



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

TASA DE FORMACIÓN ESTELAR EN GALAXIAS
MASIVAS DEL UNIVERSO CERCANO DEL
CARTOGRAFIADO DE CALIFA

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICO

P R E S E N T A :

DANIEL ERICK ALONSO HERNÁNDEZ

TUTOR

DR. JORGE K. BARRERA BALLESTEROS



CIUDAD UNIVERSITARIA, Cd. Mx., 2022



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.

Dedicatoria ...

Dedico principalmente este trabajo de tesis a mi querida familia, a mis padres Samuel Alonso y Beatriz Hernández (doña Trini) que nunca dejaron de creer en mí y por su infinito apoyo.

A mi hermana por siempre alentarme.

A mis amigos por haberme acompañado durante todo este camino.

A mis maestros por siempre buscar transmitir su experiencia y conocimientos con dedicación.

A todas aquellas personas que me enseñaron que la vida es una carrera de resistencia y no de velocidad, aquellas de las que pude aprender, pues hoy soy un poco de lo que de ellas he aprendido.

Agradecimientos

Quiero dar un agradecimiento especial al Dr. Jorge Barrera Ballesteros director de esta tesis, por todos los consejos y apoyo brindado, le agradezco por haberme dado la oportunidad de recurrir a su capacidad y conocimiento científico para guiarme durante todo el desarrollo de este trabajo y a impulsarme a continuar en este bello sendero de la investigación, agradezco la tolerancia, paciencia que siempre me tuvo. Agradezco también a la Dra. Irene Cruz González por todo el apoyo incondicional recibido, le agradezco por todos sus consejos, por la paciencia que siempre me tuvo y sobre todo por su amistad brindada. Agradezco a todos mis profesores por sus enseñanzas. Agradezco a mis padres Samuel Alonso y Beatriz Hernández por estar a mi lado apoyándome, aconsejándome y alentando en todo momento, a mi hermana Celia por siempre alentarme a seguir. Agradezco a Angélica Facio por su apoyo, comprensión y amor. Un especial agradecimiento a mis amigos Salvador Soriano y Jesús Ávila por su gran apoyo y consejos. A mis compañeros y amigos Javier Ramírez, Ángel Gallegos, Mario Jiménez, sin ellos mi estancia en la facultad no habría sido tan enriquecedora. Agradezco en general a todas aquellas personas, que de alguna manera, han influenciado en mi vida y formación, ayudándome a alcanzar este objetivo.

Agradezco al CONACyT por el apoyo recibido como Ayudante de Investigador del Sistema Nacional de Investigadores a Ciencia de Frontera 2019 CF-39578, así como los proyectos PAPIIT IA-100420 y IA-101522.

Resumen

La evolución y formación de las galaxias tiene como ingrediente esencial la formación de estrellas, dado que es una de las principales vías en las cuales las galaxias se desarrollan. Por tanto, el estudio de cuales son los mecanismos que generan e interrumpen la creación de estrellas en una galaxia es esencial para entender la historia evolutiva del Universo.

El flujo de la línea de emisión $H\alpha$ del gas ionizado es uno de los observables más directos en el óptico del proceso de formación estelar. De este flujo se derivó la tasa de formación estelar y la masa estelar. También se cuenta con una estimación del gas molecular determinado a través de la extinción en el óptico.

En este trabajo se estudió y se determinó la mejor relación entre la tasa de formación estelar global y la masa estelar M_* para galaxias con formación estelar (también conocida como Secuencia Principal de Formación Estelar, SFMS por sus siglas en inglés) para una muestra de galaxias observadas con espectroscopía de campo integral del cartografiado de CALIFA. De la muestra total de eCALIFA se seleccionaron 263 galaxias masivas, para ello, el criterio de inclusión fue tomar las galaxias con una masa estelar entre $10.5 < \log(M_*[M_\odot]) < 11.5$, que cubren una amplia gama de tipos morfológicos (desde galaxias irregulares hasta galaxias elípticas). Se estimaron los residuos para cada una de estas galaxias respecto a la SFMS. También se muestra el comportamiento de la $sSFR = SFR / M_*$ con $\log|EW(H\alpha)|$ y de las SFR con la fracción de gas. En este trabajo obtuvimos la relación entre la tasa de formación estelar global y la masa estelar para galaxias con un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$, cuyo coeficiente de correlación es de $r = 0.84$ y descrita con una regresión lineal cuya pendiente es de $(0.75 \pm 0.03) \log(M_*)$ y ordenada de $(-7.6 \pm 0.3) \log(M_\odot yr^{-1})$ con una dispersión

asociada de $\sigma = 0.36$ dex. Identificamos una secuencia formada por galaxias con $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ que están dominadas por una antigua población estelar, que hemos llamado la secuencia de galaxias retiradas.

Analizamos cualitativamente los resultados obtenidos y los comparamos con los resultados observados en la literatura. Encontramos que la fracción de gas observada en la parte central de una galaxia y la observada en toda la galaxia son muy similares, esto sugiere que la fracción de gas en la galaxia se conserva. También encontramos que la eficiencia de formación estelar, estimada en la región central de la galaxia comparada con las estimaciones de toda la galaxia, se ve severamente modificada en galaxias que se encuentran en la secuencia de galaxias retiradas. Estos resultados sugieren que, al menos para el rango de masa explorado, existe un apagado de la formación estelar de adentro hacia afuera, más aún, este apagado de dentro hacia afuera parece ser uno de los principales procesos que afecta de manera considerable a la formación estelar y no la cantidad disponible de gas para formar nuevas estrellas. El análisis realizado en este trabajo sugiere también que la existencia de estructuras morfológicas, como son los bulbos, podrían estar fuertemente ligados a este apagado de la galaxia, es decir, sugiere que la aparición de un bulbo en la galaxia inhibe la formación estelar.

Índice general

Agradecimientos	II
Resumen	III
1. Introducción	1
1.1. Objetivos	3
1.2. Secuencia y clasificación de Hubble	4
1.3. Diagrama Color-Magnitud (DCM)	8
1.4. Tasa de formación estelar: Calibradores y relaciones de escala	12
1.4.1. Anchura Equivalente	12
1.4.2. Tasa de Formación Estelar	14
1.4.3. Calibradores de la Tasa de Formación Estelar	15
1.5. Plano Tasa de formación estelar-Masa estelar	20
1.6. IFUS (Unidades de Campo Integral)	22
1.6.1. Espectroscopía	22
1.6.2. IFUs	23
1.6.3. Técnica Instrumental IFUs	25
2. Cartografiados de IFUs	31
2.1. Principales Cartografiados	31
2.2. Cartografiado CALIFA	33
3. Metodología	36
3.1. Selección de la muestra	36

3.2. Procedimiento	38
3.2.1. Cálculo de la SFR y la Masa estelar.	38
3.2.2. Análisis estadístico	40
4. Resultados	47
4.1. Análisis de residuos	52
4.1.1. Relación entre Δ SFMS y $\log(M_*)$	52
4.1.2. Relación entre Δ SFMS y EW($H\alpha$)	54
4.1.3. Relación entre Δ SFMS y sSFR	56
4.1.4. Galaxias atípicas	58
4.2. Relación entre residuos y propiedades del gas molecular	73
4.2.1. Relación entre Δ SFMS y $\log(M_{\text{gas}})$	73
4.2.2. Relación entre Δ SFMS y $\log(F_{\text{gas}})$	75
4.2.3. Relación entre Δ SFMS y SFE	76
4.3. Relación entre Δ SFMS y la morfología	78
5. Discusión	81
5.1. Plano SFR- M_*	81
5.2. Galaxias atípicas	82
5.3. Relación Δ SFMS, $\log(M_{\text{gas}})$, $\log(F_{\text{gas}})$ y SFE	84
5.3.1. Comparación con Colombo et al. (2020)	84
6. Conclusiones	95
A. Código función de regresión lineal	97
B. Recalibración de la sSFR con EW($H\alpha$)	98

