que están a la izquierda en la Figura 7.3.4 indican que la *galaxia a₃* contiene un Seyfert pues, en estos se observa que los valores integrados se encuentran en la región de los Seyferts, al igual que varios de los puntos espacialmente resueltos. Aunque, también hay varios de estos puntos que están en la zona de los LINERs y unos pocos en otras áreas. En particular, en la Figura 7.3.4a la mayoría de los puntos

especialmente resueltos están en la región de los Seyferts, algunos en el área de los LINERs y muy pocos en la zona de las galaxias con formación estelar. Mientras que, en las Figuras 7.3.4b y 7.3.4c estos puntos se encuentran tanto en el área de los Seyferts como el de los LINERs pero, están distribuidos de manera que no se sabe con certeza en qué región hay una mayor cantidad de estos. Por último, en la Figura 7.3.4d la mayoría de los puntos espacialmente resueltos están en la zona de los AGNs fuertes y unos pocos están dispersados en las otras áreas.

El espectro, los datos de las líneas de emisión de la Tabla 7.3.2 y los tres diagramas BPT y el WHAN coinciden en que la *galaxia a₃* contiene un AGN fuerte, en específico, uno tipo Seyfert. Aunque, existe la posibilidad de que, en realidad, sea un LINER ya que en los tres BPT los puntos espacialmente resueltos abarcan ambas regiones. Sin embargo, el WHAN indica que la galaxia tiene un AGN fuerte, como un Seyfert. Por ello, se considera que esta galaxia, efectivamente, contiene un Seyfert. Más aún, como en el espectro de la Figura 7.3.3 se observó que H α tiene una componente ancha, entonces el AGN es un Seyfert Tipo I.

Por otra parte, los tres primeros diagramas que se encuentran a la derecha en la Figura 7.3.4 indican que la *galaxia b₃* es una galaxia compuesta pues, en estos se observa que los puntos espacialmente resueltos abarcan todas las regiones en las que se dividen los diagramas. En particular, las Figuras 7.3.4a a 7.3.4c la mayoría de estos puntos se encuentran en la región de las galaxias con formación estelar y compuestas, algunos están en la zona de los Seyferts y muy pocos en el área de los LINERs. Sin embargo, en las Figuras 7.3.4a y 7.3.4b los valores integrados están en el área de los Seyferts, muy cerca de la zona de formación estelar pero, en la Figura 7.3.4c este valor se encuentra en la región de formación estelar, lejos del área de los Seyferts. Además, el último diagrama es muy distinto a los anteriores pues, como se observa en la Figura 7.3.4d, el valor integrado está en el área de los AGNs fuertes, al igual que la mayoría de los puntos espacialmente resueltos pero, no hay puntos en la zona de las galaxias con formación estelar como en los otros diagramas.

El espectro, los datos de las líneas de emisión de la Tabla 7.3.2 y los tres diagramas BPT coinciden en que la *galaxia b₃* presenta formación estelar. Y dos diagramas BPT señalan que, probablemente, contiene un AGN tipo Seyfert. Sin embargo, a pesar de que el diagrama WHAN coincide en que esta galaxia tiene un AGN fuerte (como un Seyfert) este indica que la galaxia no tiene formación estelar. Así que, en este caso, se considera que la galaxia solo contiene un Seyfert. Sin embargo, en el espectro de la Figura 7.3.3 no se observa que H α tenga una componente ancha como la *galaxia a₃*, por ello se desconoce si es Tipo I o II. Para definir esto se tiene que revisar con más detalle y ajustar las gaussianas en el espectro aunque, también se recomienda que se realicen otros estudios en longitudes de onda distintas.

7.4. Galaxias: MaNGA-10837-9102

Las galaxias que conforman este cuarto par están identificadas en el catálogo del SDSS con los nombres: SDSS J103723.62+021845.5 y SDSS J103723.77+021839.4. En la Figura 7.4.1 se muestra la imagen que aparece en el SDSS⁹ para ambas galaxias, la cual tiene el mismo intervalo de longitudes de onda y el hexágono que se mencionan en la Sección 7.1. Además, en la Figura 7.4.2 se observa el mapa de flujo total de las galaxias, el cual tiene las mismas especificaciones de la Figura 7.1.2. En este caso, el núcleo de la galaxia que está adentro del cuadrado amarillo recibe el nombre de *galaxia a₄* mientras que, el que está delimitado por el cuadrado verde es la *galaxia b₄*.

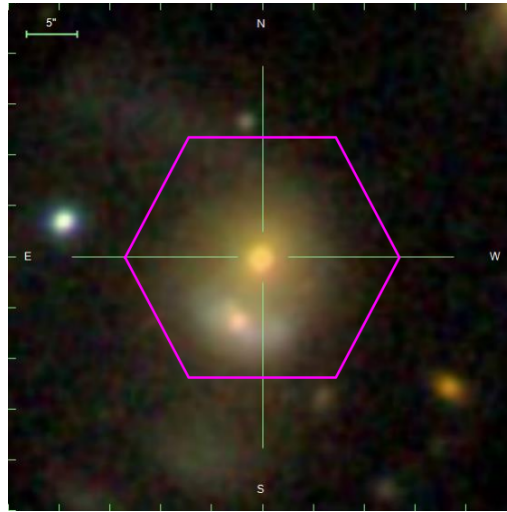


Figura 7.4.1: Imagen del SDSS⁹ del par de galaxias que abarca los filtros fotométricos: u, g, r, i y z. El hexágono es como el de la Figura 7.1.1.

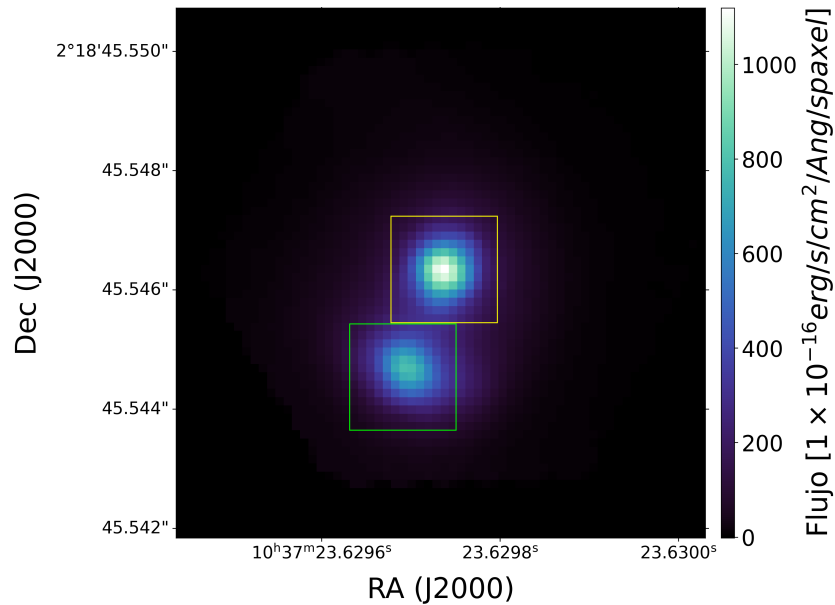


Figura 7.4.2: Mapa de flujo total del par de galaxias, como en la Figura 7.2.2. El cuadrado amarillo contiene a la *galaxia a₄* mientras que el verde encierra a la *galaxia b₄*.

En la Figura 7.4.2, se distinguen los núcleos ovalados de las dos galaxias y se observa que el núcleo de la *galaxia* a_4 tiene un flujo mayor que el de la b_4 . Por otra parte, considerando los datos que aparecen en la Tabla 6.3.1, se sabe que el centro de la *galaxia* a_4 está ubicado en el spaxel (32,32) y el centro de la b_4 se encuentra en el spaxel (27,20). Entonces, la separación entre los centros de las dos galaxias es de 13.0 spaxels y, la separación angular entre los núcleos es de, aproximadamente, 6.5 arcsec.

A continuación, en la Tabla 7.4.1 se muestran algunos valores característicos de ambas galaxias, los cuales son los mismos que aparecen en la Tabla 7.1.1 y se obtuvieron como se menciona en la Sección 7.1.

Tabla 7.4.1: Características de las *galaxias* a_4 y b_4 , y propiedades de sus poblaciones estelares simples.

	Galaxia a_4	Galaxia b_4
Nombre SDSS	J103723.62+021845.5	J103723.77+021839.4
RA (J2000) [Deg]	159.348457204	159.349074123
Dec (J2000) [Deg]	2.312651726	2.310955953
z	$0.04021 \pm 9.64745 \times 10^{-6}$	$0.03994 \pm 1 \times 10^{-4}$ (a)
D [Mpc]	183.11 ± 12.82	181.92 ± 12.75
σ^* [km s $^{-1}$]	186.984 ± 1.444	101.103 ± 1.338
A_V^* [mag]	0.170 ± 0.001	0.246 ± 0.002
Age_{LW} [Ga]	$3.919 \pm 1.380 \times 10^{-9}$	$0.365 \pm 1.080 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{LW}$	0.132 ± 0.048	0.349 ± 0.046
Age_{MW} [Ga]	$5.819 \pm 1.380 \times 10^{-9}$	$1.898 \pm 1.080 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{MW}$	0.031 ± 0.048	0.041 ± 0.046
M^* [M_\odot]	$5.665 \times 10^{10} \pm 178.354$	$2.995 \times 10^{10} \pm 177.616$
$\log(M^* [M_\odot])$	$10.753 \pm 1.370 \times 10^{-9}$	$10.476 \pm 2.580 \times 10^{-9}$
$L[\text{OIII}]$ [erg s $^{-1}$]	$2.100 \times 10^{40} \pm 3.740 \times 10^{39}$	$6.740 \times 10^{40} \pm 1.200 \times 10^{40}$
$\log(L[\text{OIII}] [\text{erg s}^{-1}])$	40.322 ± 0.077	40.828 ± 0.077

Notas:

(a) En la página del SDSS no hay información del z de la *galaxia* b_4 , se utilizó el que aparece en la página del NED.

En la Tabla 7.4.1 se observa que la *galaxia* a_4 tiene un corrimiento al rojo más grande que la *galaxia* b_4 y la diferencia entre estas cantidades es $\Delta z = 2.69 \times 10^{-4}$, que es el 0.67 % del promedio de los corrimientos al rojo de las galaxias. La diferencia Δz es demasiado pequeña, así que los objetos deben encontrarse casi a la misma distancia. Esto se corrobora al calcular la separación que hay entre las dos galaxias en la dirección de la línea de visión, la cual resulta ser de 1.19 Mpc, que es un valor pequeño comparado con las distancias a las galaxias.

Luego, el promedio de las distancias a las galaxias es $\bar{D} = 182.51 \pm 12.79$ Mpc así que, tomando en cuenta la separación angular que hay entre los núcleos, se encuentra que la separación proyectada entre las dos galaxias es $r_p = 5.75 \pm 0.40$ kpc. Comparando este resultado con el valor que aparece en el artículo de Steffen et al. (2023), se observa que hay una diferencia de 0.55 kpc que corresponde a un error porcentual del 10.58 %. La separación entre las galaxias que se calculó es mayor que la que se menciona en el artículo. Las separaciones no coinciden por las razones que se describen en la Sección 7.1.

⁹Imagen tomada de: <http://skyserver.sdss.org/dr17/VisualTools/explore/summary?mangaId=1-61630>

7.4. Galaxias: MaNGA-10837-9102

Por otra parte, en la Tabla 7.4.1 se aprecia que la *galaxia* a_4 tiene una σ^* más grande que la b_4 así que, la *galaxia* a_4 tiene un agujero negro más masivo que la b_4 . Luego, las edades pesadas por luminosidad y masa son más grandes para la *galaxia* a_4 , lo cual indica que esta tiene poblaciones estelares más viejas que la b_4 . En cuanto a las metalicidades, la *galaxia* b_4 tiene una $[Z/H]_{MW}$ ligeramente más grande que la a_4 , i.e., es más pobre en metales que la *galaxia* a_4 . Esto era de esperarse dado que la edad promedio de sus poblaciones estelares es menor que la de la *galaxia* a_4 . Por último, A_V^* es un poco más grande en la *galaxia* b_4 , por lo que su componente del espectro que corresponde a las poblaciones estelares resulta más afectada por el polvo.

Ahora, comparando los valores del $\log(M^*)$ de las dos galaxias con los que se mencionan en el artículo de Steffen et al. (2023) se encuentra que hay una diferencia de 0.05 para la *galaxia* a_4 y de 0.58 para la b_4 , lo cual corresponde a un error porcentual del 0.44 % y 5.82 % respectivamente. Luego, al comparar el $\log(L[\text{OIII}])$ con el artículo se observa que hay una diferencia de 0.02 para la *galaxia* a_4 y de 0.47 para la b_4 , lo cual es un error del 0.05 % y 1.14 % respectivamente. Los resultados son similares a los del artículo. Por otro lado, la *galaxia* a_4 tiene una M^* más grande que la b_4 , lo cual sugiere que tiene más estrellas o estrellas más masivas. Pero, la *galaxia* b_4 tiene una $L[\text{OIII}]$ más grande, lo cual indica que tiene un agujero negro con una tasa de acreción más grande que su compañera. Este es un resultado peculiar pues se esperaba que una misma galaxia tuviera la M^* y $L[\text{OIII}]$ altas ya que, según Steffen et al. (2023), para los AGNs duales esta luminosidad aumenta conforme aumenta la M^* .

A continuación, en la Figura 7.4.3 se presentan, para cada galaxia, tres gráficas que contienen el espectro integrado, el modelo de las poblaciones estelares y el espectro del gas ionizado. Igual que en la Sección 7.1, cada gráfica incluye los tres espectros pero, considera un intervalo de longitud de onda diferente, en este caso son: $\lambda = (3,600 - 10,300) \text{ \AA}$, $\lambda = (5,000 - 5,250) \text{ \AA}$ y $\lambda = (6,750 - 7,050) \text{ \AA}$.

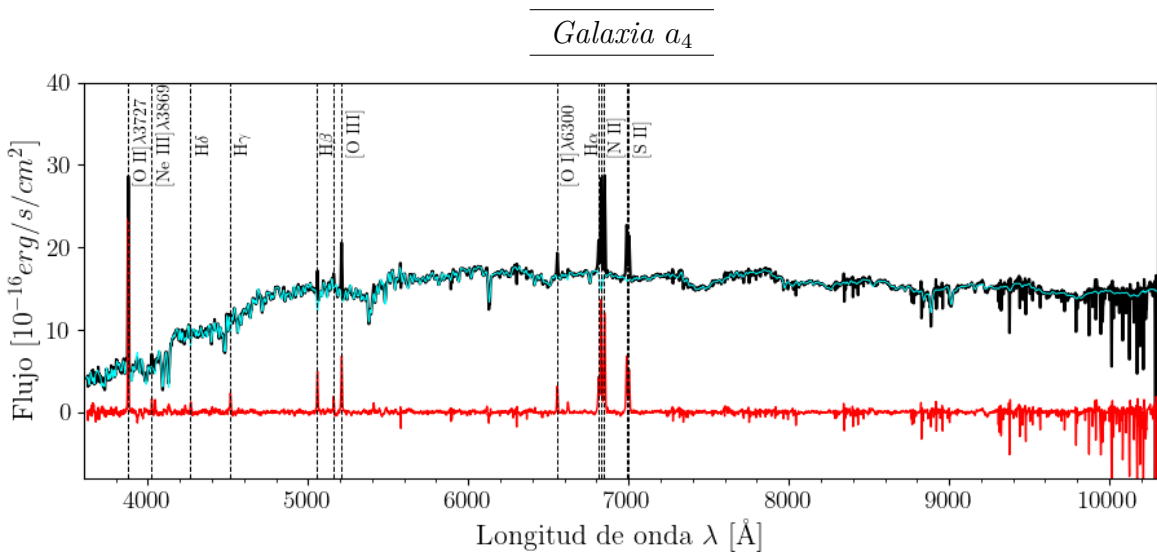


Figura 7.4.3: Gráficas de flujo contra λ en las que se muestran los espectros integrados, modelos de poblaciones estelares y espectros del gas ionizado para ambas galaxias, igual que en la Figura 7.1.3.