Índice de figuras

1.1. Se muestra la relación que existe entre la M_* y SFR integrada. Esta relación se construyó integrando las cantidades correspondientes resueltas espacialmente, los símbolos azules representan galaxias que forman estrellas, los símbolos rojo representan galaxias retiradas, los símbolos verde representan AGNs y los símbolos negros representan galaxias consideradas como indefinidas. Imagen tomada de Cano-Díaz et al. (2016)	2
1.2. La imagen muestra la clasificación clásica que Hubble hizo de las galaxias, Diagrama en diapasón. Imagen tomada de Aptoula et al. (2006)	5
1.3. Secuencia de Hubble extendida. En esta versión de la secuencia de Hubble se incorpora una tercera clasificación de galaxias como galaxias intermedias. (Imagen tomada de Antonio Ciccolella / M. De Leo) . . .	6
1.4. Diagrama Color-Magnitud ($U-V$ vs M_V) para galaxias. Para cada galaxia, el eje vertical muestra su color observado (diferencia de brillo en dos bandas), mientras que el eje horizontal muestra el brillo o magnitud en un filtro. El diagrama tiene tres características principales: la secuencia roja, el valle verde y la nube azul. La secuencia roja incluye la mayoría de las galaxias rojas, que generalmente son galaxias elípticas. La nube azul incluye la mayoría de las galaxias azules, que generalmente son espirales. Entre las dos distribuciones hay un espacio medianamente conocido como el valle verde que incluye una serie de espirales rojas. (Tomado de Wikipedia)	9

1.5. Relación color g-i vs. magnitud absoluta en la banda-i de todas las galaxias en el Supercúmulo de la Coma codificadas según el tipo de Hubble: los puntos rojos representan galaxias de tipo temprano (dE, E, S0, S0a); los puntos azul representan galaxias de disco (Sbc, Im, BCD); puntos verdes representan galaxias con bulbo (Sa, Sb). Todas las galaxias (arriba); tipo tardío de Sa a Im-BCD (abajo a la izquierda); tipo temprano (abajo a la derecha). Se dan contornos de igual densidad. La línea continua $g - i = -0.0585 * (M_i + 16) + 0.78$ representa la separación empírica entre la secuencia roja y las galaxias restantes.(Gavazzi, G. et al. 2010) 11

1.6. Definición esquemática de la anchura equivalente (W_λ) de una línea atómica. El rectángulo sombreado tiene un ancho tal que absorbe la misma cantidad de energía que la línea atómica a la que está asociada. La cantidad F_c es el flujo del continuo y λ_0 es la longitud asociada al máximo de intensidad. 13

1.7. Diagrama SFR- M_* para todas las galaxias incluidas en la compilación IFS presentada a lo largo de la revisión de Sánchez (2020) (panel izquierdo), y en diferentes subgrupos segregados por morfología, de tipos más tempranos a tipos más tardíos, de izquierda a derecha. Todos los paneles representan la distribución adoptando la SFR estimada con base al polvo corregido integrado la luminosidad $H\alpha$. En cada panel, los contornos corresponden a la densidad de puntos, y cada contorno incluye un 95 %, 50 % y 10 % de los puntos. En todos los paneles, el logaritmo del ancho equivalente de $H\alpha$ está codificado por colores.(Sánchez 2020) 22

1.8. (a) Galaxia NGC 4650A vista por MUSE. (b) Imagen de MUSE de NGC 4650A con código de colores. Crédito: ESO/Consortio MUS/R. Bacon. 25

1.9. Diseño óptico de SAURON, un espectrógrafo de campo integral basado en una matriz de lentillas (Bacon et al. 2001). La imagen de entrada de una galaxia se muestra en el plano focal del telescopio y luego sucesivamente en varios planos dentro del espectrógrafo. En la salida, se registran múltiples espectros en un CCD. 26

1.10. El muestreo espacial es proporcionado por una matriz de lentes, sobre cuya superficie frontal se proyecta una imagen ampliada del plano focal del telescopio. Para instrumentos como PMAS, el campo de visión es pequeño: típicamente del orden de varios segundos de arco. Cada lente de la matriz crea una imagen diminuta en la entrada del sistema óptico, de varias decenas de micrómetros de tamaño. En la ubicación de este punto, se une una fibra óptica a la matriz de lentes, lo que proporciona un acoplamiento a un espectrógrafo en el otro extremo de la guía. La flexibilidad de las fibras se puede utilizar para reorganizar el formato cuadrado de la matriz de lentes para formar una pseudo-hendidura lineal en la entrada del colimador espectrógrafo. La luz de cada fibra se dispersa por la rejilla y se proyecta como un espectro único en el detector. Dado que hay muchas fibras en la pseudo-ranura, se genera una familia de espectros simultáneamente en el CCD. Es necesario un software de reducción de datos dedicado para extraer automáticamente varios cientos de espectros y eliminar firmas instrumentales para crear el cubo de datos final. Crédito: CAHA 28

1.11. El principio de un cortador de imágenes. La matriz de espejos cortadores, ubicada en el plano de la imagen del telescopio, divide el campo de visión de entrada (Field Of View FOV) y vuelve a crear las pupilas de salida del telescopio a lo largo de una línea en los espejos de las pupilas. Cada espejo de la pupila vuelve a crear una imagen de su correspondiente corte del campo de visión de entrada en su correspondiente espejo de corte ubicado en el plano focal del espectrógrafo (plano de corte). El FOV reformateado actúa como la hendidura de entrada en el espectrógrafo donde todos los cortes están alineados como una hendidura pseudolarga. (Vives & Prieto 2006)	29
1.12. Las tres técnicas con IFU más usadas en astronomía	30
2.1. Diseño y dimensiones del IFU de PPak. El hexagonal central está formado por 331 fibras de objeto rodeadas por seis IFU de cielo. Tenga en cuenta que solo los círculos blancos representan fibras activas, mientras que los negros son amortiguadores protectores. Cada círculo representa el núcleo de fibra, el revestimiento y el material de protección combinados. El tamaño físico de la IFU central es de solo 4 mm y su cobertura en el cielo es de más de 1'. (Kelz et al. 2006)	35
3.1. Distribución de la masa estelar M_* (gráfico izquierdo) y morfología (gráfico derecho) de nuestra muestra final (barras anaranjadas). Nuestra muestra final esta compuesta por 263 objetos de todo tipo morfológico y entornos, con una inclinación $i < 60^\circ$ y un rango de masas $10^{10.5} < M_* < 10^{11.5} M_\odot$	37
3.2. Elipse de confianza para una dispersión bivariada. (Imagen tomada de https://is.gd/LFdK7B)	41
3.3. Elipse de confianza para datos gaussianos no correlacionados. (Imagen tomada de https://is.gd/LFdK7B)	42
3.4. En esta figura se muestra las elipses para varios valores de confianza para una dispersión bivariada	45

- 4.1. Relación de las propiedades integradas M_* vs SFR para la muestra eCALIFA. Los puntos azules representan galaxias con $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$, y que tienen inclinaciones $i < 60^\circ$, es decir, que se encuentran en la secuencia principal de formación estelar (SFMS). Los puntos rojos representan galaxias con $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$, es decir, que se encuentran en una secuencia de galaxias retiradas (RGS). Los puntos grises representan a las galaxias restantes de la muestra original de eCALIFA que está compuesta por galaxias de todo tipo morfológico, entornos e inclinaciones. Las líneas solida azul y roja son los ajustes lineales de la SFMS y RGS para galaxias de baja inclinación, respectivamente (ver tabla 4.1 para obtener más detalles) obtenidas en este trabajo. Las líneas punteadas color magenta y amarillo representan la SFMS y RGS respectivamente obtenida por Cano-Díaz et al. (2016). la línea negra punteada representa La SFMS obtenida por Renzini & Peng (2015). Finalmente la recta de color verde es la recta obtenida por la recalibración de la relación $\log(EW(H\alpha))$ contra $\log(sSFR)$ (ver apéndice B) suponiendo un valor de $EW(H\alpha) = 6\text{\AA}$ la cual tiene una pendiente de 1 y una ordenada de $-10.88M_\odot yr^{-1}$. En el panel inferior muestra la gráfica de los residuos ΔSFR contra $\log(M_*)$. Los puntos azules representan a las galaxias en la SFMS. los puntos rojos representan a las galaxias que se encuentran en la RGS. La línea sólida azul representa la SFMS encontrada por regresión lineal en este trabajo. 49
- 4.2. Relación entre $\Delta SFMS$ y la M_* , la línea azul es la recta encontrada por nuestro ajuste lineal. Los puntos azules representan a las galaxias que tienen un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ en las SFMS mientras que los puntos rojos representan galaxias que tienen un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ que se encuentran en la RGS, las elipses nos indican si existe una correlación entre $\Delta SFMS$. La franja azul representa una región de ancho igual a una desviación estándar y la franja verde representa una región de ancho igual a dos desviaciones estándar respecto a la SFMS 53

4.3. En este gráfico se muestra la relación que existe entre Δ SFMS y EW(H α). La línea horizontal azul es la recta encontrada por nuestro ajuste lineal. La línea vertical verde representa el valor que toma log(EW(H α)) cuando H α =6Å. Los puntos azules representan a las galaxias de la muestra en la SFMS mientras que los puntos rojos representan galaxias de la muestra que se encuentran en la RGS, las elipses nos indican la forma en la que Δ SFMS y log(EW(H α)) están correlacionadas. La franja azul representa una región de ancho igual a una desviación estándar y la franja verde representa una región de ancho igual a dos desviaciones estándar respecto a la SFMS 55

4.4. En esta grafica se muestra la relación entre Δ SFMS y log(sSFR). Los puntos azules en el gráfico representan galaxias con un EW(H α)>6Å que pertenecen a la SFMS mientras que los puntos rojos son galaxias con un EW(H α)<6Å que pertenecen a la RGS. La recta azul representa el ajuste encontrado para la SFMS en el plano SFR-M $_*$ y la recta vertical de color verde es el ajuste de recalibración, es el valor log(sSFR) que tendría una galaxia con un log(EW(H α)) dado si su EW(H α)=6Å. La franja azul representa una región de ancho igual a una desviación estándar y la franja verde representa una región de ancho igual a dos desviaciones estándar respecto a la SFMS. 57

4.5. Imagen de la galaxia Arp220 en el visible (lado izquierdo) e imagen invertida (lado derecho). 59

4.6. Imagen de la galaxia NGC6090 en el visible (lado izquierdo) y con color invertido (lado derecho). 60

4.7. Imágenes de la galaxia NGC2558 en el visible (lado izquierdo) e imagen con color invertido (lado derecho). 62

4.8. Imágenes de la galaxia UGC04455 en color visible (lado izquierdo) e imagen en color invertido (lado derecho), la miniatura en la imagen del lado derecho muestra la emisión en H α 63

4.9. En esta imagen se muestran las galaxias con barra NGC2771 (paneles superiores) y UGC11649 (paneles inferiores), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ de las galaxias respectivas. 64

4.10. En esta imagen se muestran las galaxias CGCG004035 (paneles superiores) y SN2016hnk (paneles inferiores), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de las galaxias respectivas. 65

4.11. En esta imagen se muestran las galaxias SN2014dl (paneles superiores) y UGC04197 (paneles inferiores), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de las galaxias respectivas. 66

4.12. En esta imagen se muestran la galaxia SN2011io , las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia. 67

4.13. En esta imagen se muestran la galaxia NGC2431, las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia. 67

4.14. En esta imagen se muestran las galaxias UGC11680NED02, NGC6251 respectivamente. Las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia. 69

4.15. En esta imagen se muestran la galaxias PTF14aaf (panel superior) y NGC5930 (panel inferior), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia. 70

4.16. En esta imagen se muestran la galaxias NGC6251 (panel superior izquierdo), IC1683 (panel superior derecho) y CGCG97120d (panel inferior). Las miniaturas en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia. 71

4.17. En esta imagen se muestran las galaxias NGC5218 (paneles superiores) y NGC5614 (paneles inferiores), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia. 72

4.18. En este gráfico se muestra la relación existente entre $\Delta SFMS$ y $\log(M_{gas})$. La línea horizontal azul es la recta encontrada por nuestro ajuste lineal en el plano $SFR-M_*$. Los puntos azules representan a las galaxias de la muestra en la SFMS, es decir, galaxias que tienen un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ mientras que los puntos rojos representan galaxias de la muestra que se encuentran en la RGS, es decir, galaxias que tienen $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$, las elipses nos indican la forma en la que $\Delta SFMS$ y $\log(M_{gas})$ están correlacionadas. 74

4.19. En este gráfico se muestra la relación existente entre $\Delta SFMS$ y $\log(F_{gas})$. La línea horizontal azul es la recta encontrada por nuestro ajuste lineal en el plano $SFR-M_*$. Los puntos azules representan a las galaxias de la muestra en la SFMS, es decir, galaxias que tienen un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ mientras que los puntos rojos representan galaxias de la muestra que se encuentran en la RGS, es decir, galaxias que tienen $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$, las elipses nos indican la forma en la que $\Delta SFMS$ y $\log(F_{gas})$ están correlacionadas. 76

4.20. En este gráfico se muestra la relación entre ΔSFR y SFE la línea horizontal azul representa el ajuste lineal realizado en el plano $SFR-M_*$ para las galaxias formadoras de estrellas, los puntos azules son galaxias que tiene un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ y los puntos rojos son galaxias que tienen un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$, las elipses nos indican la forma con la que se relacionan ambas variables. 77

4.21. En este gráfico se muestra la relación entre ΔSFR y la morfología la linea horizontal azul representa el ajuste lineal realizado en el plano $\text{SFR}-M_*$ para las galaxias formadoras de estrellas que están en la SFMS, los puntos azules son galaxias que tiene un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ y los puntos rojos son galaxias que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$, las elipses nos indican la forma con la que se relacionan ΔSFMS y la morfología. 79

5.1. A la izquierda se tiene el gráfico obtenido por Colombo et al. (2020), en el eje horizontal se tiene la fracción de gas molecular y en el eje vertical se tiene los residuos ΔSFMS , la barra de color representa el $\text{EW}(\text{H}\alpha)$, cabe mencionar que en el eje horizontal tienen medidas centrales con una apertura de 26.3 arcsec mientras que en el eje vertical se tienen medidas globales. A la derecha se tiene el gráfico obtenido en este trabajo, en el eje horizontal se tiene la fracción de gas molecular y en eje vertical se tienen los residuos ΔSFMS , los puntos azules representan galaxias en la SMFS, mientras que los puntos rojos representan galaxias en la RGS. Es necesario mencionar que tanto en el eje horizontal como vertical se tiene medidas globales. 85

5.2. En el lado izquierdo se tiene el gráfico obtenido por Colombo₂₀₂₀, *enelejehorizontalsetienelaS* la barra de color representa el $\text{EW}(\text{H}\alpha)$, cabe mencionar que en el eje horizontal se grafican medidas centrales con una apertura de 26.3 arcsec mientras que en el eje vertical se grafican medidas globales. A la derecha se tiene el gráfico obtenido en este trabajo, en el eje horizontal se tiene la SFE y en eje vertical se tienen los residuos ΔSFMS , los puntos azules representan galaxias en la SMFS, mientras que los puntos rojos representan galaxias en la RGS. Es necesario mencionar que tanto en el eje horizontal como vertical se tiene medidas globales. . . 87

A.1. Esta función realizada en PYTHON3 fue utilizada para calcular cada uno de los datos resultantes de la regresión, y corresponde a la ecuación: $y_i = mx_i + b$. Los parámetros de salida que se obtienen con el algoritmo son *model* que corresponde al modelo de regresión lineal, *B1* corresponde a la pendiente del modelo y *B0* que corresponde al valor de la ordenada al origen. 97

B.1. En este gráfico se muestra la recalibración de la relación $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ contra $\log(\text{sSFR})$. Los puntos verdes representa galaxias de toda la muestra de eCALIFA y la línea roja es la recta de ajuste lineal cuya pendiente es de $1.36\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ y ordenada de -11.95yr^{-1} 98

Capítulo 1

Introducción

Una de las características más evidentes que tiene la evolución de las galaxias es la formación de estrellas ya que es una de las principales maneras a través de las cuales las galaxias cambian su forma, su composición y evolucionan en el tiempo. Comprender cómo y la razón por la cual se forman las estrellas dentro de una galaxia, así como las características como la morfología o composición química afectan dicha formación estelar, es fundamental para entender la historia evolutiva del universo.

Una forma clave para la comprensión de esta evolución son los grandes estudios de galaxias realizados que permiten establecer relaciones de escala global entre las propiedades de estas galaxias. Se sabe que existen relaciones estrechas entre algunas de las propiedades globales, una de estas relaciones es la que existe entre la tasa de formación de estrellas de una galaxia (Star Formation Rate, SFR por sus siglas en inglés) y su masa estelar total M_* (Brinchmann et al. 2004; Renzini & Peng 2015).