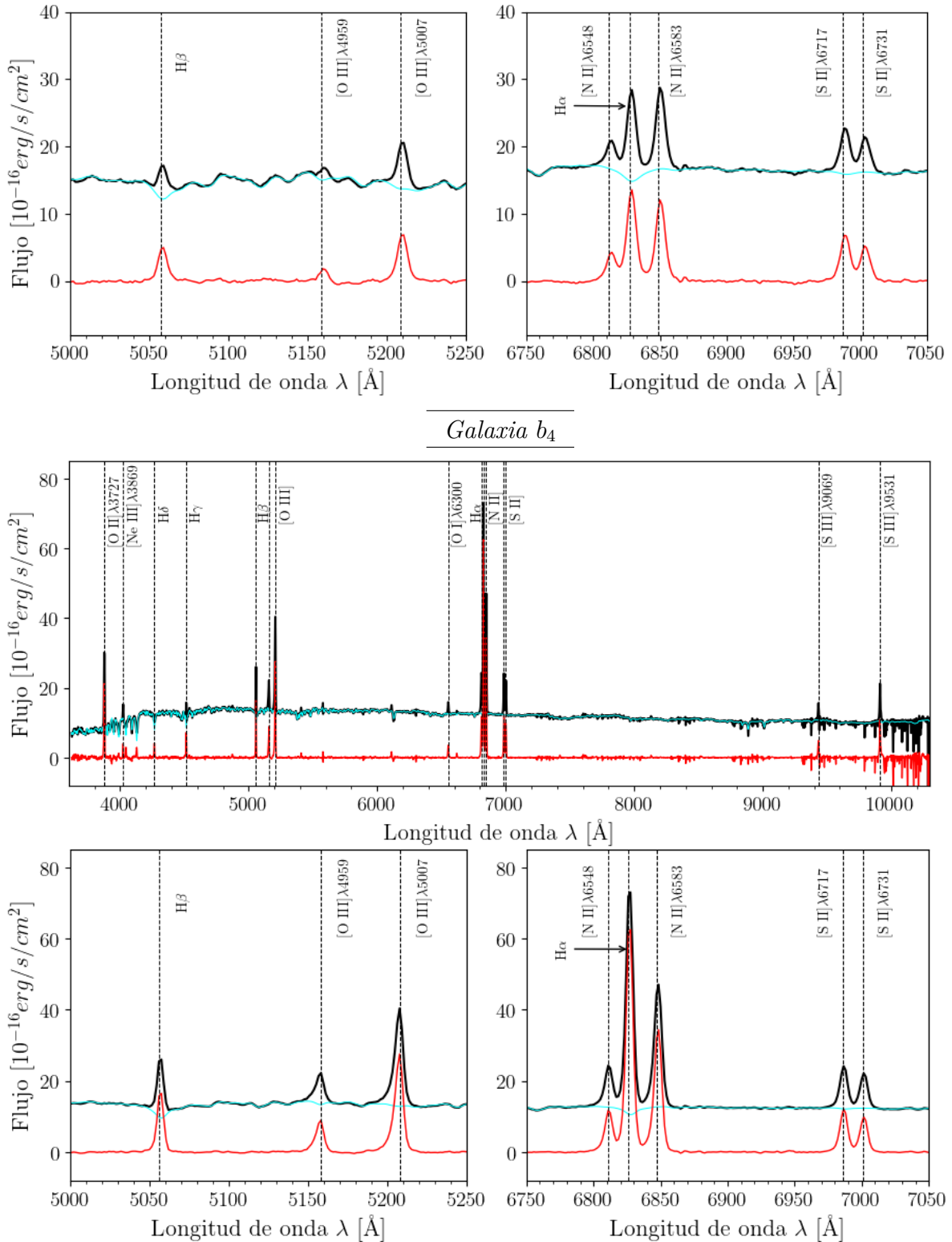


Figura 7.4.3: Continuación de la figura anterior.

En la Figura 7.4.3, el espectro del gas ionizado de la *galaxia a₄* muestra que su línea de emisión más fuerte es [OII] λ 3727. Otras líneas prominentes son H α y [NII] λ 6583. Mientras que, las líneas más débiles que se detectan son H δ , [NeIII] λ 3869

7.4. Galaxias: MaNGA-10837-9102

y [OIII] λ 4959. Por otra parte, se aprecia que la línea prohibida [OIII] λ 5007 es ligeramente más intensa que H β y, aparentemente, tienen anchos similares. Luego, en el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se determina que la línea H α es la que tiene mayor flujo. Además, en el espectro se observa que la línea [SII] λ 6717 es ligeramente más fuerte que [SII] λ 6731. Con todo esto, se concluye que esta galaxia tiene un AGN pues, su espectro muestra varias líneas prohibidas.

En cuanto a la *galaxia* b_4 , su espectro del gas ionizado que aparece en la Figura 7.4.3 muestra que su línea de emisión más fuerte es H α . Otras líneas prominentes son [OIII] λ 5007, [NII] λ 6583 y [OII] λ 3727. Y, las líneas más débiles son H δ , [NeIII] λ 3869 y [OI] λ 6300. Cabe mencionar, que en este espectro se identifican las líneas [SIII] λ λ 9069,9531. Por otro lado, se aprecia que la línea [OIII] λ 5007 es más intensa que H β . Además, en el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se determina que la línea H α es la que tiene mayor flujo. Por último, en el espectro se observa que la línea [SII] λ 6717 es ligeramente más fuerte que [SII] λ 6731. Así que, se concluye que esta galaxia tiene un AGN pues, al igual que su galaxia compañera, su espectro muestra varias líneas prohibidas. Sin embargo, esta galaxia también presenta formación estelar porque, H α es más fuerte que las líneas prohibidas (principalmente [NII] λ λ 6548,6583 y [SII] λ λ 6717,6731).

A continuación, en la Tabla 7.4.2 se muestra el flujo, el FWHM y el EW de siete líneas de emisión relevantes para ambas galaxias. Estos valores son los mismos que aparecen en la Tabla 7.1.2 y se obtuvieron como se describe en la Sección 7.1.

Tabla 7.4.2: Información de siete líneas de emisión para las *galaxias* a_4 y b_4 .

Nombre de la línea	λ [Å]	Galaxia a_4			Galaxia b_4		
		Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]	Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]
H β	4861.32	0.012 \pm 0.019 ¹⁰	495.21 \pm 67.41	1.17 \pm 0.22	0.051 \pm 0.010	159.36 \pm 53.08	1.23 \pm 0.11
[OIII] λ 5007	5006.84	0.012 \pm 0.019 ¹⁰	471.11 \pm 64.24	1.29 \pm 0.21	0.208 \pm 0.053	146.74 \pm 51.39	3.04 \pm 0.55
[OI] λ 6300	6300.30	0.008 \pm 0.022 ¹⁰	385.75 \pm 50.81	1.34 \pm 0.24	0.005 \pm 0.012 ¹⁰	158.34 \pm 38.80	0.74 \pm 0.16
H α	6562.68	0.020 \pm 0.017	345.63 \pm 45.26	1.21 \pm 0.15	0.532 \pm 0.011	92.84 \pm 41.98	7.14 \pm 0.17
[NII] λ 6583	6583.41	0.004 \pm 0.018 ¹⁰	340.49 \pm 45.72	1.12 \pm 0.17	0.229 \pm 0.024	110.93 \pm 39.26	3.86 \pm 0.34
[SII] λ 6717	6716.39	0.012 \pm 0.014 ¹⁰	343.55 \pm 44.76	1.27 \pm 0.15	0.059 \pm 0.007	119.90 \pm 38.50	1.31 \pm 0.10
[SII] λ 6731	6730.74	0.019 \pm 0.019 ¹⁰	379.32 \pm 49.52	1.21 \pm 0.18	0.062 \pm 0.008	131.14 \pm 36.73	1.31 \pm 0.11

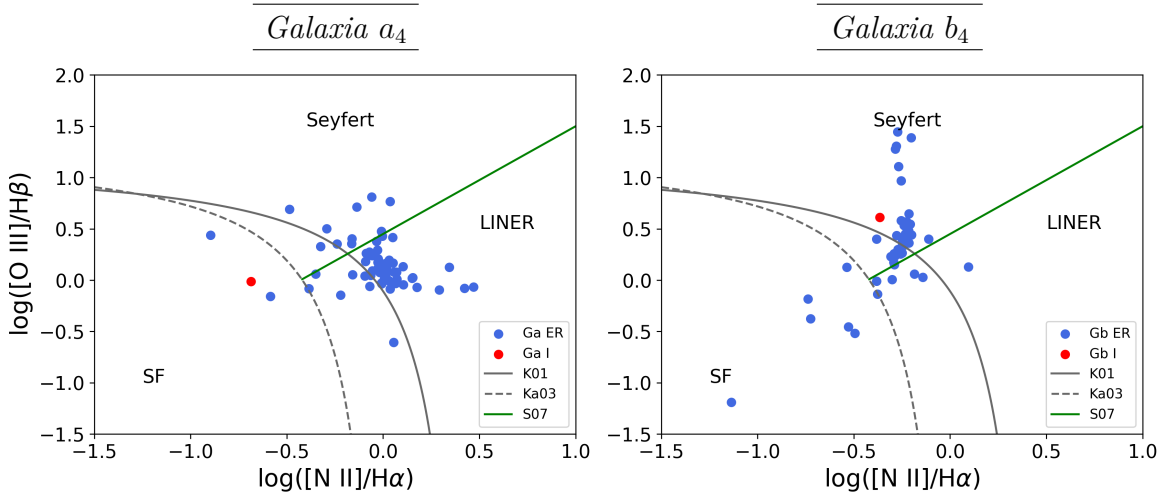
Para la *galaxia* a_4 , en la Tabla 7.4.2 se observa que, de las siete líneas de emisión que se mencionan, las que tienen un mayor flujo son H α y [SII] λ 6731 mientras que, la línea con menor flujo es [NII] λ 6583. Por otra parte, la línea que tiene el FWHM más grande es H β mientras que, [NII] λ 6583, [SII] λ 6717 y H α son las que tienen valores más pequeños. En promedio, las líneas tienen un FWHM \sim 394 km s⁻¹ y tienen un ancho similar a las galaxias de las Secciones 7.2 y 7.3. Por último, en la tabla se observa que todas las líneas tienen EWs similares aunque, [OI] λ 6300 es la que tiene el valor más grande. Entonces, puede que esta galaxia presente formación estelar porque el flujo de H α es más grande que los de algunas líneas prohibidas (como [NII] λ 6583).

¹⁰Nótese que, en la Tabla 7.4.2, el error del flujo de algunas líneas de emisión es mayor o similar al valor del flujo. Esto se explicó en ⁴ para la Tabla 7.1.2.

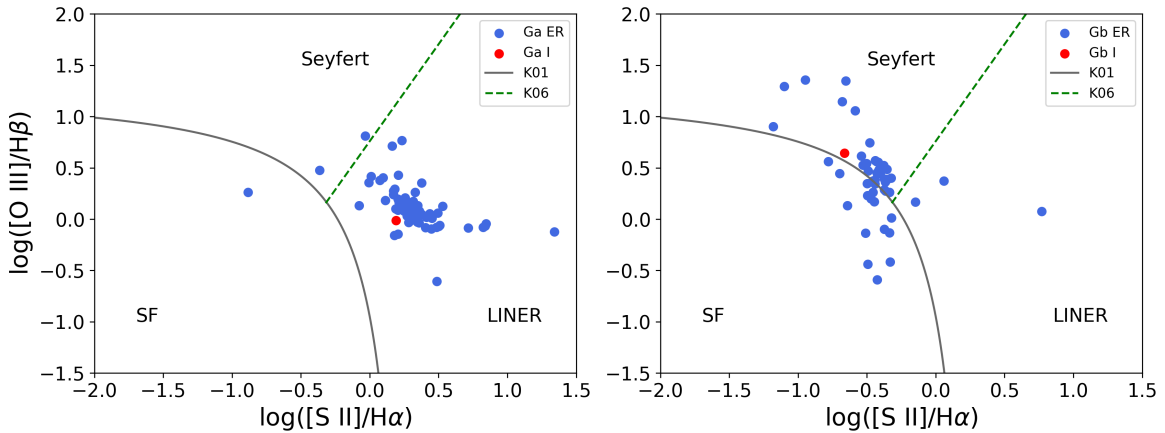
Sin embargo, la suma de los flujos de las líneas $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731$ es más grande que el flujo de $\text{H}\alpha$ así que, esto se definirá con los diagramas BPT y WHAN.

En cuanto a la *galaxia* b_4 , en la Tabla 7.4.2 se observa que, la línea con el mayor flujo es $\text{H}\alpha$ mientras que, la que tiene el menor flujo es $[\text{OI}]\lambda 6300$. Por otro lado, las líneas que tienen un FWHM más grande son $\text{H}\beta$ y $[\text{OI}]\lambda 6300$ mientras que, $\text{H}\alpha$ y $[\text{NII}]\lambda 6583$ son las que tienen un menor valor. En promedio, las líneas tienen un $\text{FWHM} \sim 131 \text{ km s}^{-1}$, son angostas y el ancho es similar al que tienen las galaxias en la Sección 7.1. Por último, en la tabla se observa que la línea que tiene el EW más grande es $\text{H}\alpha$ mientras que, la que tiene el menor valor es $[\text{OI}]\lambda 6300$. Entonces, probablemente esta galaxia presente formación estelar porque el flujo de $\text{H}\alpha$ es más grande que el de las líneas prohibidas.

Por último, en las Figuras 7.4.4a a 7.4.4d se presentan los diagramas de clasificación de AGNs que se mencionan en la Sección 1.1.3, estos son tres diagramas BPT y el WHAN. El contenido de las gráficas y el orden que siguen son como se describió en la Sección 7.1 para la Figura 7.1.4.



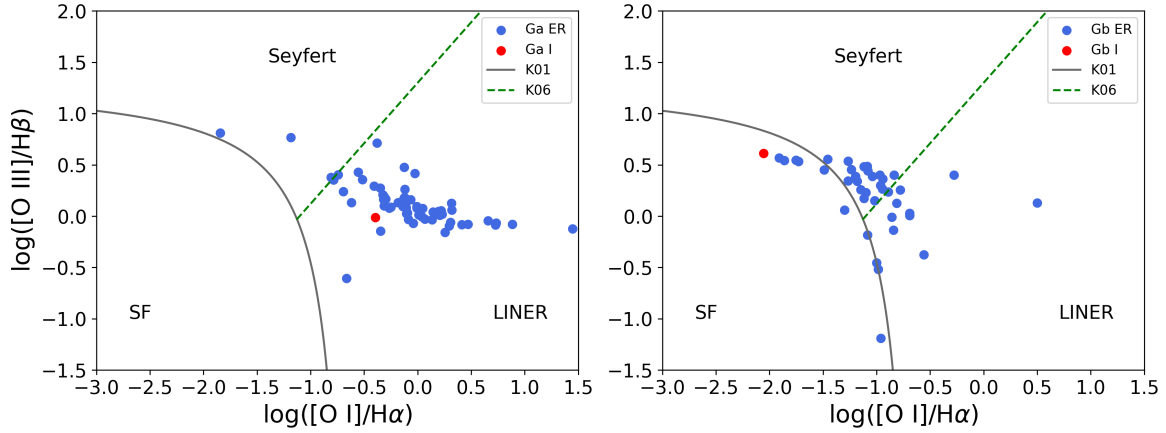
(a) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4a.



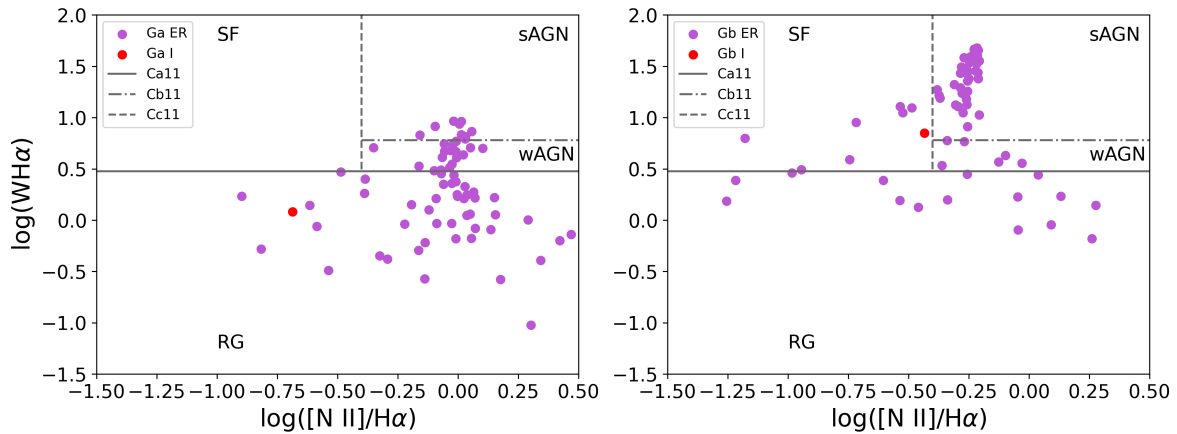
(b) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{SII}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4b.

Figura 7.4.4: Diagramas BPT y WHAN para la *galaxia* a_4 (gráficas en la izquierda) y la *galaxia* b_4 (gráficas en la derecha). Los puntos azules, morados y rojos son iguales a los de la Figura 7.1.4.

7.4. Galaxias: MaNGA-10837-9102



(c) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{OI}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4c.



(d) Diagramas WHAN de $\log(W_{\text{H}\alpha})$ vs. $\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4d.

Figura 7.4.4: Continuación de la figura anterior.

Los tres primeros diagramas que están a la izquierda en la Figura 7.4.4 indican que la *galaxia* a_4 contiene un LINER pues, en estos se observa que la mayoría de los puntos espacialmente resueltos se encuentran en la región de los LINERs y son pocos los que están fuera de esta zona. Sin embargo, en la Figura 7.4.4a algunos de estos puntos están en la región de los Seyferts y unos cuantos en el área de las galaxias con formación estelar. Por otra parte, en las Figuras 7.4.4b y 7.4.4c el valor integrado está en el área de los LINERs aunque, en la Figura 7.4.4a este valor se encuentra en la zona de formación estelar. Por último, el diagrama que se muestra en la Figura 7.4.4d es distinto a los anteriores pues, el valor integrado y la mayoría de los puntos espacialmente resueltos se encuentran en la región de las galaxias retiradas pero, algunos de los puntos también están en las zonas de los AGNs débiles y fuertes.

Los datos de la Tabla 7.4.2, los tres diagramas BPT y el WHAN coinciden en que la *galaxia* a_4 tiene muy poca formación estelar (casi nula) mientras que, el espectro y los tres BPT coinciden en que esta galaxia contiene un AGN, en particular, un LINER. El diagrama WHAN, como se mencionó antes, no indica con certeza el tipo de galaxia que es o el tipo AGN que contiene pues, a pesar de que el valor integrado se encuentra en la región de las galaxias retiradas, los puntos espacialmente resueltos

están distribuidos en tres de las cuatro áreas en las que se divide el diagrama. Aún así, se considera que esta galaxia contiene un LINER.

Por otra parte, los diagramas que se encuentran a la derecha en la Figura 7.4.4 indican que la *galaxia* b_4 es una galaxia compuesta porque, en los cuatro diagramas se observa que los puntos espacialmente resueltos abarcan todas las regiones en las que estos se dividen, principalmente las zonas de los Seyferts y de las galaxias con formación estelar. Además, en las Figuras 7.4.4a y 7.4.4b el valor integrado está en el área de los Seyferts mientras que, en las Figuras 7.4.4c y 7.4.4d este valor se encuentra en la región de formación estelar.

Así que, el espectro, los datos de la Tabla 7.4.2 y los tres diagramas BPT y el WHAN coinciden en que la *galaxia* b_4 es una galaxia compuesta. Y es probable que el AGN que contiene sea tipo Seyfert porque, en los tres diagramas BPT hay más puntos espacialmente resueltos en esta área que en la de los LINERs mientras que, en el WHAN, a pesar de que su valor integrado se encuentra en la zona de las galaxias con formación estelar, la mayoría de estos puntos están en la región de los AGNs fuertes.

7.5. Galaxias: MaNGA-12518-3703

Las galaxias que conforman este último par están identificadas en el catálogo del SDSS con los nombres: SDSS J103825.06-002333.6 y SDSS J103825.16-002331.1. En la Figura 7.5.1 se muestra la imagen que aparece en el SDSS¹¹ para ambas galaxias, la cual tiene el mismo intervalo de longitudes de onda y el hexágono que se mencionan en la Sección 7.1. Además, en la Figura 7.5.2 se observa el mapa de flujo total de las galaxias, el cual tiene las mismas especificaciones de la Figura 7.1.2. En este caso, el núcleo de la galaxia que está adentro del cuadrado amarillo es llamada *galaxia a₅* mientras que, el que está delimitado por el cuadrado verde es la *galaxia b₅*.

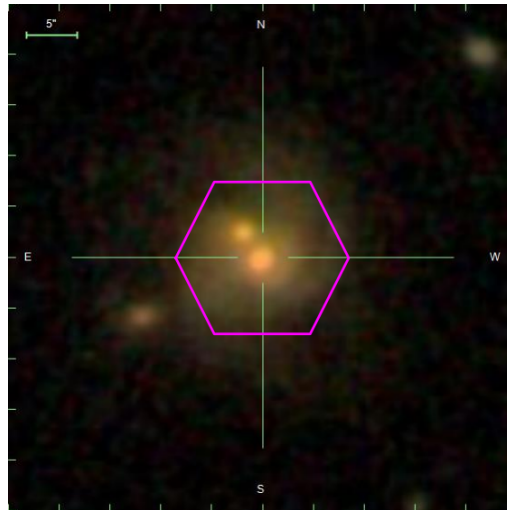


Figura 7.5.1: Imagen del SDSS¹¹ del par de galaxias que abarca los filtros fotométricos: u, g, r, i y z. El hexágono es como el de la Figura 7.1.1.

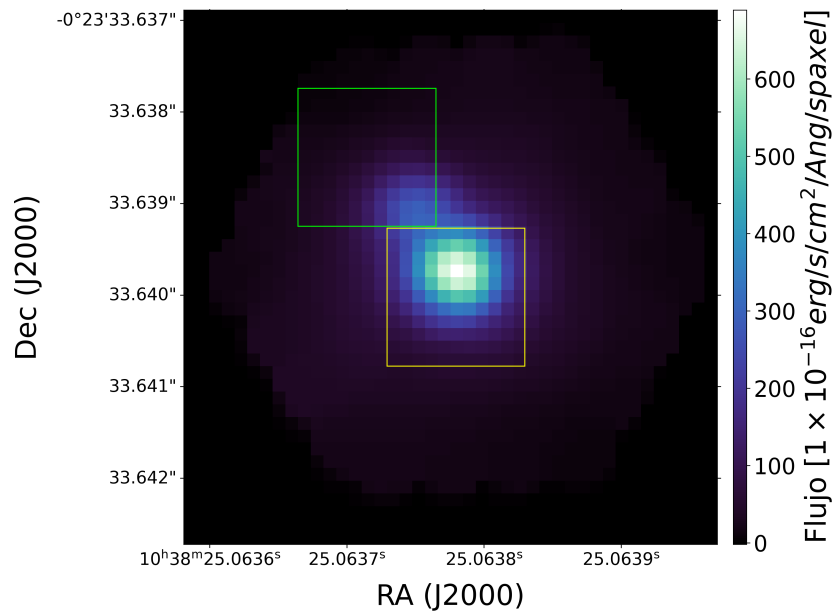


Figura 7.5.2: Mapa de flujo total del par de galaxias, como en la Figura 7.2.2. El cuadrado amarillo contiene a la *galaxia a₅* mientras que el verde encierra a la *galaxia b₅*.

En la Figura 7.5.2, se alcanzan a distinguir los núcleos casi circulares de las dos galaxias, aunque estos se sobreponen un poco, y se observa que el núcleo de la *galaxia* a_5 tiene un flujo más grande que el de la b_5 . Por otra parte, considerando los datos que aparecen en la Tabla 6.3.1, se sabe que el centro de la *galaxia* a_5 está ubicado en el spaxel (21,21) y el centro de la b_5 se encuentra en el spaxel (16,27). Entonces, la separación entre los centros de las dos galaxias es de 7.8 spaxels y, la separación angular entre los núcleos es de, aproximadamente, 3.9 arcsec.

A continuación, en la Tabla 7.5.1 se muestran algunos valores característicos de ambas galaxias, los cuales son los mismos que aparecen en la Tabla 7.1.1 y se obtuvieron como se menciona en la Sección 7.1.

Tabla 7.5.1: Características de las *galaxias* a_5 y b_5 , y propiedades de sus poblaciones estelares simples.

	Galaxia a_5	Galaxia b_5
Nombre SDSS	J103825.06-002333.6	J103825.16-002331.1
RA (J2000) [Deg]	159.604432379	159.604872442
Dec (J2000) [Deg]	-0.392677820	-0.391983144
z	$0.09630 \pm 3 \times 10^{-5}$ (a)	$0.09630 \pm 2.58647 \times 10^{-5}$
D [Mpc]	431.18 ± 30.19	431.14 ± 30.18
σ^* [km s $^{-1}$]	172.743 ± 1.390	162.436 ± 1.436
A_V^* [mag]	0.388 ± 0.005	0.285 ± 0.005
Age_{LW} [Ga]	$1.180 \pm 1.190 \times 10^{-9}$	$2.503 \pm 1.400 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{LW}$	0.283 ± 0.053	0.253 ± 0.064
Age_{MW} [Ga]	$3.053 \pm 1.190 \times 10^{-9}$	$4.617 \pm 1.400 \times 10^{-9}$
$[Z/H]_{MW}$	0.008 ± 0.053	0.148 ± 0.064
M^* [M_\odot]	$1.776 \times 10^{11} \pm 128.327$	$3.819 \times 10^{10} \pm 130.241$
$\log(M^* [M_\odot])$	$11.249 \pm 3.140 \times 10^{-10}$	$10.582 \pm 1.480 \times 10^{-9}$
$L[\text{OIII}]$ [erg s $^{-1}$]	$1.720 \times 10^{42} \pm 2.880 \times 10^{41}$	$2.730 \times 10^{40} \pm 6.320 \times 10^{39}$
$\log(L[\text{OIII}] [\text{erg s}^{-1}])$	42.235 ± 0.073	40.436 ± 0.101

Notas:

(a) En la página del SDSS no hay información del z de la *galaxia* a_5 , se utilizó el que aparece en la página del NED.

En la Tabla 7.5.1 se observa que el corrimiento al rojo es idéntico para ambas galaxias, así que los objetos deben encontrarse a la misma distancia. Esto se corrobora al calcular la separación que hay entre las dos galaxias en la dirección de la línea de visión, la cual resulta ser de 0.04 Mpc, que es un valor muy pequeño comparado con las distancias a las galaxias.

Luego, el promedio de las distancias a las galaxias es $\bar{D} = 431.16 \pm 30.19$ Mpc y considerando la separación angular que hay entre los núcleos se encuentra que, la separación entre las dos galaxias es $r_p = 8.16 \pm 0.57$ kpc. Comparando este resultado con el valor que aparece en el artículo de Steffen et al. (2023), se observa que hay una diferencia de 2.86 kpc que corresponde a un error porcentual del 53.96%. La separación entre las galaxias que se calculó es mucho mayor que la que se menciona en el artículo. Las separaciones no coinciden por las razones que se describen en la Sección 7.1 y sucede algo similar a lo que se describe en la Sección 7.3, ya que fue complicado definir el spaxel en el que se encuentra el centro de la *galaxia* b_5 .

¹¹Imagen tomada de: <http://skyserver.sdss.org/dr17/VisualTools/explore/summary?mangaid=1-2936>

Por otra parte, en la Tabla 7.5.1 se aprecia que la *galaxia* a_5 tiene una σ^* más grande que la b_5 así que, la *galaxia* a_5 tiene un agujero negro más masivo que la b_5 . Luego, las edades pesadas por luminosidad y masa son más grandes para la *galaxia* b_5 , lo cual indica que esta tiene poblaciones estelares más viejas que la a_5 . En cuanto a las metalicidades, la *galaxia* b_5 tiene una $[Z/H]_{MW}$ más grande que la a_5 , i.e., es más pobre en metales que la *galaxia* a_5 . Sin embargo, igual que en la Sección 7.3, se esperaba que fuera al revés por las razones que se mencionan en esa sección. Por último, A_V^* es más grande en la *galaxia* a_5 entonces, comparando con la b_5 , su componente del espectro que corresponde a las poblaciones estelares resulta más afectada por el polvo.

Ahora, comparando los valores del $\log(M^*)$ de las dos galaxias con los que se mencionan en el artículo de Steffen et al. (2023) se encuentra que hay una diferencia de 0.15 para la *galaxia* a_5 y de 0.12 para la b_5 , lo cual corresponde a un error porcentual del 1.34 % y 1.10 % respectivamente. Los errores son demasiado pequeños así que los resultados que se obtuvieron coinciden con los del artículo. Luego, al comparar el $\log(L[\text{OIII}])$ de ambas galaxias con el artículo se observa que hay una diferencia de 0.23 para la *galaxia* a_5 y de 0.06 para la b_5 , lo cual es un error del 0.56 % y 0.16 % respectivamente. Igual que antes, los resultados son similares a los del artículo. Por otro lado, como se muestra en la Tabla 7.5.1, la *galaxia* a_5 tiene una M^* y $L[\text{OIII}]$ más grandes que la *galaxia* b_5 , lo cual sugiere que esta galaxia tiene más estrellas o estrellas más masivas y un agujero negro con una tasa de acreción más grande que su compañera.

A continuación, en la Figura 7.5.3 se presentan, para cada galaxia, tres gráficas que contienen el espectro integrado, el modelo de las poblaciones estelares y el espectro del gas ionizado. Igual que en la Sección 7.1, cada gráfica incluye los tres espectros pero, considera un intervalo de longitud de onda diferente, en este caso son: $\lambda = (3, 600 - 10, 300) \text{ \AA}$, $\lambda = (5, 250 - 5, 550) \text{ \AA}$ y $\lambda = (7, 100 - 7, 450) \text{ \AA}$.

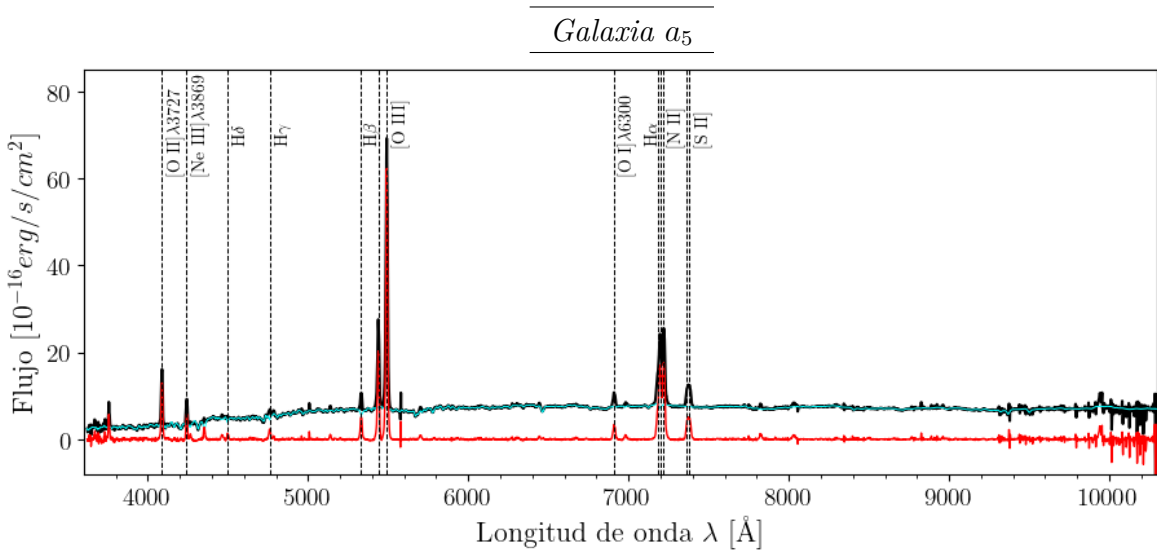


Figura 7.5.3: Gráficas de flujo contra λ en las que se muestran los espectros integrados, modelos de poblaciones estelares y espectros del gas ionizado para ambas galaxias, igual que en la Figura 7.1.3.

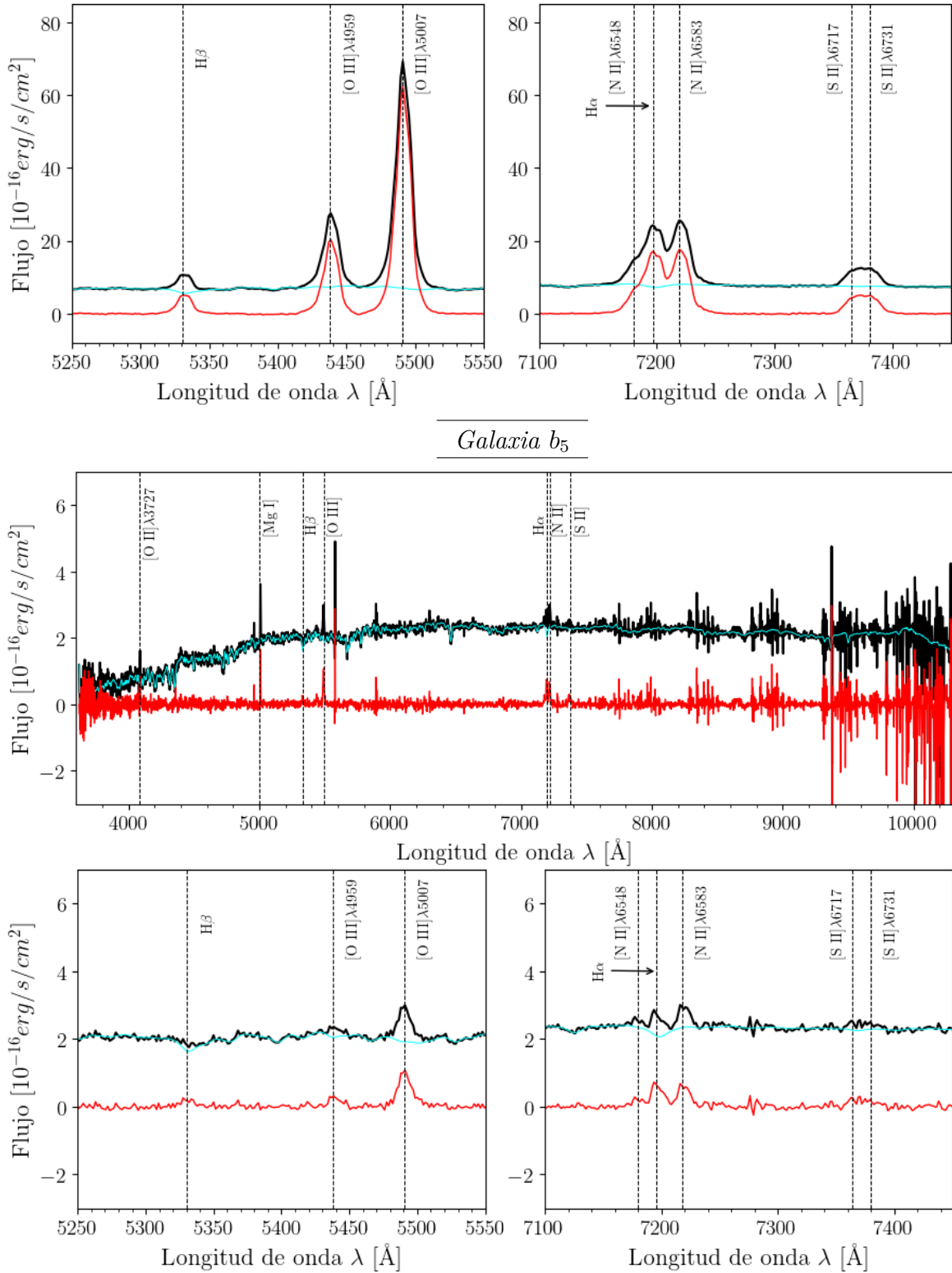


Figura 7.5.3: Continuación de la figura anterior.

En la Figura 7.5.3, el espectro del gas ionizado de la *galaxia a₅* muestra que su línea de emisión más fuerte es [OIII] λ 5007. Otra línea prominente es [OIII] λ 4959. Mientras que, las líneas más débiles que se detectan son H δ , H γ y [OI] λ 6300. Cabe

mencionar que, en este espectro está la línea [NeIII] λ 3869. Por otra parte, se aprecia que la línea prohibida [OIII] λ 5007 es bastante más intensa que H β . Luego, en el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se determina que H α y [NII] λ 6583 tienen flujos similares y que H α tiene una componente ancha. Además, en el espectro no se alcanzan a distinguir por separado las líneas [SII] λ λ 6717,6731. Con todo esto, se concluye que esta galaxia tiene un AGN pues, su espectro muestra varias líneas prohibidas y, probablemente, es un AGN fuerte debido a que la línea [OIII] λ 5007 es mucho más intensa que H β .