Se ha observado que, en el universo cercano, el comportamiento de esta relación es aproximadamente lineal (e.g., Cano-Díaz et al. 2016) como se muestra en la Figura 1.1 y se mantiene incluso en altos corrimientos al rojo (e.g., Whitaker et al. 2012; Noeske et al. 2007). Speagle et al. (2014) realizó una compilación de las relaciones entre las variables SFR y M_* reportadas en diferentes trabajos y mostró como esta relación se comporta con el corrimiento al rojo (hasta $z \sim 6$). Demostró que la SFR y M_* están estrechamente correlacionadas, con una dispersión de $\sim 0.2-0.35$ dex en las observaciones y en las predicciones teóricas. Esta relación tan estrecha entre la SFR y

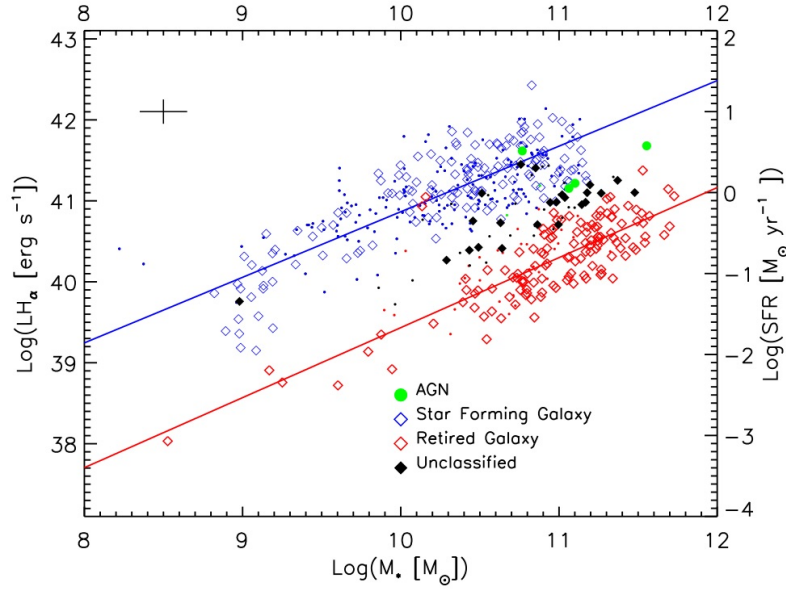


Figura 1.1: Se muestra la relación que existe entre la M_* y SFR integrada. Esta relación se construyó integrando las cantidades correspondientes resueltas espacialmente, los símbolos azules representan galaxias que forman estrellas, los símbolos rojo representan galaxias retiradas, los símbolos verde representan AGNs y los símbolos negros representan galaxias consideradas como indefinidas. Imagen tomada de Cano-Díaz et al. (2016)

M_* es conocida como la secuencia principal de formación de estrellas (Star Formation Main Sequence, SFMS por sus siglas en inglés). También se ha observado que los valores de la pendiente y los puntos cero para la SFMS varían dentro de un amplio rango de valores en la literatura (ver Speagle et al. 2014). Renzini & Peng (2015) sugieren que estas variaciones en la pendiente y el punto cero de la SFMS pueden deberse al sesgo causado por los criterios de selección utilizados para seleccionar las galaxias formadoras de estrellas. Renzini & Peng (2015) sugieren una redefinición objetiva de la SFMS para galaxias locales, que favorece los valores de una pendiente de 0.76 dex y un punto cero de -7.64 en unidades de $\log(M_\odot \text{yr}^{-1})$. Dentro de esta misma relación entre la SFR y la M_* se observa un comportamiento en galaxias que presentan una baja formación de estrellas, este comportamiento se conoce como la secuencia de galaxias retiradas (Retired Galaxies Sequence RGS, por sus siglas en inglés). El concepto de galaxias retiradas, se refiere a galaxias que dejaron de formar estrellas y son ionizadas por poblaciones estelares antiguas (ver por ejemplo Stasińska

(2017); Stasińska et al. (2008)). Este concepto surgió en 2008, aunque la idea original había sido publicada más de diez años antes por Binette, Magris, Stasińska y Bruzual.

Una magnitud también útil basada en la SFR es la SFR específica (specific star formation rate, sSFR por sus siglas en inglés), que es la SFR por unidad de masa. Se suele representar con sSFR o directamente $\frac{SFR}{M_*}$. La sSFR tiene unidades de la inversa del tiempo. Aunque la distinción física entre galaxias que forman estrellas y galaxias que han dejado de formar estrellas no es sencilla, la relación SFMS proporciona una forma conveniente de clasificar las galaxias en términos de sus propiedades de formación estelar. Generalmente, las galaxias formadoras de estrellas se encuentran en la secuencia principal, las galaxias elípticas rojas tienden a ubicarse por debajo de la relación, mientras que las galaxias con grandes brotes de formación estelar (en inglés llamadas *starburst galaxies*) se encuentran por encima de la secuencia, esto es, las galaxias por encima o por debajo de la secuencia principal en cualquier época dada tienen, por definición, una SFR que puede estar elevada o suprimida en relación con la “norma” para su masa estelar (Renzini & Peng 2015).

1.1. Objetivos

La SFR y la masa estelar total M_* son dos parámetros fundamentales utilizados para comprender los procesos que contribuyen a la evolución de las galaxias en el tiempo. Sin embargo, existen procesos que impactan y afectan directamente a la SFR. Algunos de estos procesos pueden reducir de manera considerable o incluso inhibir la formación de estrellas en una galaxia.

El objetivo principal de esta tesis es entender cuáles podrían ser los procesos más importantes que pueden afectar o interrumpir la formación estelar. Para lograr esto estudiamos y analizamos la relación entre la SFR global y la masa estelar total, M_* , así como la variación de los residuos de esta relación con la tasa de formación estelar específica (sSFR), la anchura equivalente de la línea de emisión $H\alpha$ ($EW(H\alpha)$), la fracción de gas (f_{gas}), la eficiencia de formación estelar (Star Formation Efficiency, SFE por sus siglas en inglés) y la morfología en una muestra de galaxias masivas, es

decir, galaxias con una masa estelar entre $10.5 < \log(M_*/M_\odot) < 11.5$, para ello se utilizó una muestra de 263 galaxias que cubren una amplia gama de tipos morfológicos observadas con espectroscopía de campo integral del cartografiado CALIFA.

1.2. Secuencia y clasificación de Hubble

La clasificación visual de la morfología de las galaxias, es decir, de la forma que estas tienen al proyectarse en el cielo, fue uno de los primeros pasos para entender sus propiedades. Una de las motivaciones que impulsó la realización de una clasificación morfológica de las galaxias fue que si varias galaxias parecen iguales es probable que sus propiedades físicas sean parecidas y se puedan elegir ejemplos representativos para estudiar la población de galaxias completa.

A principios del siglo XX, Edwin Hubble confirmó la existencia de los llamados universos isla¹. Hubble demostró que las estrellas variables de tipo cefeida² no se encontraban dentro de nuestra Galaxia (Hubble 1925). Las estrellas cefeidas proporcionaron una medida robusta de la distancia y de esa forma Hubble demostró que la nebulosa espiral M31³ era un objeto separado de nuestra propia galaxia, la Vía Láctea (Hubble 1922). Posteriormente, algunos trabajos realizados en otras galaxias mostraron que la luz proveniente de las galaxias estaba desplazada hacia el rojo y este desplazamiento es aproximadamente proporcional a su distancia. Este desplazamiento al rojo se interpretó, a través del efecto Doppler, como una velocidad debida a la expansión del Universo y dio lugar a utilizar la ley de Hubble como una herramienta para determinar la distancia a las galaxias:

$$r = \frac{v}{H_0} \quad (1.1)$$

donde r es la distancia al objeto en Mpc, v es la velocidad de recesión de la galaxia

¹En su libro "Teoría de los cielos", escrito en 1755 el filósofo Emmanuel Kant expuso la teoría de los universos isla.

²Una estrella variable cefeida es una estrella que pulsa radialmente, variando su temperatura y diámetro produciendo cambios en su brillo teniendo así un periodo y amplitud estables y regulares.

³La galaxia M31 se conoce hoy en día como galaxia de Andrómeda.

medida a partir del desplazamiento hacia el rojo y H_0 es la constante de Hubble. El valor de esta constante ha sido objeto de estudio durante los últimos cuarenta años y ha variado entre $50 \leq H_0 \leq 90$ (km/s) / Mpc⁴ (ver por ejemplo Riess et al. (2009), Vega-Ferrero et al. (2018), Planck Collaboration et al. (2016)).