En cuanto a la *galaxia* b_5 , su espectro del gas ionizado que aparece en la Figura 7.5.3 muestra que la línea de emisión más fuerte es [OIII] λ 5007. Otra línea prominente es [MgI] λ 4563, la cual no se había observado en las galaxias anteriores. Y, las líneas más débiles son H β , [SII] λ λ 6717,6731 y [OIII] λ 4959. Por otro lado, se aprecia que la línea [OIII] λ 5007 es más intensa que H β . Además, en el grupo que incluye a las líneas H α , [NII] λ 6548 y [NII] λ 6583 se determina que H α y [NII] λ 6583 tienen flujos similares. Por último, las líneas [SII] λ λ 6717,6731 no se distinguen con claridad. En general, las líneas de emisión en este espectro son muy débiles y se pueden confundir con el ruido tanto que, por ejemplo, no se alcanzan a distinguir algunas líneas como H γ , H δ y [OI] λ 6300 que se observaban en los espectros de las otras galaxias. De manera que, con solo este espectro, no se puede determinar si la galaxia tiene un AGN o no porque la señal es muy débil y tiene mucho ruido.

A continuación, en la Tabla 7.5.2 se muestra el flujo, el FWHM y el EW de siete líneas de emisión relevantes para ambas galaxias. Estos valores son los mismos que aparecen en la Tabla 7.1.2 y se obtuvieron como se describe en la Sección 7.1.

Tabla 7.5.2: Información de siete líneas de emisión para las *galaxias* a_5 y b_5 .

Nombre de la línea	λ [Å]	Galaxia a_5			Galaxia b_5		
		Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]	Flujo [10 ⁻¹⁶ erg/s/cm ²]	FWHM [km s ⁻¹]	EW [Å]
H β	4861.32	0.063 \pm 0.019	542.49 \pm 67.66	2.74 \pm 0.34	-0.002 \pm 0.013	568.99 \pm 90.85	1.36 \pm 1.35 ¹²
[OIII] λ 5007	5006.84	1.496 \pm 0.181	453.39 \pm 56.99	28.54 \pm 1.37	0.052 \pm 0.015	480.08 \pm 72.09	1.82 \pm 1.09
[OI] λ 6300	6300.30	0.037 \pm 0.031 ¹²	454.79 \pm 55.69	2.44 \pm 0.51	-0.008 \pm 0.012	434.49 \pm 64.42	1.44 \pm 1.21
H α	6562.68	0.802 \pm 0.023	449.27 \pm 52.52	13.75 \pm 0.03	0.034 \pm 0.010	357.37 \pm 51.45	1.69 \pm 0.85
[NII] λ 6583	6583.41	0.564 \pm 0.025	471.40 \pm 54.30	12.59 \pm 0.08	0.036 \pm 0.011	374.95 \pm 53.02	1.62 \pm 0.92
[SII] λ 6717	6716.39	0.179 \pm 0.018	456.52 \pm 55.02	3.91 \pm 0.33	-0.004 \pm 0.012	380.25 \pm 56.86	1.26 \pm 1.07
[SII] λ 6731	6730.74	0.185 \pm 0.020	478.73 \pm 58.45	4.18 \pm 0.36	-0.002 \pm 0.013	427.94 \pm 65.90	1.09 \pm 1.17 ¹²

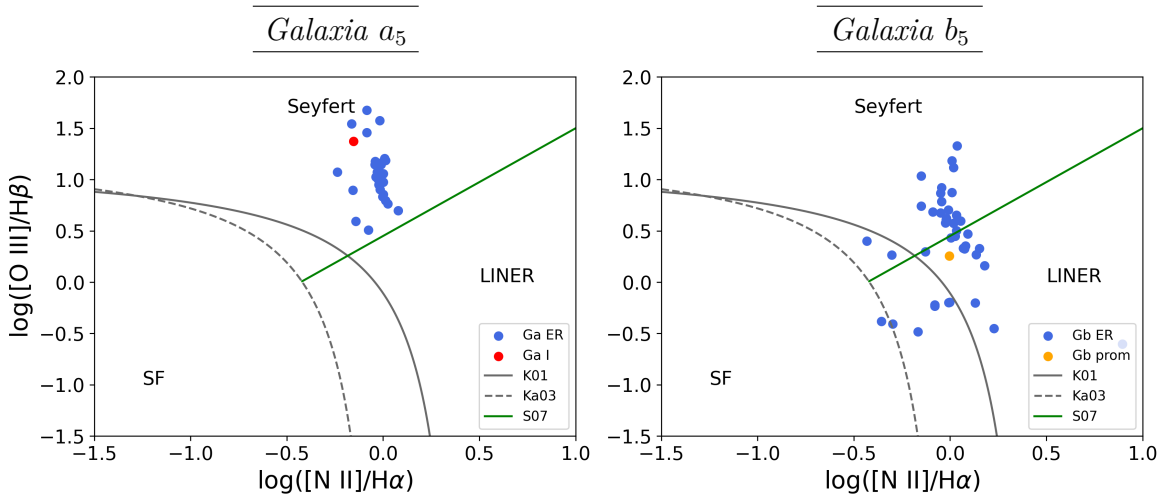
Para la *galaxia* a_5 , en la Tabla 7.5.2 se observa que la línea de emisión que tiene el mayor flujo es [OIII] λ 5007 mientras que, la línea con menor flujo es H β . Por otra parte, la línea que tiene el FWHM más grande es H β mientras que, H α es la que tiene el menor valor. En promedio, las líneas tienen un FWHM \sim 472.37 km s⁻¹, tienen un ancho similar a las galaxias de las Secciones 7.2 y 7.3. Por último, en la tabla se observa que la línea que tiene el EW más grande es [OIII] λ 5007 mientras que, la que tiene el menor valor es [OI] λ 6300. En este caso, el flujo de H α es más grande que el

¹²Nótese que, en la Tabla 7.5.2, el error del flujo y EW de algunas líneas de emisión es mayor o similar al valor del flujo y EW. Esto se explicó en ⁴ para la Tabla 7.1.2.

de la línea $[\text{NII}]\lambda 6583$ y la suma de las líneas $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717,6731$ sin embargo, el flujo de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ es mucho más grande que el de $\text{H}\beta$ (~ 24 veces más grande) así que, probablemente esta galaxia contiene un AGN fuerte.

En cuanto a la *galaxia* b_5 , en la Tabla 7.5.2 se observa que, la línea con el mayor flujo es $[\text{OI}]\lambda 6300$. Sin embargo, hay cuatro flujos negativos los cuales, aparecen porque sus líneas de emisión son muy débiles y se confunden con el ruido. Estos valores no son los flujos y no tienen un significado físico¹³. Por otro lado, la línea que tiene un FWHM más grande es $\text{H}\beta$ mientras que, $\text{H}\alpha$ es la que tiene el menor valor. Nótese que, en promedio, las líneas tienen un $\text{FWHM} \sim 432 \text{ km s}^{-1}$, son un poco más angostas que las líneas de la *galaxia* a_5 . Por último, en la tabla se observa que la línea que tiene el EW más grande es $[\text{OIII}]\lambda 5007$ mientras que, la que tiene un menor valor es $[\text{SII}]\lambda 6731$. Así que, para esta galaxia no se conocen los flujos integrados de cuatro líneas y no se puede explicar si tiene formación estelar o un AGN. Entonces, esto se definirá con los diagramas BPT y WHAN que se mencionan a continuación para las cuales se utilizarán los flujos promedio de las líneas que tienen un valor negativo. Y, estos flujos promedio se obtuvieron a partir de los puntos espacialmente resueltos en los que las líneas problemáticas tienen flujos positivos.

Por último, en las Figuras 7.5.4a a 7.5.4d se presentan los diagramas de clasificación de AGNs que se mencionan en la Sección 1.1.3, estos son tres diagramas BPT y el WHAN. El contenido de las gráficas y el orden que siguen son como se describió en la Sección 7.1 para la Figura 7.1.4.

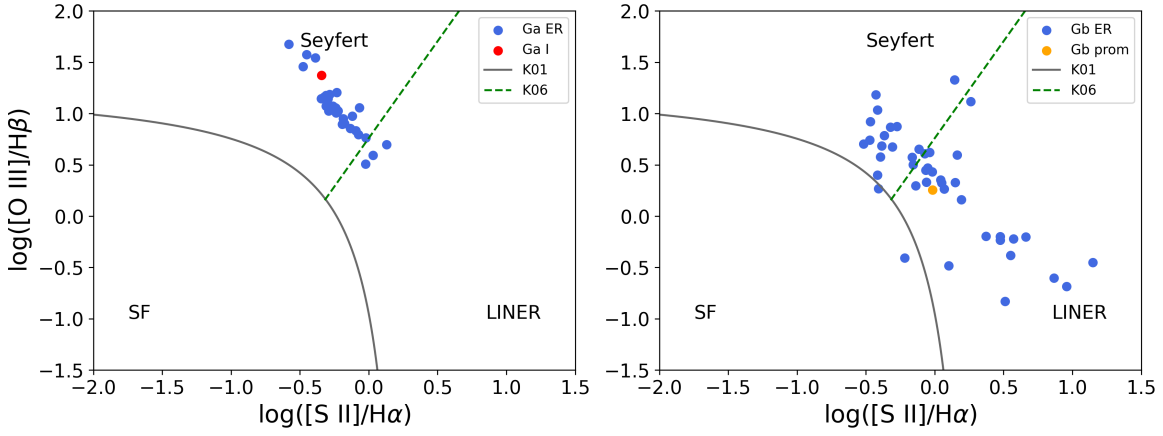


(a) Diagramas BPT de $\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4a.

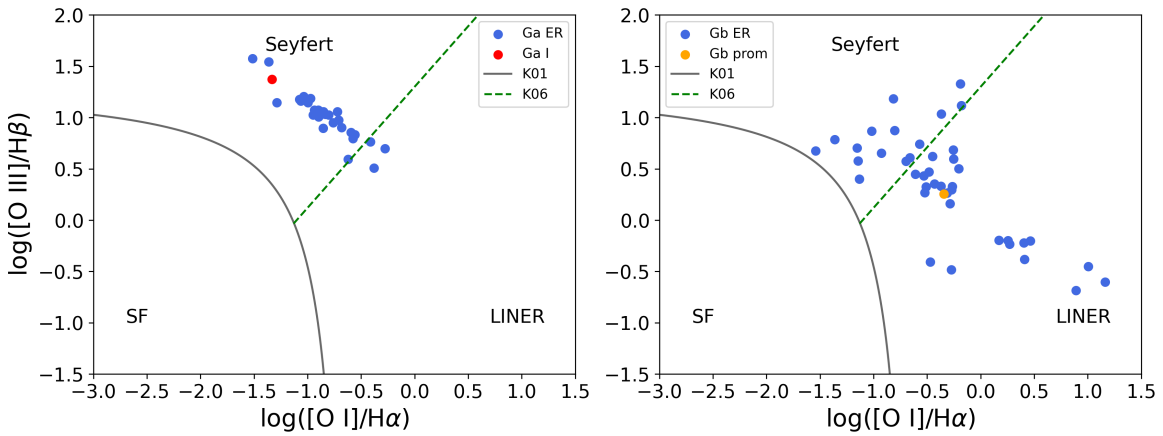
Figura 7.5.4: Diagramas BPT y WHAN para la *galaxia* a_5 (gráficas en la izquierda) y la *galaxia* b_5 (gráficas en la derecha). Los puntos azules, morados y rojos son iguales a los de la Figura 7.1.4. En los diagramas de la derecha, el punto naranja es el promedio de los puntos espacialmente resueltos (azules)¹⁴.

¹³A pesar de esto, los FWHM y EW son correctos porque estos son los promedios de los valores que tienen las líneas en los espectros espacialmente resueltos a las que sí se les pudo medir su flujo.

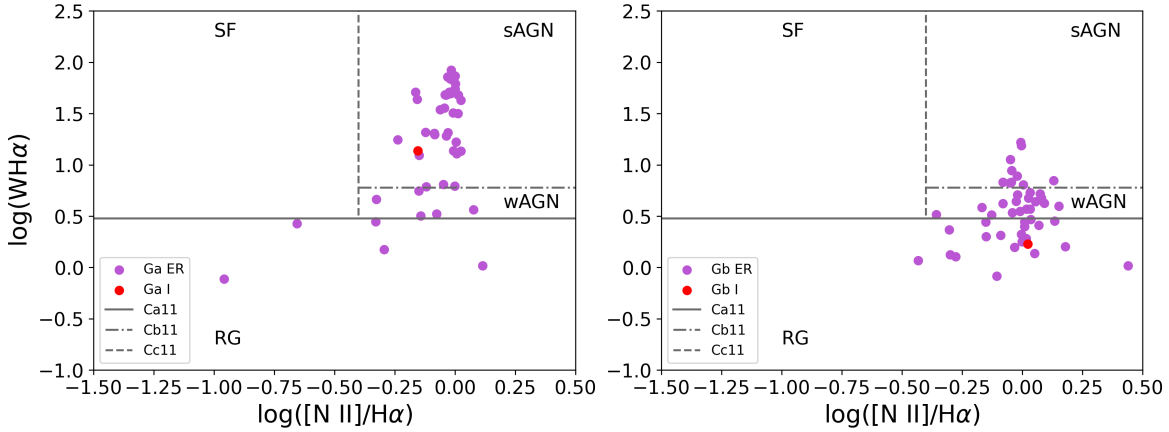
7.5. Galaxias: MaNGA-12518-3703



(b) Diagramas BPT de $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4b.



(c) Diagramas BPT de $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4c.



(d) Diagramas WHAN de $\log(W_{\text{H}\alpha})$ vs. $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha)$. Las curvas y líneas son las mismas de la Figura 7.1.4d.

Figura 7.5.4: Continuación de la figura anterior.

Los diagramas que están a la izquierda en la Figura 7.5.4 indican que la *galaxia a₅* contiene un Seyfert pues, en estos se observa que los valores integrados se encuentran

¹⁴Para esta galaxia no se pudieron obtener los valores integrados debido a que la emisión de algunas de las líneas de emisión que se utilizan en los diagramas BPT es muy débil e, incluso, se llega a confundir con el ruido.

en la región de los Seyferts, al igual que la mayoría de los puntos espacialmente resueltos. Y, muy pocos de estos puntos están en otras áreas. En particular, en las Figuras 7.5.4a y 7.5.4b unos cuantos puntos están en la zona de los LINERs mientras que, en la Figura 7.5.4d algunos puntos están en las áreas de los AGNs débiles y de las galaxias retiradas.

El espectro, los datos de la Tabla 7.5.2, los tres diagramas BPT y el WHAN coinciden en que la *galaxia a₅* no presenta formación estelar y contiene un AGN fuerte, en particular, uno tipo Seyfert. Más aún, como en el espectro de la Figura 7.5.3 se observó que H α tiene una componente ancha, entonces el AGN es un Seyfert Tipo I.

Por otra parte, los tres primeros diagramas que se encuentran a la derecha en la Figura 7.5.4 indican que la *galaxia b₅* probablemente contiene un LINER pues, en estos se observa que varios de los puntos espacialmente resueltos (y su promedio) están en el área de los LINERs. Aunque, también hay varios de estos puntos que están en la zona de los Seyferts y muy pocos en otras áreas. En particular, en la Figura 7.5.4a unos cuantos puntos se encuentran en las regiones de las galaxias con formación estelar y compuestas. Mientras que, en las Figuras 7.5.4b y 7.5.4c casi no hay puntos en la zona de formación estelar y en la Figura 7.5.4d algunos de estos puntos se encuentran en la región de las galaxias retiradas, al igual que el valor integrado.

Así que, los tres diagramas BPT y el WHAN coinciden en que la *galaxia b₅* no presenta formación estelar (o tiene muy poca) y los tres BPT coinciden en que esta galaxia contiene un LINER. Pero, existe la posibilidad de que, en realidad, esta galaxia tenga un Seyfert ya que en los tres BPT y el WHAN los puntos espacialmente resueltos abarcan ambas regiones aunque, en caso de serlo, con el espectro de la Figura 7.5.3 no se puede determinar si es Tipo I o II. Aquí, se considerará que esta galaxia contiene un LINER, pero este resultado no es muy confiable de modo que, la única manera de determinar qué tipo de AGN tiene realmente es realizando más estudios en otras longitudes de onda.

7.6. Resultados generales

En esta sección se presenta una recopilación de los resultados más importantes que se obtuvieron a lo largo de esta Tesis para las diez galaxias analizadas.

Primero, en la Figura 7.6.1 se muestran los diagramas de clasificación de AGNs, estos son los tres diagramas BPT y el WHAN. En estos diagramas se graficaron los valores integrados de las diez galaxias, las cuales se muestran con distintos colores para identificarlas. Además, estos incluyen las rectas y curvas teóricas y empíricas que se describen en la Sección 1.1.3.

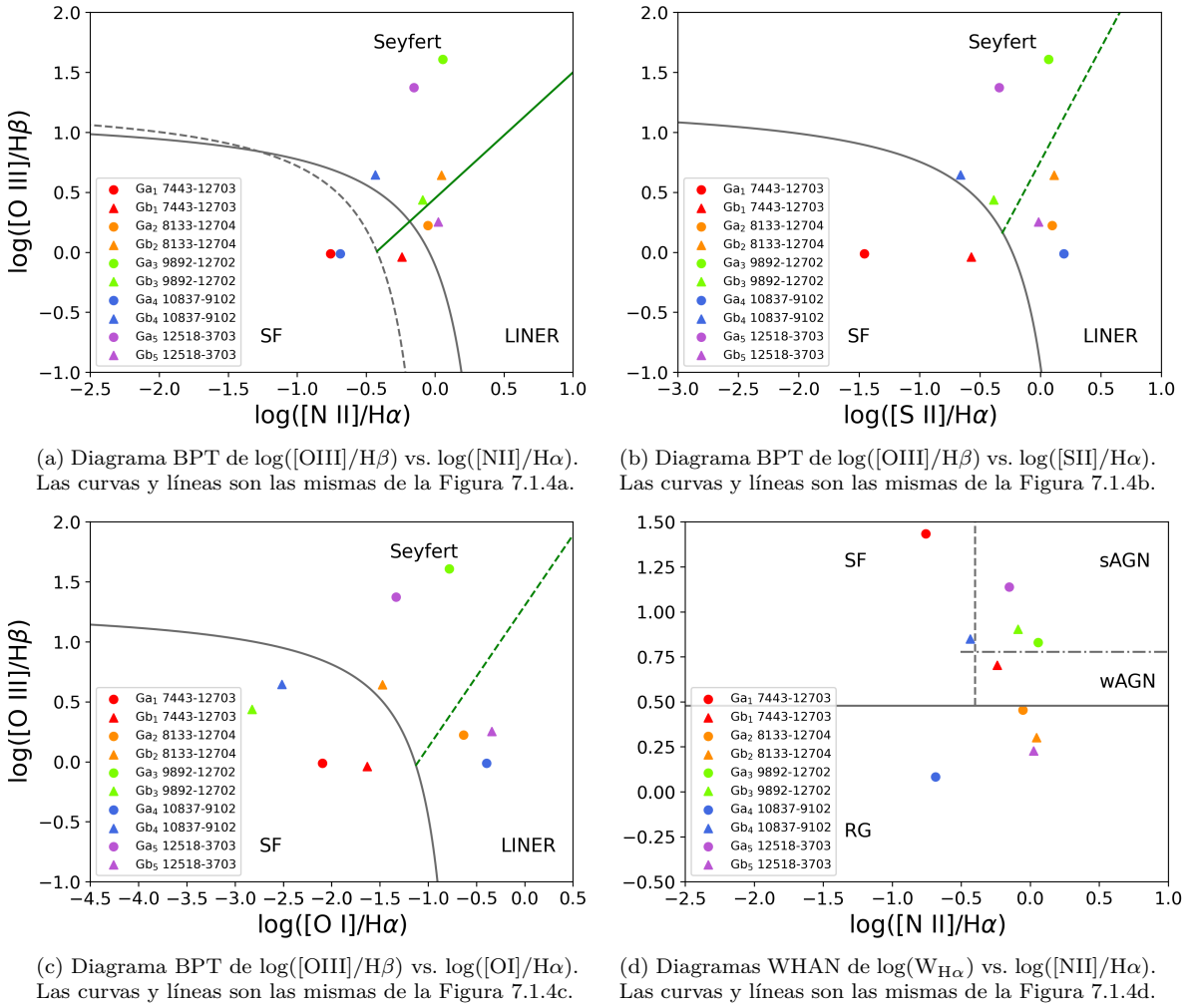


Figura 7.6.1: Diagramas BPT y WHAN en los que se muestran los valores integrados de las galaxias que conforman los cinco pares analizados. En cada gráfica, el rectángulo que se encuentra en la parte inferior y a la izquierda muestra los colores y figuras que se les asignó a las diez galaxias para identificarlas.

Para el par en MaNGA 7443-12703, todos los diagramas de la Figura 7.6.1 indican que la galaxia a_1 presenta formación estelar. Por otra parte, la galaxia b_1 es una galaxia compuesta porque, en el primer BPT (ver la Figura 7.6.1a) su valor integrado se encuentra en la región de las galaxias compuestas mientras que, en los otros dos

BPT está en la zona de formación estelar y en el WHAN está en el área de los AGNs débiles. Además, como se mencionó en la Sección 7.1 y se mostró en los diagramas BPT y WHAN de esta parte, la mayoría de los puntos espacialmente resueltos de la galaxia a_1 se encuentran en el área de las galaxias con formación estelar y algunos de los puntos caen en las otras zonas que son para los AGNs. Por ello, se considera que a_1 es una galaxia compuesta. Algo similar ocurre para la galaxia b_1 , ya que sus puntos espacialmente resueltos abarcan todas las regiones de los cuatro diagramas, por lo que b_1 también es una galaxia compuesta.

Luego, para el par en MaNGA 8133-12704, todos los diagramas BPT señalan que la galaxia a_2 contiene un LINER pero, el WHAN muestra que es una galaxia retirada aunque, su valor integrado está muy cerca de la región de los AGNs débiles. Así que, se considera que a_2 tiene un LINER. Por otro lado, el valor integrado de la galaxia b_2 está en la zona de las Seyferts en dos diagramas BPT pero, en la Figura 7.6.1b este valor se encuentra en la región de los LINERs y en el diagrama WHAN está en la zona de las galaxias retiradas. Sin embargo, como se mencionó en la Sección 7.2 y se observó en los diagramas BPT y WHAN de esta parte, la mayoría de los puntos espacialmente resueltos de la galaxia b_2 se encuentran en la región de los LINERs, por lo que b_2 también contiene un LINER.

Después, para el par en MaNGA 9892-12702, todos los diagramas de la Figura 7.6.1 indican que la galaxia a_3 contiene un núcleo Seyfert y en el espectro de la Figura 7.3.3 se observó que $H\alpha$ tiene una componente ancha, por lo que es un Seyfert Tipo I. Por otra parte, dos diagramas BPT y el WHAN señalan que la galaxia b_3 también contiene un núcleo Seyfert. Pero, en la Figura 7.6.1c se observa que su valor integrado está en el área de las galaxias con formación estelar. Por ello, como hay tres diagramas que tienen el mismo resultado, se considera que b_3 tiene un Seyfert. Sin embargo, en el espectro de la Figura 7.3.3 no se observó que $H\alpha$ tuviera una componente ancha, esto indicaría que es Tipo II. Aún así, se tiene que revisar el espectro con más cuidado para determinar el tipo de Seyfert que es.

Para el par en MaNGA 10837-9102, el BPT de la Figura 7.6.1a muestra que la galaxia a_4 presenta formación estelar mientras que, los otros dos BPT señalan que esta galaxia contiene un LINER y el WHAN indica que es una galaxia retirada. Sin embargo, como se mencionó en la Sección 7.4 y se mostró en los diagramas BPT de esta parte, la mayoría de los puntos espacialmente resueltos de la galaxia a_4 se encuentran en la región de los LINERs así que, se concluye que a_4 contiene un LINER. Por otro lado, los dos diagramas BPT de las Figuras 7.6.1a y 7.6.1b indican que la galaxia b_4 contiene un Seyfert mientras que, el otro BPT y el WHAN señalan que esta galaxia presenta formación estelar. Además, como se mencionó en la Sección 7.1 y se mostró en los diagramas BPT y WHAN de esta parte, los puntos espacialmente resueltos de la galaxia b_4 abarcan todas las regiones de los cuatro diagramas, por lo que b_4 también es una galaxia compuesta.

Para el último par en MaNGA 12518-3703, todos los diagramas de la Figura 7.6.1 indican que la galaxia a_5 contiene un núcleo Seyfert y en el espectro de la Figura 7.5.3 se observó que $H\alpha$ tiene una componente ancha, por lo que es un Seyfert Tipo I. Por

7.6. Resultados generales

otra parte, los tres diagramas BPT señalan que la galaxia b_5 contiene un LINER pero, el WHAN indica que esta es una galaxia retirada. Sin embargo, en la Sección 7.5 se mencionó que el AGN podría ser un Seyfert debido a que, en los diagramas BPT de esa sección, varios de los puntos espacialmente resueltos están en la zona de los Seyferts. Por ello, en este trabajo se concluye que b_5 contiene un LINER o un Seyfert y, para determinar cuál de los dos es el tipo de AGN correcto, se tienen que realizar estudios en otras longitudes de onda. Además, cabe mencionar que, en caso de ser un Seyfert con el espectro que se muestra en la Figura 7.5.3 no se puede determinar si es Tipo I o II pues las líneas de emisión son muy débiles y se confunden con el ruido.

A continuación, en la Tabla 7.6.1 se muestran algunas características y resultados que permiten identificar a las diez galaxias analizadas. Esta tabla incluye los valores que se obtuvieron en este trabajo y los que se mencionan en el artículo de Steffen et al. (2023).

Tabla 7.6.1: Características de las diez galaxias analizadas.

Número de placa MaNGA	Nombre del SDSS	Este trabajo				Artículo (Steffen et al. 2023)			
		$r_p^{(1)}$ [kpc]	$\log(M^*)^{(2)}$ [$\log(M_\odot)$]	$\log(L[\text{OIII}])^{(3)}$ [$\log(\text{erg/s})$]	Tipo de galaxia ⁽⁴⁾	$r_p^{(1)}$ [kpc]	$\log(M^*)^{(2)}$ [$\log(M_\odot)$]	$\log(L[\text{OIII}])^{(3)}$ [$\log(\text{erg/s})$]	Tipo de galaxia ⁽⁴⁾
7443-12703	a_1 : J151806.13+424445.0	5.95 ± 0.42	$10.87 \pm 1.80 \times 10^{-9}$	41.09 ± 0.08	Compuesta	5.5	10.4	41.6	Compuesta
	b_1 : J151806.36+424438.6		$10.57 \pm 3.58 \times 10^{-9}$	40.45 ± 0.08	Compuesta		10.5	40.8	Compuesta
8133-12704	a_2 : J073906.17+442409.9	8.78 ± 0.61	$10.93 \pm 1.24 \times 10^{-9}$	40.70 ± 0.15	LINER	8.8	10.9	40.1	LINER
	b_2 : J073905.83+442410.3		$11.18 \pm 5.15 \times 10^{-10}$	40.76 ± 0.19	LINER		11.1	40.1	LINER
9892-12702	a_3 : J163115.52+235257.5	3.41 ± 0.24	$10.52 \pm 1.68 \times 10^{-9}$	40.99 ± 0.70	Seyfert I	2.5	10.6	41.2	Seyfert I
	b_3 : J163115.61+235259.4		$10.26 \pm 3.06 \times 10^{-9}$	40.33 ± 0.08	Seyfert ?		10.1	40.9	LINER
10837-9102	a_4 : J103723.62+021845.5	5.75 ± 0.40	$10.75 \pm 1.37 \times 10^{-9}$	40.32 ± 0.08	LINER	5.2	10.8	40.3	LINER
	b_4 : J103723.77+021839.4		$10.48 \pm 2.58 \times 10^{-9}$	40.83 ± 0.08	Compuesta		9.9	41.3	Compuesta
12518-3703	a_5 : J103825.06-002333.6	8.16 ± 0.57	$11.25 \pm 3.14 \times 10^{-10}$	42.24 ± 0.07	Seyfert I	5.3	11.1	42	Seyfert I
	b_5 : J103825.16-002331.1		$10.58 \pm 1.48 \times 10^{-9}$	40.44 ± 0.10	LINER/ Seyfert ?		10.7	40.5	Seyfert I

Notas:

(1) Separación proyectada entre los núcleos de las galaxias.

(2) Logaritmo de la masa estelar.

(3) Logaritmo de la luminosidad de la línea $[\text{OIII}]\lambda 5007$.

(4) El tipo de galaxia que es o el AGN que contiene la galaxia. En algunos casos se colocó el símbolo ? para indicar que se desconoce si es Seyfert Tipo I o II.

Al comparar los valores de la Tabla 7.6.1 que se obtuvieron en este trabajo con los del artículo de Steffen et al. (2023), se encuentra que varios de estos resultados coinciden. En cuanto a las separaciones proyectadas, la mayoría de los pares tienen una diferencia porcentual de, máximo, el 10 %. Aunque, las separaciones que se obtuvieron para los pares en MaNGA 9892-12702 y 12518-3703 tienen un error del 36.40 % y 53.96 % respectivamente. Esto se debe a que en estos pares fue más difícil definir la posición del spaxel central del núcleo de las *galaxias* b_3 y b_5 pues, en ambos casos, estas son galaxias que presentan una emisión débil y se encuentran muy cerca de su galaxia compañera.

Por otra parte, casi todos los valores de $\log(M^*)$ que se encontraron para cada galaxia muestran un error porcentual menor al 5 %, a excepción de la galaxia b_4 del par en MaNGA 10837-9102, la cual tiene un error del 5.82 % con respecto al valor

que reporta el artículo. Luego, los valores de $\log(L[\text{OIII}])$ que se obtuvieron en este trabajo se parecen demasiado a los que se muestran en el artículo pues, para todas las galaxias este presentó un error porcentual menor al 1.7%. Incluso, la galaxia a_4 del par en MaNGA 10837-9102 fue la que presentó la menor diferencia, con un error del 0.05%.

Por último, en la Tabla 7.6.1 se aprecia que la clasificación que se le asignó en este trabajo a la mayoría de las galaxias coincide con la que se menciona en el artículo. Solo hay dos galaxias que tuvieron un resultado distinto. La primera es la galaxia b_3 del par en MaNGA 9892-12702 (J163115.61+235259.4) la cual fue clasificada como Seyfert pero en el artículo de Steffen et al. (2023) mencionan que contiene un LINER. Y, la segunda es la galaxia b_5 del par en MaNGA 12518-3703 (J103825.16-002331.1) la cual se mencionó en la Sección 7.5 que podía ser un LINER o un Seyfert, debido a la distribución de sus puntos espacialmente resueltos en los tres diagramas BPT.

A pesar de que algunas galaxias tuvieron algunos resultados distintos a los del artículo, al menos un 80% de estos coincidieron y presentaron errores porcentuales menores al 10%. De manera que, el método que se utilizó en este trabajo para analizar las galaxias da resultados muy similares a los que se obtienen con otros métodos.

7.7. Estudios complementarios

En esta sección se mencionan algunos resultados de estudios que se han realizado en otras longitudes de onda de los pares de galaxias que se analizaron en la Sección 7.6. Sin embargo, aquí no aparece el par que está en MaNGA 8133-12704 porque no se encontró ningún estudio relevante. Mientras que, para los pares en MaNGA 10837-9102 y 12518-3703 solo se mencionan unos pocos resultados (pues a estas galaxias no se les ha hecho un estudio detallado) que, a diferencia de los otros pares, al final no se comparan con los resultados que se obtuvieron en este trabajo.

7.7.1. Galaxias: MaNGA 7443-12703

En los estudios que se mencionan a continuación, las galaxias aparecen con distintos nombres como: SDSS J1518+4244(NW,SE), VV 705(N,S), IZw 107, entre otros.

Rayos-X

Comerford et al. (2022) revisaron 10 galaxias con regiones Seyfert no nucleares que se encuentran en el catálogo de MaNGA con el objetivo de corroborar si estas tienen AGNs. Para esto, realizaron observaciones con *Chandra*/ACIS en rayos-X. En este par, encontraron que ambas galaxias contienen una fuente de rayos-X en su bulbo estelar, como se muestra en la Figura 7.7.1, en donde la fuente está representada con las cruces azules, rojas y verdes para los rayos-X suaves, duros y totales, respectivamente.

7.7. Estudios complementarios

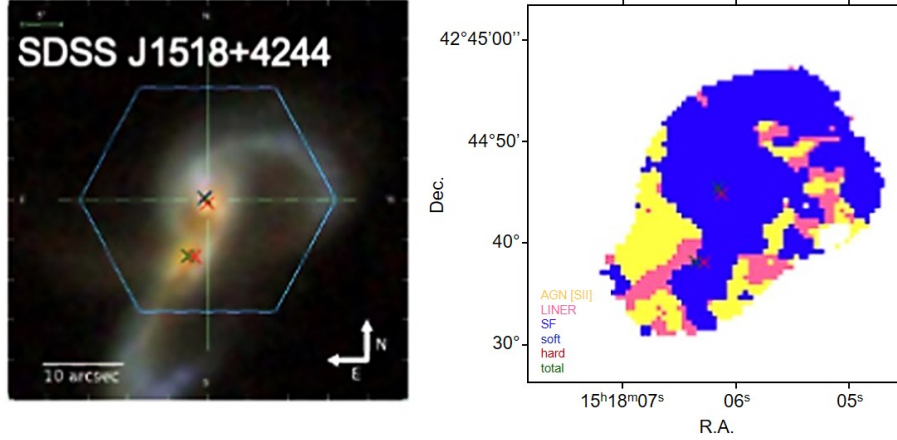


Figura 7.7.1: A la izquierda: imagen del SDSS del par de galaxias con el hexágono indicando la cobertura del instrumento del IFU de MaNGA. A la derecha: diagrama [SII]-BPT, los colores son amarillo: Seyfert, rosa: LINER y azul: SF. Figura tomada de Comerford et al. (2022).

Para esto, Comerford y colaboradores determinaron que la luminosidad en rayos-X duros ($2 - 10$ keV, sin absorción) para la galaxia a_1 es $L_{2-10\text{keV}} = (10.5 \pm 4.7) \times 10^{40}$ ergs $^{-1}$ mientras que, para la galaxia b_1 es $L_{2-10\text{keV}} = (1.5^{+0.5}_{-0.6}) \times 10^{40}$ ergs $^{-1}$. Ocurre que la contribución del sistema binario a esta luminosidad es de 4% y 6%, respectivamente. Como estos son valores $< 20\%$, ellos consideraron que la luminosidad en rayos-X se debe, principalmente, a que cada galaxia tiene una fuente de rayos-X que es un AGN. Y concluyeron que este par de galaxias son, efectivamente, un AGN dual.