Hubble (1926) realizó una clasificación de galaxias cercanas de acuerdo a su morfología en el rango óptico utilizando un diagrama con forma de diapason (ver Figura 1.2). Esta clasificación toma en cuenta a las galaxias que van desde objetos con estructura elíptica, espiral, pasando por aquellos con brazos espirales extensos y finalizando en las galaxias irregulares, sin forma definida. Esta clasificación es conocida hoy en día como secuencia de Hubble, cuya forma era E, SO, Sa, Sb, Sc, Sd, Im. Esta forma de clasificación de galaxias se centra en propiedades globales, con clases que engloban a casi todas las galaxias conocidas. La clasificación de Hubble coloca a las galaxias elípticas (E) a la izquierda, ordenadas por achatamiento, las dos ramas de espirales, normales (S) y barradas (SB) abriéndose hacia la derecha, con las lenticulares (S0) como transición.

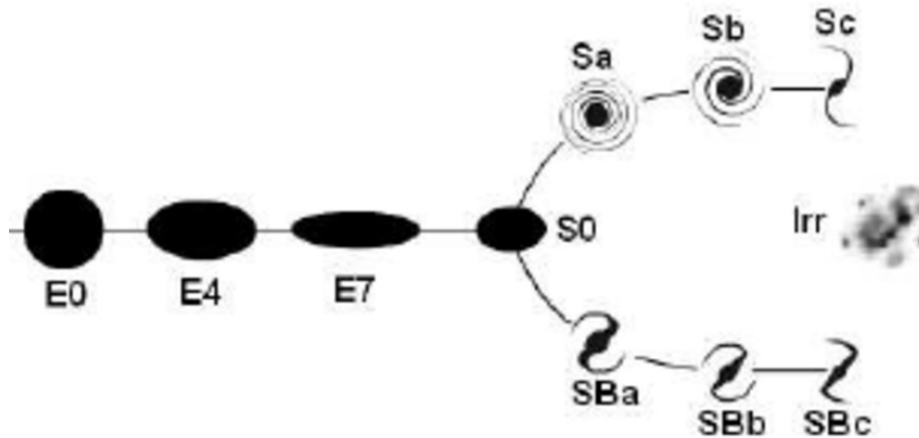


Figura 1.2: La imagen muestra la clasificación clásica que Hubble hizo de las galaxias, Diagrama en diapason. Imagen tomada de Aptoula et al. (2006)

Las galaxias al inicio o parte izquierda de la secuencia, son galaxias llamadas galaxias elípticas, se les denomina galaxias de tipo temprano (también galaxias tempranas), estas galaxias contiene poco polvo y gas. Por otra parte, las galaxias en

⁴1Mpc= 3.0857118×10^{22} m

la mitad derecha de la secuencia se denominan galaxias de tipo tardío (o galaxias tardías) contienen estrellas jóvenes y mayor cantidad de gas respecto a las galaxias tempranas (González Delgado, R. M. et al. 2016). Las denominaciones de galaxias temprana y tardía se refieren a la edad física de las galaxias. En la versión extendida de la secuencia de Hubble (Figura 1.3) se incorpora una tercera clasificación de galaxias como galaxias intermedias.

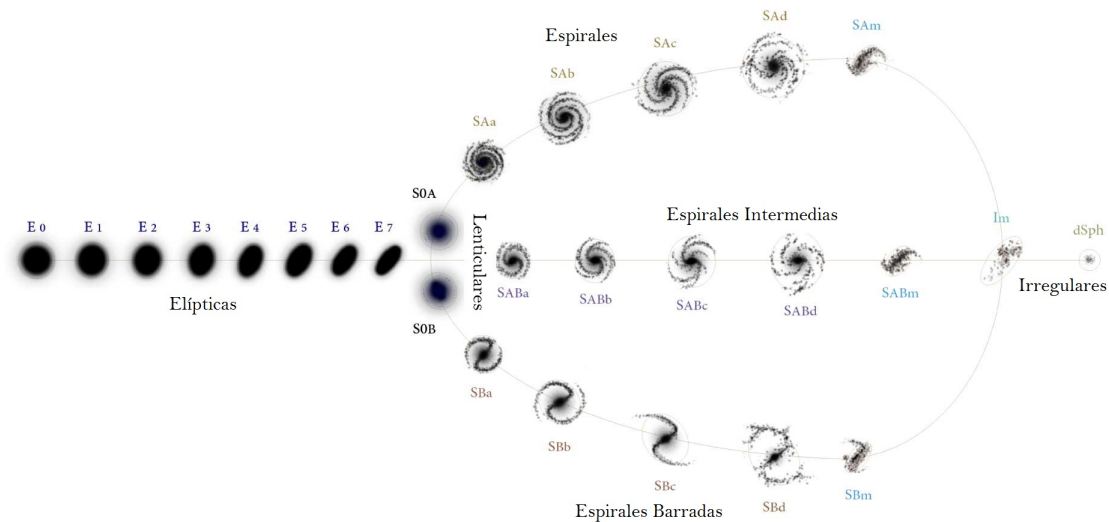


Figura 1.3: Secuencia de Hubble extendida. En esta versión de la secuencia de Hubble se incorpora una tercera clasificación de galaxias como galaxias intermedias. (Imagen tomada de Antonio Ciccolella / M. De Leo)

Durante casi un siglo la clasificación morfológica de galaxias ha sido un tema de investigación, y durante todo este tiempo se ha aprendido sobre la estructura y la dinámica de las galaxias. Más aún, una de las metas principales de la astronomía extragaláctica es entender cómo se formaron y evolucionaron.

A pesar de los avances instrumentales y la explosión de datos disponibles, la clasificación morfológica de galaxias en el sentido clásico no ha perdido relevancia. Siendo algunas de las razones:

- Se tiene un punto de partida lógico: toda teoría de formación y evolución de galaxias debe explicar la gran variedad de formas galácticas.

- La morfología muestra una fuerte correlación con la historia de formación estelar (SFH, por sus siglas en ingles Gallazzi et al. 2005).
- La información original, basada en placas fotográficas (sensibles al azul), ha sido superada por datos en múltiples longitudes de onda, con mucha mayor resolución espacial.
- El número de galaxias clasificadas ha aumentado en un factor $\sim 10^3$ (e.g., Galaxy Zoo⁵).
- El telescopio espacial *Hubble* (*HST* por sus siglas en inglés) ha permitido estudios morfológicos a $z \gg 0$.

Hay diferentes observables que correlacionan la morfología y permiten realizar una clasificación cuantitativa, o bien directamente cuantificar propiedades globales de las galaxias (masa estelar, edad promedio, tasa de formación estelar, dinámica, distribución de poblaciones, etc.), sin pasar por una clasificación. Algunos ejemplos de estos observables son el índices de color, la relación bulbo/disco (B/D), el índice de Sérsic⁶, la dispersión de velocidades, el índice de concentración, entre otros.

A pesar de la existencia de estos parámetros cuantificables y debido a su simplicidad, la morfología actualmente sigue siendo usada para entender cómo las estructuras de las galaxias pueden afectar sus propiedades físicas, en particular la formación de nuevas estrellas.

⁵www.galaxyzoo.org

⁶El brillo superficial de una galaxia elíptica cae suavemente con el radio, generalmente se describe mediante el modelo de Sérsic (Sersic 1968). $I(r) = I_0 e^{-(r/r_0)^{1/n}}$ donde $I(r)$ es el brillo superficial a una distancia r del centro, I_0 es este valor en el centro, r_0 es una longitud de escala, y n es el parámetro de forma o índice de Sérsic. El índice n funciona como un parámetro de forma que mide la curvatura del perfil de luz de la galaxia y está fuertemente correlacionado con la masa y tamaño para las galaxias elípticas menos luminosas

1.3. Diagrama Color-Magnitud (DCM)

El color de una galaxia⁷ refleja las poblaciones estelares dominantes que contiene, de modo que, en promedio, el color de una galaxia está correlacionado con su morfología y su tipo estructural. Algunas galaxias tempranas de tipo Sa, SO y galaxias elípticas son los sistemas más rojos, mientras que galaxias espirales tardías del tipo Sc e irregulares de tipo I son las más azules. Esta correlación refleja variaciones de la función relativa espectro-luminosidad, así como la cantidad y distribución de materia en galaxias de diferentes tipos morfológicos (Humason (1936), Baldry et al. (2004)).