Por otra parte, Comerford et al. (2022) mencionan que el bulbo estelar de la galaxia a_1 está oscurecido y tiene una extinción $E(B-V) = 0.81$, mientras que el de la galaxia b_1 tiene $E(B-V) = 0.60$. En el primer caso, mencionan que este es un valor alto e indica que el espectro (en óptico) de la región central está dominado por la formación estelar.

Infrarrojo

Díaz-Santos et al. (2010) mencionan que las luminosidades totales en infrarrojo de las dos galaxias son, para la galaxia a_1 : $L_{IR} = 2.716 \times 10^{45}$ ergs $^{-1}$ y para la galaxia b_1 : $L_{IR} = 5.069 \times 10^{44}$ ergs $^{-1}$. Por lo que concluyen que ambas galaxias son LIRGs aunque, la a_1 es más luminosa en IR que la b_1 .

Luego, hay líneas de emisión en IR que ayudan a identificar a los AGNs tales como: [NeII] $\lambda 12.8\mu\text{m}$, [NeIII] $\lambda 15.6\mu\text{m}$, [NeV] $\lambda\lambda 14.3, 24.3\mu\text{m}$ y [OIV] $\lambda 25.9\mu\text{m}$. La línea [NeII] es fuerte en las regiones HII de las galaxias que tienen una tasa de formación estelar muy alta (SB: *starburst*) pero es débil en las que tienen AGNs (Genzel et al. 1998). Mientras que, las líneas [OIV] (Sturm et al. 2002) y [NeV] (Spinoglio & Malkan 1992) son fuertes en las galaxias con AGNs y débiles en las galaxias SB. Por ello, se utilizan los cocientes [OIV]/[NeII] (Sturm et al. 2002) y [NeV]/[NeII] (Genzel et al. 1998) para detectar AGNs. Otro cociente que se usa es [NeIII]/[NeII], el cual se espera que sea ≤ 0.1 para las galaxias SB (Ho & Keto 2007) y ≥ 1 para las que tienen AGNs (Sturm et al. 2002).

También se utilizan las características de emisión del PAH (Hidrocarburo Aromático Policíclico) para diferenciar entre los dos tipos de galaxias que se mencionaron, pues estas son fuertes en las galaxias SB y débiles o ausentes en las que tienen AGNs (Roche et al. 1991; Tielens et al. 2004). Por ejemplo, la intensidad $\text{PAH}\lambda 7.7\mu\text{m} < 1$ (Lutz et al. 1998) y el ancho equivalente de $\text{PAH}\lambda 6.2\mu\text{m}$: $\text{EW}_{6.2\text{PAH}} \leq 0.27$ (Murphy 2013; Stierwalt et al. 2013), indican que hay un AGN que contribuye significativamente a la emisión en IR. Por otra parte, Veilleux et al. (2009) encontraron que el cociente de flujos de radio continuo $\log\left(\frac{f_{30}}{f_{15}}\right)$ tiene un valor de ~ 0.2 para AGNs y de ~ 1.55 para galaxias SB.

Dixon & Joseph (2011) realizaron observaciones en IR de 28 LIRGs del catálogo IRAS de galaxias brillantes, para revisar si estas tienen evidencia de un AGN. Para la galaxia a_1 , encontraron las intensidades y cocientes de las siguientes líneas de emisión: $[\text{OIV}] = 0.67 \pm 0.28$, $[\text{NeII}] = 19.9 \pm 0.74$, $[\text{NeIII}] = 4.81 \pm 0.38$, $[\text{OIV}]/[\text{NeII}] = 0.034 \pm 0.014$, $[\text{NeIII}]/[\text{NeII}] = 0.21 \pm 0.021$ y la intensidad de $\text{PAH}\lambda 7.7\mu\text{m}$ es de 3.1 ± 0.16 . De manera que, por lo que se mencionó en los dos párrafos anteriores, estas cantidades indican que a_1 es una galaxia SB. Sin embargo, el cociente de los flujos en radio es $\log\left(\frac{f_{30}}{f_{15}}\right) = 0.97 \pm 0.01$, por lo que Dixon & Joseph (2011) concluyen que esta galaxia tiene un AGN que contribuye a su luminosidad. Así que, a_1 tiene un AGN y una tasa de formación estelar muy alta, i.e. es compuesta AGN/SB.

Para la galaxia b_1 no hay mucha información en IR aunque, Vardoulaki et al. (2015) encontraron que el $\text{EW}_{6.2\text{PAH}} = 0.75$ y, como consideran que las galaxias con un $\text{EW}_{6.2\text{PAH}} \geq 0.54$ son SB, concluyen que b_1 es una galaxia SB.

Por último, Imanishi et al. (2010) estudiaron espectroscópicamente 60 LIRGs y 54 ULIRGs, utilizando la cámara de infrarrojo AKARI, y obtuvieron el espectro combinado en IR de este par de galaxias, el cual se muestra en la Figura 7.7.2

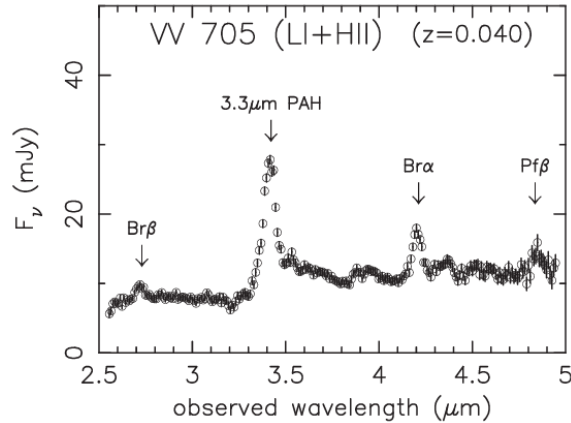


Figura 7.7.2: Espectro en infrarrojo del par de galaxias obtenido con AKARI/IRC, en el rango de $\lambda = (2.5 - 5)\mu\text{m}$. En la parte superior se muestra la clasificación en el óptico, LI: LINER y HIII: región HII. Figura tomada de Imanishi et al. (2010).

Además, Imanishi et al. (2010) determinaron que el flujo de la línea de $\text{PAH}\lambda 3.3\mu\text{m}$ es $f_{3.3\text{PAH}} = 44.2 \times 10^{-14} \text{ ergs}^{-1}\text{cm}^{-2}$ y el ancho equivalente es $\text{EW}_{3.3\text{PAH}} = 187 \text{ nm}$ pero, para los AGNs se estima que el $\text{EW}_{3.3\text{PAH}} < 40 \text{ nm}$ (Imanishi et al. 2008), por

7.7. Estudios complementarios

lo que ellos concluyeron que no hay un AGN en este par de galaxias.

Radio

Vardoulaki et al. (2015) realizaron observaciones en radio continuo de varias LIRG, para revisar si estas galaxias tienen un AGN que se detecte en esta longitud de onda. Y, para distinguir entre las LIRGs que presentan una tasa de formación estelar muy alta, i.e. que son SB, de las que solo tienen un AGN utilizaron, entre otros parámetros, la temperatura de brillo y las líneas de emisión [NeII], [NeV] y [OIV].

En este estudio, ellos encontraron que la galaxia a_1 tiene una luminosidad en radio (para 1.49 GHz) $L_{radio} = 1.642 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ y para la galaxia b_1 esta es $L_{radio} = 1.135 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$, la cual es menor que la luminosidad de a_1 . Por otra parte, la temperatura de brillo de la galaxia a_1 es $T_b = 3,162.28 \text{ K}$, mientras que para la galaxia b_1 es de $T_b = 426.58 \text{ K}$.

Luego, Vardoulaki y colaboradores presentaron las gráficas que se muestran en la Figura 7.7.3 y en estas se observa que ambas galaxias tienen una estructura de radio compacta pues, los contornos de radio para 1.49 GHz y 8.44 GHz (negro punteado y blanco sólido, respectivamente) son casi circulares alrededor de la posición de flujo máximo.

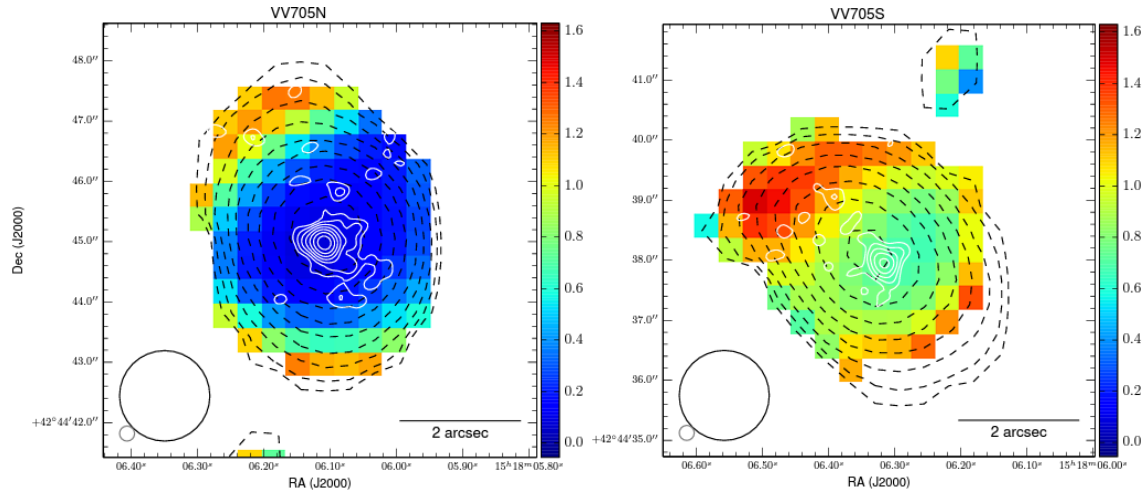


Figura 7.7.3: En ambas gráficas (izquierda: galaxia a_1 y derecha: galaxia b_1), el mapa de colores representa el mapa de índice espectral de radio (mapa α); la barra de color que está a la derecha muestra los valores del índice espectral de radio (α). Los contornos de radio que aparecen superpuestos en el mapa de colores son a 1.49 GHz (negro punteado) y a 8.44 GHz (blanco sólido). Los niveles de contorno escalan como \log_{10} de la densidad de flujo, desde el valor de flujo más bajo (3σ) hasta el más alto. Figuras tomadas de Vardoulaki et al. (2015)

Finalmente, Vardoulaki et al. (2015) concluyeron que la galaxia a_1 es una galaxia SB y tiene un AGN que emite en radio. Mientras que, la galaxia b_1 solo tiene un radio-AGN. Además, nótese que hay un pequeño contorno de radio entre las dos componentes de radio (ver la Figura 7.7.3, en la imagen de la derecha hay un pequeño contorno de radio en la parte superior derecha) el cual, según ellos, muestra una emisión de sincrotrón y tal vez es el resultado de la interacción entre las galaxias.

Resultado final

Juntando los resultados que se obtuvieron en este trabajo con los de los estudios que se mencionaron en esta sección, se concluye que las galaxias a_1 y b_1 son compuestas pues presentan, en sus núcleos, regiones con formación estelar y un AGN. En ambos casos, el AGN se observa en rayos-X y radio, mientras que la formación estelar aparece en los estudios de IR y óptico. Además, es notorio que la galaxia a_1 tiene más oscurecimiento y emisión en infrarrojo y radio que la b_1 .

7.7.2. Galaxias: MaNGA 9892-12702

En los estudios que se mencionan a continuación, las galaxias aparecen con distintos nombres como: SDSS J163115.52+235257.5 (Primary,NE), SWIFT J1631.7+2353, 2MASX J16311554+2352577, entre otros.

Rayos-X

Foord et al. (2021a) realizaron un análisis en rayos-X, utilizando observaciones de *Chandra*, de siete fusiones de galaxias triples con el objetivo de encontrar sistemas de AGNs triples cercanos ($z < 0.077$). En la Figura 7.7.4 aparecen en el centro de cada imagen los núcleos de las dos galaxias que conforman el par que se estudió en esta Tesis (dentro de los cuadrados naranja para a_3 y morado para b_3) y en la parte superior se muestra el núcleo de una tercer galaxia que participa en la interacción (dentro del cuadrado azul).

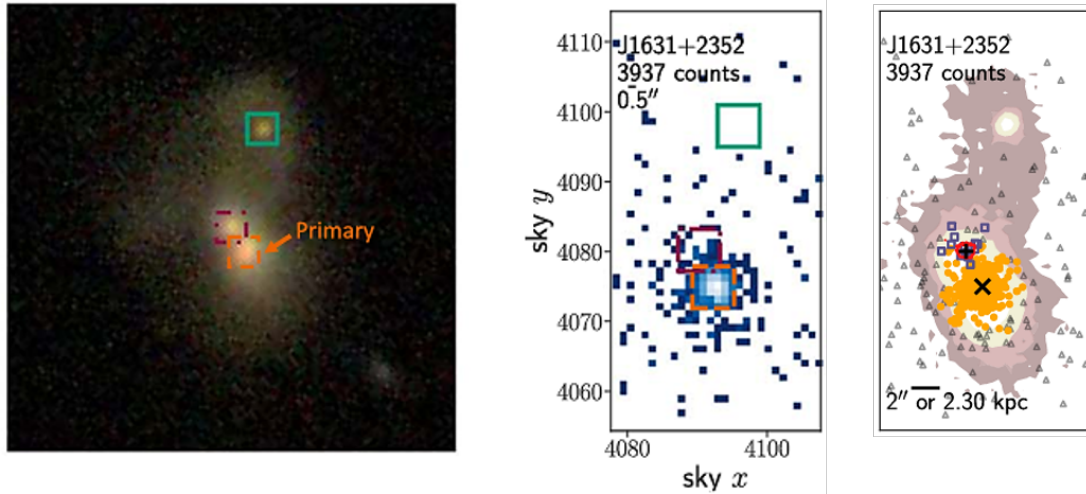


Figura 7.7.4: A la izquierda: imagen del SDSS que abarca los filtros fotométricos: g,r,i. En medio y a la derecha: imagen de *Chandra* en la banda 0.5 – 8 keV. En la imagen de la derecha: los conteos de rayos-X asociados a la fuente que está en la galaxia a_3 (*primary*) se muestran con círculos amarillos, los que corresponden a la fuente de la galaxia b_3 (*secondary*) son los cuadrados morados abiertos y los que están asociados con el fondo se indican con triángulos grises abiertos. Además, se muestran en marrón los contornos de las observaciones del SDSS en la banda i de las galaxias huésped. Figura tomada de Foord et al. (2021a).

En este estudio, ellos encontraron que la luminosidad (en la banda 2–7 keV) de la fuente de rayos-X de la galaxia a_3 es $L_{2-7\text{keV}} = (1.33 \pm 0.01) \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$. Mientras

7.7. Estudios complementarios

que, la fuente de la galaxia b_3 tiene una luminosidad $L_{2-7\text{keV}} = (2.50_{-1.8}^{+2.3}) \times 10^{40}$ ergs^{-1} . De manera que, la fuente que está en a_3 es más luminosa en esta banda que la que se encuentra en b_3 .

Además, siguiendo la Figura 7.7.4 (a la derecha), para la fuente de la galaxia a_3 Foord et al. (2021a) encontraron que, en promedio, hay 3,800 conteos de rayos-X, para la fuente de la galaxia b_3 hay 11 conteos y en el núcleo de la tercer galaxia (que está encerrado en el cuadrado azul) hay 0 conteos, por lo que esta última galaxia no presenta emisión de rayos-X en su núcleo, lo cual indica que ahí no tiene una fuente de rayos-X. Con ayuda de estos conteos y otros parámetros (como la distribución de los conteos), ellos utilizaron una herramienta de análisis que ellos desarrollaron llamada BAYMAX (*Bayesian Analysis of Multiple AGNs in X-rays*) la cual comparó las observaciones de *Chandra* con los modelos de una y varias fuentes puntuales de rayos-X y les permitió identificar las dos fuentes que existen en esta fusión triple que se encuentran en los núcleos las galaxias a_3 y b_3 .

Por último, Foord et al. (2021a) mencionaron que la luminosidad sin absorción en la banda 2 – 7 keV debe ser $L_{2-7\text{keV}} > 10^{41}$ ergs^{-1} para que una fuente de rayos-X puntual sea considerada como un AGN y si esta es 10^{40} $\text{ergs}^{-1} < L_{2-7\text{keV}} < 10^{41}$ ergs^{-1} la fuente puntual es un posible AGN. Por ello, concluyeron que la galaxia a_3 tiene un AGN y quizá la galaxia b_3 también tiene un AGN aunque, para confirmarlo se tienen que hacer estudios en otras longitudes de onda.

Infrarrojo

Koss et al. (2018) realizaron un estudio en el que revisaron varias fusiones de galaxias en rayos-X, óptico e IR y presentaron imágenes en IR medio de fusiones cercanas. En la Figura 7.7.5 se muestra, a la derecha, la imagen en IR medio del par de galaxias de esta sección, que son las galaxias a_3 y b_3 .

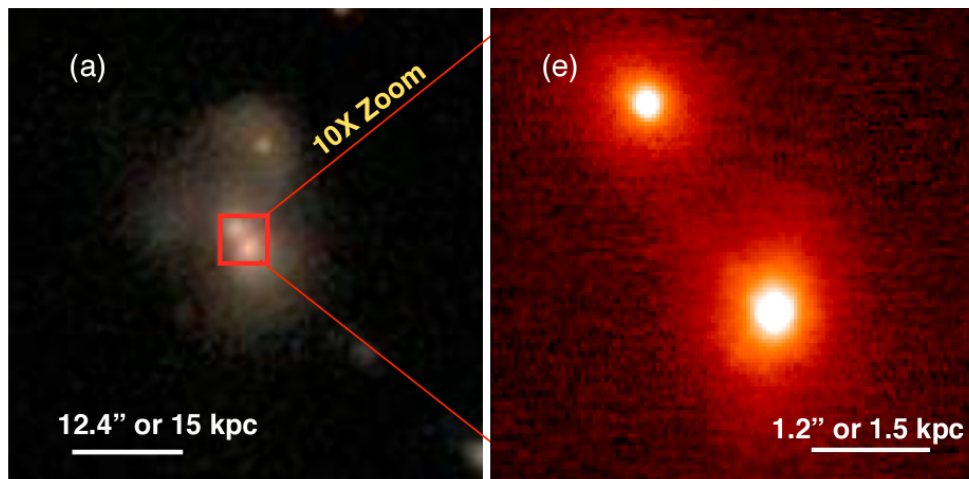


Figura 7.7.5: A la izquierda: imagen del SDSS que abarca los filtros fotométricos: g,r,i y tiene un tamaño de 60 kpc por 60 kpc. El cuadrado rojo indica el tamaño de la imagen que está ampliada a la derecha. A la derecha: imagen de alta resolución espacial en IR medio, la cual tiene un tamaño de 4 kpc por 4 kpc. Figura tomada de Koss et al. (2018).

Además, con ayuda de la línea $H\beta$ en el óptico ellos determinaron si las galaxias que conforman su muestra están oscurecidas (si la línea es ancha) o no basándose en estudios pasados que realizaron Koss et al. (2017). En este caso, concluyeron que la galaxia a_3 es un AGN luminoso oscurecido.

Por otra parte, Foord et al. (2021b) realizaron un análisis en varias longitudes de onda (con observaciones de *Chandra*, SDSS, WISE y VLA (*Very Large Array*)) de siete fusiones de galaxias triples con el objetivo de encontrar sistemas de AGNs triples cercanos ($z < 0.077$). Con las observaciones en IR medio del WISE, Foord y colaboradores determinaron que cuatro de las siete fusiones triples tienen AGNs. Para esto, utilizaron el diagrama de color-color en IR medio (W2-W3 vs. W1-W2) que se muestra en la Figura 7.7.6, ya que este se usa para encontrar AGNs luminosos oscurecidos (Stern et al. 2005). En general, se espera que los espectros de los AGNs sean más rojos que los de las galaxias con formación estelar (entre 1 y $10\ \mu\text{m}$) por ello, los AGNs se ubican en una cierta región del diagrama y los núcleos inactivos en otra. Siguiendo la Figura 7.7.6, hay dos líneas que dividen a los AGNs (parte superior) de las galaxias inactivas (parte inferior), la primera fue propuesta por Stern et al. (2005) para sistemas con un solo AGN y la segunda por Blecha et al. (2018) para sistemas con múltiples AGNs.

Con este diagrama de color-color, Foord et al. (2021b) determinaron que la fusión de galaxias, que incluye a a_3 y b_3 , tiene AGNs.

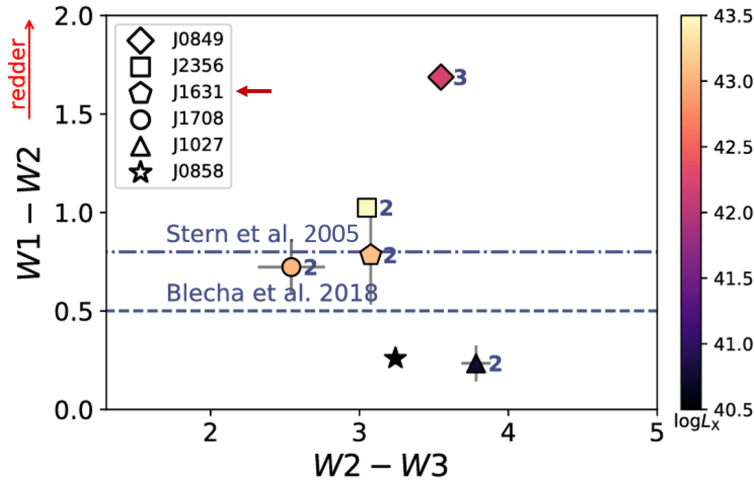


Figura 7.7.6: Diagrama W2-W3 vs. W1-W2 en el que se muestran seis fusiones de galaxias, en particular, el par de galaxias compuesto por a_3 y b_3 está identificado con el nombre J1631 y un pentágono. El número que está a la derecha de cada símbolo indica la cantidad de fuentes de rayos-X que contiene la fusión y los colores señalan la luminosidad en rayos-X. Además, las dos rectas azules separan a los AGNs de las galaxias inactivas. Figura adaptada de Foord et al. (2021b).

Radio

Gupta et al. (2018) realizaron un estudio en el que definieron y utilizaron el parámetro de fuerza de radio (*radio loudness parameter*) $R = F_{1.4}/F_{\nu W3}$ para indicar si una fuente es radio-callada ($R < 1$), radio-intermedia ($1 < R < 10$) o radio-fuerte ($R > 10$). En este caso, los flujos que usaron para derivar este parámetro son $F_{1.4}$ y

7.8. Observaciones requeridas

$F_{\nu W3}$, que son los flujos monocromáticos a 1.4 GHz y 2.5×10^{13} Hz, respectivamente. En particular, encontraron que la galaxia a_3 tiene un parámetro $R = 0.209$ y, por lo tanto, es radio-callada.

Resultado final

Juntando los resultados que se obtuvieron en esta Tesis con los de los estudios que se mencionaron en esta parte se concluye que, la galaxia a_3 tiene un AGN luminoso oscurecido en su núcleo, el cual es una fuente de rayos-X cuya luminosidad es más grande que la de la fuente de la galaxia b_3 , además, este núcleo es radio-callado y es un Seyfert Tipo I. Por otra parte, la galaxia b_3 tiene una fuente de rayos-X en su núcleo pero el tipo de AGN que contiene queda ambiguo.

7.7.3. Galaxias: MaNGA 10837-9102

Para este par no hay artículos que estudien a las galaxias de manera específica. Aunque, hay un artículo donde Kim et al. (2022) presentaron algunos valores para el par de galaxias (las dos juntas). Por ejemplo, mencionan que la galaxia a_4 tiene un AGN Tipo II en su núcleo y determinaron que el par tiene una luminosidad en IR de $L_{IR} = 5.012 \times 10^{44} \pm 1.047 \text{ erg s}^{-1}$. Sin embargo, en este trabajo se corroboró que la galaxia a_4 es compuesta.

7.7.4. Galaxias: MaNGA 12518-3703

Para este par tampoco hay artículos que estudien a las galaxias de forma individual. Sin embargo, hay un artículo donde Magliocchetti et al. (2002) presentaron algunos valores de la galaxia b_5 . Por ejemplo, mencionaron que esta galaxia tiene una densidad de flujo de radio (en 1.4 GHz) de $S_{1.4} = 34.06 \text{ mJy}$ y tiene un AGN Seyfert Tipo II. Sin embargo, en este trabajo se encontró que la galaxia b_5 tiene un LINER o un Seyfert Tipo I. Así que no coinciden los resultados.

7.8. Observaciones requeridas

Como se mencionó en la Sección 7.7, no todos los pares de galaxias que se analizaron en este trabajo tienen estudios complementarios en la literatura. Por lo que, para varios de estos hacen falta estudios en algunas de las longitudes de onda que se recomiendan en la Sección 1.2.2 para detectar y caracterizar sistemas de AGNs duales con separaciones del orden de pc y kpc.

Los pares que se encuentran en MaNGA 7443-12703 y 9892-12702 son los que tienen una mayor cantidad de estudios en varias longitudes de onda. En particular, en las Secciones 7.7.1 y 7.7.2 se mostraron los resultados de algunos estudios en rayos-X, infrarrojo y radio. Y, a pesar de que en este trabajo se consideró el intervalo de longitudes de onda que va desde el UV cercano ($3,600 \text{ \AA}$) hasta el IR cercano ($10,300 \text{ \AA}$), se recomienda que se realice un estudio más detallado de estos dos pares

en el óptico ($\sim 380 - 700$ nm) para determinar el tipo de AGN que contienen las galaxias, ya que este no se menciona en los estudios complementarios.

Por otra parte, los pares de galaxias en MaNGA 8133-12704, 10837-9102 y 12518-3703 requieren estudios detallados en los cuatro intervalos de longitudes de onda que se recomiendan, que son: rayos-X, infrarrojo, radio y óptico. Pues no se encontró ningún estudio en el que se mencionen las características principales de cada una de las galaxias que conforman los pares, si estas presentan evidencia de que tienen formación estelar y/o un AGN y el tipo de AGN en cada caso.

8 Conclusiones

En esta Tesis se analizaron cinco AGNs duales, los cuales pertenecen a un grupo de 25 pares de galaxias que Steffen et al. (2023) proponen como AGNs duales en MaNGA. Estos 25 candidatos de AGNs duales los extrajeron de un conjunto de 391 pares de galaxias que encontraron en MaNGA y son los únicos que, según sus criterios, pueden ser considerados como AGNs duales.

El objetivo principal de este trabajo era proponer y utilizar un método de análisis diferente al que usaron Steffen et al. (2023) para comprobar si las galaxias que conforman cada uno de los cinco pares antes mencionados tienen un núcleo activo y si este coincide con el tipo de AGN que se reporta en el artículo. El método que se propuso consistió en recortar los cubos de datos espacialmente resueltos obtenidos con espectroscopía de campo integral de cada par, para obtener diez cubos de datos de modo que, cada uno de estos contuviera el núcleo de una sola galaxia. Luego, estos cubos de datos recortados se analizaron con el datoducto de análisis pyPipe3D para obtener, en cada caso, la información de las líneas de emisión del espectro del gas ionizado y así, construir los tres diagramas BPT y el WHAN para clasificar las galaxias y sus AGNs.

Al final se encontró que las diez galaxias estudiadas en este trabajo tienen un AGN. Por otra parte, se observó que la separación proyectada entre las galaxias de cada par es menor a 10 kpc, de manera que, todos los pares son AGNs duales.

Para el par de galaxias en MaNGA 7443-12703 se obtuvo que la separación proyectada entre ambas es de 5.95 ± 0.42 kpc, tienen masas estelares similares con una diferencia de $\Delta \log(M^*) = 0.3 \log(M_\odot)$ y también es parecida la luminosidad de [OIII] para la cual tienen una diferencia de $\Delta \log(L[\text{OIII}]) = 0.64 \log(\text{erg s}^{-1})$. Además, ambas galaxias son compuestas y su línea de emisión más intensa es $\text{H}\alpha$.

Luego, de los cinco pares que se estudiaron, el par en MaNGA 8133-12704 es el que tiene más separadas a sus galaxias, con una separación proyectada de 8.78 ± 0.61 kpc. Por otra parte, para este par se encontró que las masas estelares son similares pues tienen una diferencia de $\Delta \log(M^*) = 0.25 \log(M_\odot)$ y las luminosidades de [OIII] son casi iguales pues presentan una diferencia de $\Delta \log(L[\text{OIII}]) = 0.06 \log(\text{erg s}^{-1})$. En este caso, ambas galaxias contienen un LINER y la línea de emisión más fuerte para la galaxia a_2 (la que está en el centro del cubo de datos de MaNGA) es $\text{H}\alpha$ mientras que, para su galaxia compañera (galaxia b_2) esta es $[\text{NII}]\lambda 6583$.

Después, de los cinco pares de galaxias, el par en MaNGA 9892-12702 es el que tiene la menor separación entre sus galaxias, la cual es de 3.41 ± 0.24 kpc. Además, este par presenta masas estelares similares pues tienen una diferencia de

$\Delta \log(M^*) = 0.26 \log(M_\odot)$ y también es parecida la luminosidad de [OIII] la cual tiene una diferencia de $\Delta \log(L[\text{OIII}]) = 0.66 \log(\text{erg s}^{-1})$. Ambas galaxias resultaron tener un AGN tipo Seyfert aunque, para la galaxia a_3 este es Tipo I y su línea de emisión más fuerte es [OIII] λ 5007 mientras que, para la b_3 no se pudo determinar con exactitud debido a que en su espectro la línea más intensa es H α y no queda muy claro si esta tiene una componente ancha o no.

Por otra parte, para el par de galaxias en MaNGA 10837-9102 se encontró que la separación proyectada entre ambas es de 5.75 ± 0.40 kpc y, al igual que antes, tienen masas estelares similares pues tienen una diferencia de $\Delta \log(M^*) = 0.27 \log(M_\odot)$. Además, la luminosidad de [OIII] también es similar, ya que la diferencia es de $\Delta \log(L[\text{OIII}]) = 0.51 \log(\text{erg s}^{-1})$. En este caso, la galaxia a_4 tiene un LINER, su galaxia compañera es compuesta y, para ambas, la línea de emisión más intensa es H α .

Por último, el par de galaxias en MaNGA 12518-3703 tienen una separación proyectada de 8.16 ± 0.57 kpc y, comparado con los otros pares, este es el valor que menos se parece al que se menciona en el artículo de Steffen et al. (2023) ya que tiene un error porcentual del 53.96 %. Por otra parte, se encontró que tienen masas estelares similares pues tienen una diferencia de $\Delta \log(M^*) = 0.67 \log(M_\odot)$ pero, a diferencia de los otros pares, la luminosidad de [OIII] es muy distinta en cada galaxia pues tienen una diferencia de $\Delta \log(L[\text{OIII}]) = 1.8 \log(\text{erg s}^{-1})$. En este par, la galaxia a_5 contiene un Seyfert Tipo I mientras que la galaxia b_5 tiene un LINER o un Seyfert cuyo Tipo no se pudo determinar ya que es una galaxia con emisión muy débil. Y en ambos casos, la línea de emisión más fuerte es [OIII] λ 5007.

En general, los resultados que se obtuvieron en este trabajo para los cinco pares de galaxias coinciden con los valores que se reportan en el artículo de Steffen et al. (2023) aunque, hay algunos que difieren significativamente. En particular, la clasificación que se les asignó a las distintas galaxias es la misma para ocho de estas. Las otras dos tienen una clasificación diferente en el artículo pero, hay que considerar que estas galaxias son muy débiles y les afecta más el ruido, por lo que los resultados no son confiables.

Así que, el método que se utilizó para analizar los núcleos de las galaxias y poder clasificarlas con ayuda de los diagramas de diagnóstico BPT y WHAN es bastante efectivo. Aunque, claramente tiene ciertas limitaciones que, principalmente, están relacionadas con la calidad de los cubos de datos que se utilicen para realizar el análisis con pyPipe3D ya que, si estos presentan mucho ruido y la señal es muy débil al programa se le dificulta detectar las líneas de emisión o no hace bien los ajustes. Por ello, a pesar de que el análisis con pyPipe3D es un método bastante útil, se recomienda complementar los resultados que proporciona con otros estudios en distintas longitudes de onda para confirmar si las galaxias de interés contienen un AGN en su núcleo.

Otra cosa que se puede hacer para mejorar el análisis de los espectros de los núcleos y obtener mejores resultados, es utilizar una técnica de espectroscopía de

campo integral que tenga una mejor resolución espectral y espacial, por ejemplo, se podrían usar los espectrógrafos MUSE del VLT o MEGARA del GTC.

Por último, a lo largo de este trabajo se demostró que es difícil detectar AGNs duales y determinar con exactitud los tipos de AGNs que los conforman. A pesar de esto, es importante estudiarlos porque estos ayudan a comprender ciertos fenómenos como la formación, interacción y evolución de las galaxias. Y, además, proporcionan información sobre la aparición y evolución de los AGNs en las fusiones de galaxias.

Apéndices

I. Glosario de símbolos y constantes físicas

Símbolo o Constante	Descripción
$\Delta\nu$	Velocidad relativa en la línea de visión
Δz	Diferencia de los corrimientos al rojo de dos galaxias
λ	Longitud de onda
ρ_M^*	Densidad de masa estelar
σ	Desviación estándar
σ_T	Sección transversal de Thomson: $8\pi e^4/3m_e^2$
σ^*	Dispersión de velocidad en la línea de visión
Age_{XW}	Edad pesada por X : luminosidad (L) o masa (M)
A_V^*	Atenuación por polvo en la banda V (visible)
c	Velocidad de la luz: 2.998×10^{10} cm s ⁻¹
D	Distancia a la galaxia
\bar{D}	Distancia promedio a dos galaxias
Dec	Declinación
E(B-V)	Diferencia entre la extinción en la banda B y la banda V: A(B)-A(V)
e	Carga del electrón: 1.602×10^{-19} C
F_X	Flujo monocromático a la frecuencia X (ej: 1.4 GHz)
f_X	Flujo de la línea o banda X (ej: PAH λ 3.3 μ m y radio)
G	Constante gravitacional: 6.673×10^{-8} cm ³ g ⁻¹ s ⁻²
L_{AGN}	Luminosidad bolométrica de un AGN
L_{Edd}	Luminosidad de Eddington: $4\pi GM_{BH}m_p c/\sigma_T$
L_X	Luminosidad de la banda X (ej: IR y 2-10 keV)
L_\odot	Luminosidad solar: 3.826×10^{33} erg s ⁻¹
$L[\text{OIII}]$	Luminosidad de la línea [OIII] λ 5007
M_X	Magnitud absoluta en la banda X (ej: B y r)
M_{BH}	Masa del agujero negro
M_\odot	Masa solar: 1.989×10^{33} g
M^*	Masa estelar
m_e	Masa del electrón: 9.109×10^{-28} g
m_p	Masa del protón: 1.673×10^{-24} g
R	Resolución espectral de rango medio
R_e	Radio efectivo

II. Glosario de acrónimos y siglas

Símbolo o Constante	Descripción
R_ℓ	<i>Radio-loudness parameter</i> : parámetro de fuerza de radio: $F_{1.4}/F_{\nu W3}$
R_{r-o}	Relación de los flujos específicos del radio (5 GHz) y el óptico (680 THz)
RA	Ascensión recta
r_p	Separación proyectada entre dos galaxias que se observa en el plano ortogonal a la línea de visión
S_X	Densidad de flujo en la frecuencia X (ej: en 1.4 GHz)
S/N	<i>Signal-Noise</i> : relación señal-ruido
T_b	Temperatura de brillo
W_X	Ancho equivalente de la línea X (ej: $H\alpha$)
$[Z/H]_{XW}$	Metalicidad pesada por X : luminosidad (L) o masa (M)
z	Corrimiento al rojo

II. Glosario de acrónimos y siglas

Acrónimo o Sigla	Descripción
AGN	<i>Active Galactic Nuclei</i> : núcleos activos de galaxias.
AKARI/IRC	AKARI <i>mid-infrared survey</i> , es un proyecto de la JAXA que estudia el cielo en infrarrojo medio.
APO	<i>Apache Point Observatory</i> : observatorio <i>Apache Point</i> ubicado en Nuevo México.
BAYMAX	<i>Bayesian Analysis of Multiple AGNs in X-rays</i> , es una herramienta de análisis desarrollada por Foord et al. (2021a) que identifica fuentes puntuales de rayos-X en fusiones de galaxias.
BLR	<i>Broad-Line Region</i> : región de líneas anchas.
BLRG	<i>Broad-Line Radio Galaxy</i> : radiogalaxia de líneas anchas.
BOSS	<i>Baryon Oscillation Spectroscopic Survey</i> , es un estudio que puede detectar la escala característica impresa por las oscilaciones acústicas bariónicas en el Universo primitivo: https://www.sdss4.org/surveys/boss/
BPT	<i>Baldwin-Phillips-Terlevich</i> , nombre de los 3 diagramas de clasificación de AGNs propuestos por Baldwin et al. (1981) en los que se utilizan los flujos de las líneas: $H\beta$, $[OIII]\lambda 5007$, $[OI]\lambda 6300$, $H\alpha$, $[NII]\lambda 6583$ y $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$.
CALIFA	<i>Calar Alto Legacy Integral Field Area survey</i> , es un proyecto de sondeo astronómico.
CCD	<i>Charge-Coupled Device</i> : dispositivo de carga acoplada.