Morgan & Mayall (1957) examinaron 47 espectros de galaxias cercanas, encontrando que los sistemas estelares con espectros dominados por estrellas A , $A + F$ y F se clasifican morfológicamente como galaxias de tipo Sc e Irregulares, sistemas estelares dominados por estrellas $F + G$ corresponden a galaxias Sb, y los sistemas estelares dominados por estrellas de tipo K son galaxias predominantemente de tipo temprano (E, S0, Sa), con una fracción considerable de espirales Sb. de Vaucouleurs (1961) determinó la dependencia del color de la galaxia con el tipo morfológico usando una muestra de 148 galaxias. Así, los estudios sobre cómo se distribuye el color de las galaxias, han ayudado a determinar sus poblaciones estelares dominantes así como sus historias de formación estelar. En los últimos años el estudio típico de los colores de las galaxias se ha realizado en muestras de aproximadamente de 1,000 o más galaxias. Fioc & Rocca-Volmerange (1999) determinaron relaciones entre los colores, los tipos morfológicos, las inclinaciones o formas y las luminosidades intrínsecas de las galaxias utilizando los colores en el óptico y en el infrarrojo cercano. Ferreras et al. (1999) utilizaron análisis de color-magnitud y color-color de la fotometría *HST* (*Hubble Space Telescope*) de $\sim 1,000$ galaxias para inferir la existencia de formación estelar no despreciable en galaxias elípticas y lenticulares con corrimiento al rojo medio ($z \sim 0.2$).

El diagrama de color-magnitud de galaxias (Figura 1.4) muestra la relación entre

⁷El color de una galaxias se define como la medida que resulta de restar la magnitud de la galaxia medida en diferentes filtros (U, B, V, R, I), por ejemplo B-V, V-R, J-H

el color de una galaxia y su magnitud absoluta⁸. Bell et al. (2004) realizaron una descripción preliminar de las tres áreas de este diagrama. Este estudio mostró una distribución bimodal de las galaxias rojas y azules como se ve en el análisis de los datos del muestreo *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) e incluso en los análisis de de Vaucouleurs (1961) sobre la morfología de las galaxias.

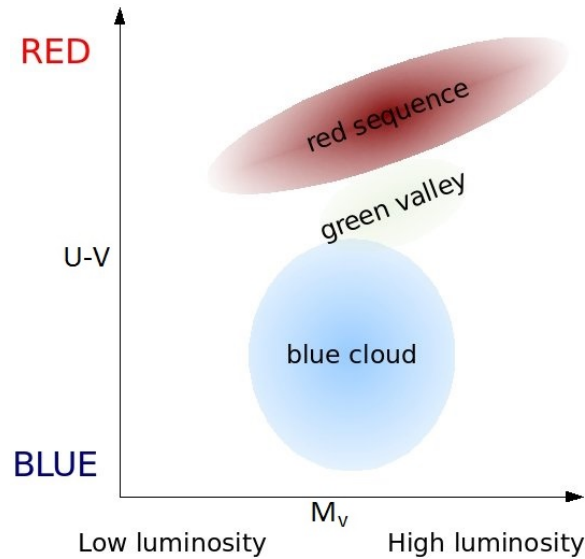


Figura 1.4: Diagrama Color-Magnitud ($U-V$ vs M_V) para galaxias. Para cada galaxia, el eje vertical muestra su color observado (diferencia de brillo en dos bandas), mientras que el eje horizontal muestra el brillo o magnitud en un filtro. El diagrama tiene tres características principales: la secuencia roja, el valle verde y la nube azul. La secuencia roja incluye la mayoría de las galaxias rojas, que generalmente son galaxias elípticas. La nube azul incluye la mayoría de las galaxias azules, que generalmente son espirales. Entre las dos distribuciones hay un espacio medianamente conocido como el valle verde que incluye una serie de espirales rojas. (Tomado de Wikipedia)

La distribución del color $U-V$ muestra dos zonas donde las galaxias se distribuyen correspondientes a dos poblaciones de galaxias distintas. Estas distribuciones se conocen como “Secuencia Roja” y “Nube Azul” (Figura 1.5). Las dos poblaciones muestran una superposición significativa, la región relativamente poco profunda y plana entre los dos picos se denomina "Valle Verde" (Wyder et al. 2007), Das et al. (2021) sugieren que el valle verde esta formado por dos poblaciones diferentes de ga-

⁸Una medida de luminosidad, la función absoluta de luminosidad del espectro de la galaxia junto con las propiedades de emisión y extinción de la materia interestelar determina la magnitud absoluta de una galaxia.

laxias: una población de galaxias de tipo tardío, donde la formación de estrellas se ha detenido debido a que se cortó el suministro de gas seguido del agotamiento de sus reservas de gas durante varios miles de millones de años, y otra de una población de galaxias de tipo temprano donde tanto los suministros de gas como los depósitos de gas se han destruido muy rápidamente, probablemente debido a fusiones con otras galaxias y/o la presencia de un núcleo galáctico activo (AGN, por sus siglas en inglés).

Las galaxias que se encuentran en la nube azul son galaxias que presentan una considerable formación estelar con estructura de disco, baja metalicidad, alto contenido de gas molecular, población estelar más joven y masa estelar más baja, mientras que las galaxias en la secuencia roja son en su mayoría galaxias inactivas, es decir, con poca o nula formación estelar, alta metalicidad, poco contenido de gas molecular, con un componente de bulbo dominante, población estelar más antigua y alta masa estelar (Strateva et al. 2001; Kauffmann et al. 2003).

La morfología de una galaxia se correlaciona bien con su población estelar. Sin embargo, las evoluciones morfológicas no pueden explicar por sí solas la distribución bimodal del color de las galaxias. Los estudios con Galaxy Zoo (Lintott et al. 2008) muestran que una cantidad significativa de galaxias elípticas están contenidas en la nube azul (Schawinski et al. 2009) y una gran cantidad de galaxias espirales se encuentran en la nube roja (Masters et al. 2010).

Una gran cantidad de estudios realizados durante los últimos años han medido, con una gran precisión, las propiedades de miles de galaxias como el color (Strateva et al. 2001), la tasa de formación de estrellas y la edad estelar (Kauffmann et al. 2003) y la proporción de bulbo/disco (Kauffmann et al. 2003). Comprender cómo se origina la bimodalidad de la distribución del color y su evolución, es pieza clave para comprender la formación y evolución de las galaxias.

A diferencia del diagrama comparable de Hertzsprung-Russell para las estrellas, las propiedades de las galaxias no están necesariamente determinadas por completo por su ubicación en el diagrama de color-magnitud.

Para construir el DCM, se necesita: (1) Un conjunto homogéneo de datos fotométricos para una muestra representativa de diferentes tipos de galaxias. (2) Factores

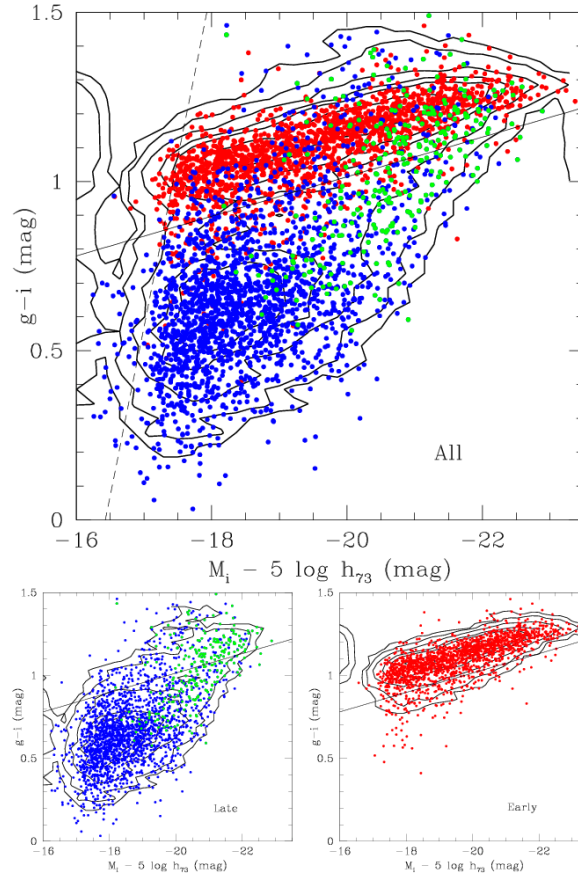


Figura 1.5: Relación color $g-i$ vs. magnitud absoluta en la banda- i de todas las galaxias en el Supercúmulo de la Coma codificadas según el tipo de Hubble: los puntos rojos representan galaxias de tipo temprano (dE, E, S0, S0a); los puntos azul representan galaxias de disco (Sbc, Im, BCD); puntos verdes representan galaxias con bulbo (Sa, Sb). Todas las galaxias (arriba); tipo tardío de Sa a Im-BCD (abajo a la izquierda); tipo temprano (abajo a la derecha). Se dan contornos de igual densidad. La línea continua $g - i = -0.0585 * (M_i + 16) + 0.78$ representa la separación empírica entre la secuencia roja y las galaxias restantes.(Gavazzi, G. et al. 2010)

de corrección apropiados para tener en cuenta los efectos de la inclinación de la galaxia sobre el color y la magnitud observados. Si se incluyen en la muestra galaxias de velocidad radial relativamente alta, debemos hacer una corrección adicional para el desplazamiento de la distribución de energía espectral galaxia con respecto a la función de respuesta del sistema fotométrico. (3) Correcciones de extinción y enrojecimiento de nuestra propia galaxia. (4) Estimaciones de distancia para galaxias de campo individuales o, (5) observaciones de galaxias que se sabe que son miembros de un cúmulo de galaxias (Strateva et al. 2001). Un ejemplo de DCM se puede observar

en la Figura 1.5 del súper cúmulo de Coma.