Acrónimo o Sigla	Descripción
CLR	<i>Coronal Line Region</i>
DRP	<i>Data Reduction Pipeline</i> , software de reducción de datos que permite obtener un cubo de datos con la información espectral de una galaxia.
ELG	<i>Emission-Line Galaxies</i> : galaxias con líneas de emisión.
EW	<i>Equivalent Width</i> : ancho equivalente.
FITS	<i>Flexible Image Transport System</i> , formato de un archivo de datos que permite almacenar información e imágenes en distintas extensiones dentro del mismo archivo.
FWHM	<i>Full-Width at Half-Maximum</i> : ancho a media altura.
GW	<i>Gravitational Waves</i> : ondas gravitacionales.
IFS	<i>Integral Field Spectroscopy</i> : espectroscopía de campo integral.
IFU	<i>Integral Field Unit</i> : unidad de campo integral.
IR	<i>Infrared</i> : infrarrojo.
IRAS	<i>Infrared Astronomical Satellite</i> , es un proyecto de la NASA: https://www.jpl.nasa.gov/missions/infrared-astronomical-satellite-iras
LINER	<i>Low-Ionization Nuclear Emission-Line Region</i> : región de líneas de emisión de baja ionización nuclear.
LIRG	<i>Luminous Infrared Galaxy</i> : galaxia luminosa en el infrarrojo.
NED	NASA/IPAC <i>Extragalactic Database</i> , es una base de datos de objetos astronómicos extragalácticos: http://ned.ipac.caltech.edu/
NIR	<i>Near-Infrared</i> : infrarrojo cercano.
NLR	<i>Narrow-Line Region</i> : región de líneas angostas.
NLRG	<i>Narrow-Line Radio Galaxy</i> : radiogalaxia de líneas delgadas.
NSA	<i>NASA-Sloan Atlas</i> , es un catálogo de galaxias: http://www.nsatlas.org/
MaNGA	<i>Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory</i> , es un proyecto del SDSS: https://www.sdss4.org/surveys/manga
MOSES	<i>Morphologically Selected Ellipticals in SDSS</i> , es un proyecto cuya base de datos está conformada por galaxias elípticas seleccionadas visualmente y a partir de su morfología del SDSS.
PAH	<i>Polycyclic Aromatic Hydrocarbon</i> : hidrocarburo aromático policíclico.
PG	<i>Passive Galaxy</i> : galaxia pasiva.
QSO	<i>Quasi-Stellar Object</i> : objeto cuasi-estelar.
RG	<i>Retired Galaxy</i> : galaxia retirada.
RSS	<i>Row Stacked Spectra</i> : espectros apilados en filas.
sAGN	<i>strong AGN</i> : AGN fuerte.

II. Glosario de acrónimos y siglas

Acrónimo o Sigla	Descripción
SAMI	<i>Sydney-Australian-Astronomical Observatory Multi-object Integral-Field Spectrograph</i> , es un proyecto de IFS: http://sami-survey.org/
SB	<i>Starburst</i> , son galaxias que tienen una tasa de formación estelar muy alta.
SDSS	<i>Sloan Digital Sky Survey</i> , es un proyecto de sondeo astronómico: https://www.sdss.org/
SF	<i>Star Forming</i> , se utiliza para indicar que una galaxia tiene formación estelar.
SFH	<i>Star Formation History</i> : historia de formación estelar.
SMBH	<i>Supermassive Black Hole</i> : agujero negro supermasivo.
SSP	<i>Single Stellar Population</i> : población estelar individual.
ULIRG	<i>Ultraluminous Infrared Galaxy</i> : galaxia ultraluminosa en el infrarrojo.
UV	<i>Ultraviolet</i> : ultravioleta.
VLBI	<i>Very-long-baseline interferometry</i> , es un proyecto de la NASA: https://www.jpl.nasa.gov/missions/space-very-long-baseline-interferometry-space-vlbi
wAGN	<i>weak AGN</i> : AGN débil.
WHAN	Nombre del diagrama de clasificación de AGNs propuesto por Cid Fernandes et al. (2010) en el que se utilizan el ancho equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$) y el flujo de las líneas: $H\alpha$ y $[NII]\lambda 6583$.
WISE	<i>Wide-field Infrared Survey Explorer</i> , es un proyecto de la NASA https://www.nasa.gov/mission_pages/WISE/main/index.html

Bibliografía

- Allington-Smith, J. 2006, *New A Rev.*, 50, 244
- An, T., Mohan, P., & Frey, S. 2018, *Radio Science*, 53, 1211
- Antonucci, R. 1993, *ARA&A*, 31, 473
- Baade, W., & Minkowski, R. 1954, *ApJ*, 119, 206
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5
- Barnes, J. E., & Hernquist, L. E. 1991, *ApJ*, 370, L65
- Begelman, M. C., Blandford, R. D., & Rees, M. J. 1980, *Nature*, 287, 307
- Blecha, L., Snyder, G. F., Satyapal, S., & Ellison, S. L. 2018, *MNRAS*, 478, 3056
- Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., et al. 2015, *ApJ*, 798, 7
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. 2014, *An introduction to modern astrophysics* (United Kingdom: Pearson Education Limited)
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, *MNRAS*, 358, 363
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Mateus, A., & Vale Asari, N. 2011, *MNRAS*, 413, 1687
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schlickmann, M. S., et al. 2010, *MNRAS*, 403, 1036
- Comerford, J. M., & Greene, J. E. 2014, *ApJ*, 789, 112
- Comerford, J. M., Negus, J., Barrows, R. S., et al. 2022, *ApJ*, 927, 23
- Comerford, J. M., Nevin, R., Stemo, A., et al. 2018, *ApJ*, 867, 66
- Condon, J. J. 1992, *ARA&A*, 30, 575
- Croom, S. M., Lawrence, J. S., Bland-Hawthorn, J., et al. 2012, *MNRAS*, 421, 872
- De Rosa, A., Vignali, C., Bogdanović, T., et al. 2019, *New A Rev.*, 86, 101525
- Deane, R. P., Paragi, Z., Jarvis, M. J., et al. 2014, *Nature*, 511, 57
- Díaz-Santos, T., Charmandaris, V., Armus, L., et al. 2010, *ApJ*, 723, 993

BIBLIOGRAFÍA

- DiPompeo, M. A., Hickox, R. C., Carroll, C. M., et al. 2018, *ApJ*, 856, 76
- Dixon, T. G., & Joseph, R. D. 2011, *ApJ*, 740, 99
- Donley, J. L., Rieke, G. H., Pérez-González, P. G., Rigby, J. R., & Alonso-Herrero, A. 2007, *ApJ*, 660, 167
- D’Orazio, D. J., Haiman, Z., & MacFadyen, A. 2013, *MNRAS*, 436, 2997
- Ellison, S. L., Secrest, N. J., Mendel, J. T., Satyapal, S., & Simard, L. 2017, *MNRAS*, 470, L49
- Fath, E. A. 1909, *Lick Observatory Bulletin*, 149, 71
- Foord, A., Gültekin, K., Runnoe, J. C., & Koss, M. J. 2021a, *ApJ*, 907, 71
- . 2021b, *ApJ*, 907, 72
- Gaskell, C. M. 1983, in *Liege International Astrophysical Colloquia*, Vol. 24, *Liege International Astrophysical Colloquia*, ed. J.-P. Swings, 473–477
- Genzel, R., Lutz, D., Sturm, E., et al. 1998, *ApJ*, 498, 579
- Goulding, A. D., Greene, J. E., Bezanson, R., et al. 2018, *PASJ*, 70, S37
- Greenstein, J. L. 1963, *Nature*, 197, 1041
- Gunn, J. E., Siegmund, W. A., Mannery, E. J., et al. 2006, *AJ*, 131, 2332
- Gupta, M., Sikora, M., Rusinek, K., & Madejski, G. M. 2018, *MNRAS*, 480, 2861
- Hayasaki, K., Mineshige, S., & Sudou, H. 2007, *PASJ*, 59, 427
- Heckman, T. M. 1980, *A&A*, 87, 152
- Heckman, T. M., & Best, P. N. 2014, *ARA&A*, 52, 589
- Hernández-García, L., González-Martín, O., Márquez, I., & Masegosa, J. 2013, *A&A*, 556, A47
- Ho, L. C. 2008, *ARA&A*, 46, 475
- Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, L. W. 1997, *IAU Colloquium No. 159*
- Ho, L. C., & Keto, E. 2007, *ApJ*, 658, 314
- Imanishi, M., Nakagawa, T., Ohyama, Y., et al. 2008, *PASJ*, 60, S489
- Imanishi, M., Nakagawa, T., Shirahata, M., Ohyama, Y., & Onaka, T. 2010, *ApJ*, 721, 1233
- Ivezić, Ž., Menou, K., Knapp, G. R., et al. 2002, *AJ*, 124, 2364

- Jaffe, A. H., & Backer, D. C. 2003, *ApJ*, 583, 616
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., et al. 2003, *MNRAS*, 346, 1055
- Kellermann, K. I., Sramek, R., Schmidt, M., Shaffer, D. B., & Green, R. 1989, *AJ*, 98, 1195
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, *ApJ*, 556, 121
- Kewley, L. J., Groves, B., Kauffmann, G., & Heckman, T. 2006, *MNRAS*, 372, 961
- Khachikian, E. Y., & Weedman, D. W. 1974, *ApJ*, 192, 581
- Kim, C., Woo, J.-H., Jadhav, Y., et al. 2022, *ApJ*, 928, 73
- King, A., & Pounds, K. 2015, *ARA&A*, 53, 115
- Komossa, S., Burwitz, V., Hasinger, G., et al. 2003, *ApJ*, 582, L15
- Koss, M., Mushotzky, R., Treister, E., et al. 2012, *ApJ*, 746, L22
- Koss, M., Mushotzky, R., Veilleux, S., & Winter, L. 2010, *ApJ*, 716, L125
- Koss, M., Trakhtenbrot, B., Ricci, C., et al. 2017, *ApJ*, 850, 74
- Koss, M. J., Blecha, L., Bernhard, P., et al. 2018, *Nature*, 563, 214
- Lacerda, E. A. D., Sánchez, S. F., Mejía-Narváez, A., et al. 2022, *New A*, 97, 101895
- Law, D. R., Cherinka, B., Yan, R., et al. 2016, *AJ*, 152, 83
- Lawrence, A. 1987, *PASP*, 99, 309
- Lena, D. 2015, PhD thesis, Rochester Institute of Technology, New York
- Lutz, D., Spoon, H. W. W., Rigopoulou, D., Moorwood, A. F. M., & Genzel, R. 1998, *ApJ*, 505, L103
- Magliocchetti, M., Maddox, S. J., Jackson, C. A., et al. 2002, *MNRAS*, 333, 100
- Magorrian, J., Tremaine, S., Richstone, D., et al. 1998, *AJ*, 115, 2285
- Maoz, D. 2007, *MNRAS*, 377, 1696
- Marconi, A., & Hunt, L. K. 2003, *ApJ*, 589, L21
- Matthews, T. A., & Sandage, A. R. 1963, *ApJ*, 138, 30
- Meusinger, H., & Balafkan, N. 2014, *A&A*, 568, A114
- Milosavljević, M., & Merritt, D. 2001, *ApJ*, 563, 34

BIBLIOGRAFÍA

- Müller-Sánchez, F., Comerford, J., Stern, D., & Harrison, F. A. 2016, *ApJ*, 830, 50
- Murphy, E. J. 2013, *ApJ*, 777, 58
- Netzer, H. 2006, in *Physics of Active Galactic Nuclei at all Scales*, ed. D. Alloin, Vol. 693, 1
- . 2013, *The Physics and Evolution of Active Galactic Nuclei*
- . 2015, *ARA&A*, 53, 365
- Osterbrock, D. E. 1981, *ApJ*, 249, 462
- Osterbrock, D. E., & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* (Sausalito, CA: University Science Books)
- Peterson, B. M. 1997, *An introduction to active galactic nuclei* (Cambridge, United Kingdom: Cambridge University Press)
- Pogge, R. W. 1988, *ApJ*, 328, 519
- Quinlan, G. D. 1996, *New A*, 1, 35
- Ragusa, E., Lodato, G., & Price, D. J. 2016, *MNRAS*, 460, 1243
- Reynolds, C., Ueda, Y., Awaki, H., et al. 2014, arXiv e-prints, arXiv:1412.1177
- Roche, P. F., Aitken, D. K., & Smith, C. H. 1991, *MNRAS*, 252, 282
- Rosario, D. J., Shields, G. A., Taylor, G. B., Salvander, S., & Smith, K. L. 2010, *ApJ*, 716, 131
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Kennicutt, R. C., et al. 2011, *MNRAS*, 410, 313
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, *A&A*, 538, A8
- Sánchez, S. F., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., et al. 2016a, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 52, 21
- . 2016b, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 52, 171
- Sanders, D. B., & Mirabel, I. F. 1996, *ARA&A*, 34, 749
- Sanders, D. B., Soifer, B. T., Elias, J. H., et al. 1988, *ApJ*, 325, 74
- Satyapal, S., Ellison, S. L., McAlpine, W., et al. 2014, *MNRAS*, 441, 1297
- Schawinski, K., Thomas, D., Sarzi, M., et al. 2007, *MNRAS*, 382, 1415
- Schmidt, M. 1963, *Nature*, 197, 1040

- Seyfert, C. K. 1943, *ApJ*, 97, 28
- Shemmer, O., Trakhtenbrot, B., Anderson, S. F., et al. 2010, *ApJ*, 722, L152
- Shi, J.-M., & Krolik, J. H. 2015, *ApJ*, 807, 131
- Slipher, V. M. 1917, *Lowell Observatory Bulletin*, 3, 59
- Spinoglio, L., & Malkan, M. A. 1992, *ApJ*, 399, 504
- Steffen, J. L., Fu, H., Brownstein, J. R., et al. 2023, *ApJ*, 942, 107
- Stern, D., Eisenhardt, P., Gorjian, V., et al. 2005, *ApJ*, 631, 163
- Stern, D., Assef, R. J., Benford, D. J., et al. 2012, *ApJ*, 753, 30
- Stierwalt, S., Armus, L., Surace, J. A., et al. 2013, *ApJS*, 206, 1
- Sturm, E., Lutz, D., Verma, A., et al. 2002, *A&A*, 393, 821
- Tadhunter, C. 2008, *New A Rev.*, 52, 227
- Tielens, A. G. G. M., Peeters, E., Bakes, E. L. O., Spoon, H. W. W., & Hony, S. 2004, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 323, *Star Formation in the Interstellar Medium: In Honor of David Hollenbach*, ed. D. Johnstone, F. C. Adams, D. N. C. Lin, D. A. Neufeld, & E. C. Ostriker, 135
- Trump, J. R., Impey, C. D., Taniguchi, Y., et al. 2009, *ApJ*, 706, 797
- Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803
- Urry, M. 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 290, *Active Galactic Nuclei: From Central Engine to Host Galaxy*, ed. S. Collin, F. Combes, & I. Shlosman, 3
- Vardoulaki, E., Charmandaris, V., Murphy, E. J., et al. 2015, *A&A*, 574, A4
- Veilleux, S., & Osterbrock, D. E. 1987, *ApJS*, 63, 295
- Veilleux, S., Rupke, D. S. N., Kim, D. C., et al. 2009, *ApJS*, 182, 628
- Villforth, C., & Hamann, F. 2015, *AJ*, 149, 92
- Westmoquette, M. S., Exter, K. M., Christensen, L., et al. 2009, arXiv e-prints, arXiv:0905.3054
- Woo, J.-H., Cho, H., Husemann, B., et al. 2014, *MNRAS*, 437, 32
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, *AJ*, 140, 1868
- Xu, D., & Komossa, S. 2009, *ApJ*, 705, L20