1.4. Tasa de formación estelar: Calibradores y relaciones de escala

Como se mencionó en la sección anterior, la morfología de una galaxia y su población estelar están bien correlacionadas, más aún, las propiedades observadas de las galaxias, como el color o la tasa de formación estelar también muestran un carácter bimodal. Sin embargo, los cambios en la morfología de una galaxia no pueden explicar por sí solos la distribución bimodal del color de las galaxias. Algunos estudios revelan que una cantidad significativa de galaxias elípticas están contenidas en la nube azul y de igual manera una cantidad significativa de galaxias espirales se encuentran contenidas en la secuencia roja. En esta sección describiremos cómo se estima la formación estelar para objetos extragalácticos así de cómo se puede estimar la cantidad de actividad estelar usando la anchura equivalente de la línea de emisión $H\alpha$.

1.4.1. Anchura Equivalente

Las líneas espectrales se producen cuando la radiación electromagnética interactúa con la materia, esto se debe a los procesos cuánticos que surgen por dicha interacción. Si un fotón tiene una energía igual a la necesaria para cambiar el estado de energía del sistema (por ejemplo, en el caso del átomo, el cambio de estado de energía sería un electrón cambiando de orbital), el fotón será absorbido y tiempo después, será reemitido como un fotón con la misma frecuencia que tenía originalmente o en forma de cascada, es decir, una serie de fotones de diferente frecuencia.

Dependiendo de la configuración, el tipo de gas, la fuente luminosa y lo que llegue al detector, se producirán dos tipos de líneas: absorción y emisión. Si el gas se encuentra entre el detector y la fuente de luz (por lo general esta fuente emite un espectro continuo) de modo que el detector pueda observar el espectro tanto del gas como de la fuente, entonces se observará una disminución de la intensidad de la luz en la

frecuencia del fotón que llega al detector, debido a que la mayor parte de los fotones reemitidos saldrán en direcciones diferentes a las que poseían los fotones originales. En este caso se observará una línea de absorción. Por otra parte, si el detector es capaz de observar el gas, pero no puede ver la fuente de luz, se observarán solamente los fotones reemitidos, resultando en líneas de emisión.

La forma de una línea de absorción depende del número de fotones que se absorben en una longitud de onda particular. Para hacer un comparativo de las intensidades de diferentes líneas de absorción de una fuente, o la misma línea de absorción de varias fuentes diferentes, podemos usar el ancho equivalente. El ancho equivalente de una línea de emisión o de absorción se define como la medida del área de la línea en un gráfico de intensidad contra longitud de onda. Se encuentra formando un rectángulo con una altura igual a la de la emisión continua y encontrando el ancho de manera que el área del rectángulo sea igual al área en la línea espectral (figura 1.6).

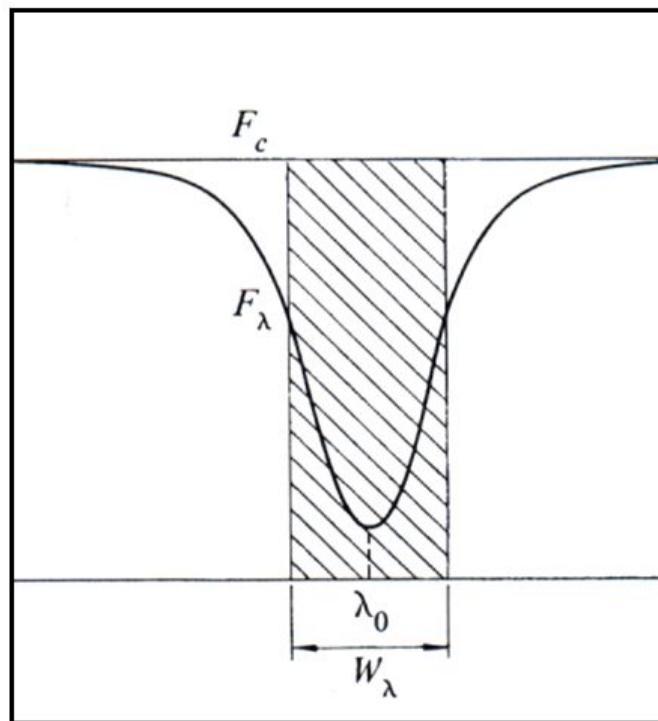


Figura 1.6: Definición esquemática de la anchura equivalente (W_λ) de una línea atómica. El rectángulo sombreado tiene un ancho tal que absorbe la misma cantidad de energía que la línea atómica a la que está asociada. La cantidad F_c es el flujo del continuo y λ_0 es la longitud asociada al máximo de intensidad.

El ancho equivalente W_λ es una medida de la cantidad de luz, que se quita del continuo de una estrella dentro de una línea mediante procesos de absorción. Se basa en el flujo relativo local del continuo. Geométricamente el ancho equivalente W_λ es igual al área de la línea considerada bajo el espectro continuo normalizado. Matemáticamente, la W_λ se define mediante la siguiente ecuación:

$$W_\lambda = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (1.2)$$

donde λ_1 y λ_2 son los límites de longitud de onda inferior y superior de la línea observada, F_λ es el flujo observado a través de la línea de emisión en la longitud de onda λ y F_c es el nivel continuo debajo de la línea de emisión. Ambas cantidades son flujos que se miden convencionalmente en unidades de $erg\ s^{-1}\ cm^{-2}\ \text{\AA}^{-1}$, por lo que el ancho equivalente tiene unidades de \AA .

Esta ecuación se puede aplicar tanto a la emisión como a la absorción, solo debe tenerse en cuenta que cuando se aplica a la emisión, el valor de W_λ es negativo, de modo que en general se utiliza el valor absoluto.

Aplicado a objetos extragalácticos, y en particular a la línea de emisión de $H\alpha$, la anchura equivalente refleja la cantidad de emisión debida a formación estelar joven comparada con la emisión en el continuo de poblaciones estelares más viejas. Por lo tanto la anchura equivalente de la línea $H\alpha$ (en adelante $EW(H\alpha)$) mide la actividad de formación estelar reciente comparada con la cantidad de estrellas viejas.

1.4.2. Tasa de Formación Estelar

A demás de poder clasificar a las galaxias según su morfología, también es posible clasificar a las galaxias por su capacidad de formar estrellas, es decir, las galaxias se pueden clasificar en galaxias formadoras de estrellas (Star Formation Galaxies, SFG por sus siglas en inglés) y galaxias retiradas o apagadas (Retired Galaxies, RG por sus siglas en inglés). Para poder realizar dicha clasificación es necesario poder cuantificar cuántas estrellas puede formar una galaxia en un tiempo determinado. A esto se le llama tasa de formación estelar, suele representarse por SFR (Star Formation Rate,

por sus siglas en inglés) y suele expresarse en masas solares por año $M_{\odot}\text{yr}^{-1}$.

Una magnitud derivada de la SFR muy utilizada es la SFR específica (specific star formation rate), que es la SFR por unidad de masa. Se suele representar con sSFR o directamente $\frac{SFR}{M_*}$. La sSFR tiene unidades de yr^{-1} . Si consideramos $\frac{1}{sSFR}$ tendríamos una idea de cuál es el intervalo de tiempo que una galaxia emplearía en duplicar su masa (es decir, en crear una masa igual a la que ya tiene) si la SFR permaneciera constante durante ese tiempo.

Poder medir la SFR es fundamental para poder comprender el nacimiento y evolución de las galaxias (Kennicutt 1998). La SFR parametriza la información que se puede obtener de un brote de formación estelar (Kennicutt & Evans 2012). La SFR es, junto con la masa de galaxias, uno de los parámetros más importantes que definen las galaxias y su evolución a lo largo de los tiempos cósmicos (Madau & Dickinson 2014).

1.4.3. Calibradores de la Tasa de Formación Estelar

Las estrellas jóvenes individuales no están resueltas en todas las galaxias excepto en las galaxias más cercanas, incluso con el Telescopio Espacial Hubble (Hubble Space Telescope, HST por sus siglas en inglés), de manera que la mayor parte de la información sobre las propiedades de formación SFR proviene de las mediciones que se han realizado de luz integradas en el ultravioleta (UV), infrarrojo lejano (Far Infra-Red, FIR por sus siglas en inglés) o líneas de recombinación como $H\alpha$. Los espectros medios sufren una serie de cambios conforme se recorre la secuencia de Hubble, es decir, a lo largo de la secuencia de Hubble aparecen líneas de emisión (especialmente $H\alpha$), aumenta el espectro en la zona azul y el espectro de absorción pasa de estar dominado por estrellas gigantes de tipo K a estrellas de tipo A (Kennicutt 1998).

El espectro integrado de las galaxias es la suma de las contribuciones de la emisión de todas las estrellas presentes, así como del medio interestelar. Sin embargo, en las longitudes de onda del espectro visible, los principales contribuyentes son las estrellas de la secuencia principal de tipos intermedios (A y F) y gigantes de tipos G y K. El espectro de cualquier objeto está definido por la proporción de estrellas de tipos

intermedios o tipos tardíos o lo que es lo mismo, por la relación entre estrellas jóvenes (<1 Gyr) y viejas (3 a 15 Gyr). Por lo tanto se pueden usar los colores observados de las galaxias para poder estimar la fracción de estrellas jóvenes y la SFR en los últimos $10^8 - 10^9$ años.

Los indicadores basados en el color son relativamente imprecisos y sujetos a errores debidos al enrojecimiento del polvo o a utilizar un modelo de formación estelar que no representa la función inicial de masas, la edad, la metalicidad o la historia de la formación estelar de los objetos (Larson & Tinsley 1978).

En las subsecciones siguientes indicaremos los principales métodos observacionales para estimar la SFR en distintas longitudes de onda.

Continuo UV

Una forma de superar las limitaciones de los colores integrados para trazar la SFR es realizar las observaciones en una región del espectro donde la principal contribución a la emisión sea de estrellas jóvenes, de tal forma que la SFR sea proporcional a la luminosidad. El rango óptimo está situado entre 1250\AA y 2500\AA , sin embargo, este rango es inaccesible desde la superficie terrestre para galaxias con $z < 0.5$, mientras que para $z \sim 1-5$ se mantiene en el rango óptico (Kennicutt 1998).

La conversión del flujo UV para determinar la tasa de formación estelar se hace mediante modelos de síntesis de formación estelar. Para mediciones integradas de galaxias se supone que la SFR se ha mantenido constante en escalas de tiempo grandes en comparación con las vidas de la población, emisora de rayos UV, dominante ($< 10^8$ yr) en la aproximación de "formación instantánea de estrellas". La conversión de la calibración de Madau et al. (1998) asumiendo una Función de Masa Inicial (Initial Mass Function, IMF por sus siglas en inglés) de Salpeter (1955) con límites de masa de 0.1 y $100M_{\odot}$ está dada por:

$$SFR[M_{\odot}yr^{-1}] = 1.4 \times 10^{-28} L_{\nu}[erg\ s^{-1}Hz^{-1}] \quad (1.3)$$

donde L_{ν} es la luminosidad específica radiada por unidad de masa inicia. Una de

las ventajas de usar este calibrador es que se puede aplicar a galaxias en un amplio rango de desplazamientos hacia el rojo ($z \sim 1-5$). Sin embargo tiene la desventaja de ser sensible a la extinción y a la forma de la IMF. Además, la distribución espacial de la extinción no está muy bien caracterizada originando que la calibración global sea un problema a resolver. El efecto de la IMF es común a otros indicadores directos. La emisión dominante en el intervalo de longitudes de onda utilizado, proviene de estrellas que tienen masas mayores a $5M_{\odot}$, de forma que la determinación de la tasas de formación estelar implica extrapolar a estrellas de masas menores.

Líneas de recombinación $H\alpha$

Las zonas de formación estelar están rodeadas por nubes de gas ionizado, este gas está compuesto principalmente por hidrógeno y helio. En el plasma se crea un equilibrio entre los átomos de hidrógeno ionizado por los fotones con energía suficiente ($\lambda < 912\text{\AA}$) y las recombinaciones entre electrones libres y protones para formar átomos de hidrógeno. El número de ionizaciones producidos por los fotones más allá del límite de Lyman ($\lambda = 912\text{\AA}$) es igual al número de recombinaciones a niveles meta-estables del átomo de hidrógeno. Las recombinaciones al nivel base producen fotones con la energía suficiente como para ionizar otro átomo. En general estos fotones vuelven a ser absorbidos por otro átomo neutro inmediatamente, a este proceso se le conoce como caso B de recombinación. Dado que las líneas de recombinación emiten la luminosidad reprocesada de la población estelar principal, éstas proporcionan información sobre la población de estrellas jóvenes y de elevada masa. Las aplicaciones principales de este método se basan en la medida de $H\alpha$, pero también se han utilizado otras líneas de recombinación como $H\beta$, $P\alpha$, $P\beta$, $Br\alpha$ y $Br\gamma$ (Kennicutt 1998).

El factor de conversión entre el flujo ionizante y las tasas de formación estelar se calcula normalmente utilizando un modelo de síntesis evolutiva. Las estrellas con masas $>10M_{\odot}$ y vidas menores que 20Myr son las únicas capaces de producir radiación que contribuye de manera significativa al flujo ionizante, de modo que las líneas de emisión proporcionan un trazador casi instantáneo de la tasa de formación estelar, es decir, la formación estelar más reciente (Kennicutt 1998).

La conversión de la calibración de Kennicutt et al. (1994) y Madau et al. (1998) asumiendo una IMF de Salpeter (1955) con límites de masa inferior y superior de $0.1 - 100M_{\odot}$ está dada por:

$$\text{SFR}[M_{\odot}\text{yr}^{-1}] = 7.9 \times 10^{-42} L(H\alpha)[\text{ergs}^{-1}] = 1.08 \times 10^{-53} Q(H^0)(s^{-1}) \quad (1.4)$$

donde $Q(H^0)$ es la luminosidad del fotón ionizante, $L(H\alpha)$ es la luminosidad de la línea $H\alpha$, y la calibración de $H\alpha$ se calcula para la recombinación del Caso B a $T_e=10,000$ K. Glazebrook et al. (1999) compara las calibraciones utilizando diferentes modelos de evolución estelar, metalicidades e IMF dando como resultado una diferencia de 30 % entre las diferentes calibraciones publicadas, observando que la mayor parte de la dispersión es debida a los modelos de atmósferas y a las diferentes trazas evolutivas.

Una de las principales ventaja del uso de este método es su gran sensibilidad y la relación directa entre la emisión de la línea y la SFR de estrellas masivas. Sin embargo, una de las principales limitaciones está en su sensibilidad a la función inicial de masas y a la extinción.

Dado que el flujo ionizante es producido principalmente por estrellas con masas por arriba de $10 M_{\odot}$, las tasas de formación estelar calculadas son más sensibles a la forma de la IMF. La SFR suponiendo una IMF de Scalo es tres veces mayor que con una IMF de Salpeter (Kennicutt 1998).

Dada la naturaleza de la emisión, $H\alpha$ y el UV tienen un comportamiento diferente cuando un brote de formación estelar termina. El continuo UV decrece más lentamente que $H\alpha$ debido que se origina de un rango de estrellas de la secuencia principal con vidas más largas. Las estrellas capaces de emitir en el rango UV sensible a la SFR tienen masas mayores que $5M_{\odot}$, mientras que aquellas estrellas capaces de emitir significativamente por encima de $\lambda=912\text{\AA}$ tiene masa mayores que $10M_{\odot}$ (Kennicutt 1998).

Líneas prohibidas

La línea de emisión $H\alpha$ desaparece del rango visible debido al desplazamiento al rojo cosmológico de las galaxias alrededor de $z \sim 0.5$. La línea de emisión más intensa que aparece a longitudes de onda menores es el doblete de $[OII]\lambda 3727$.

Las líneas de emisión prohibidas de elementos metálicos producidas en las regiones HII pueden estar correlacionadas con la tasa de formación estelar. Sin embargo esta correlación no es directa. Esto se debe a que, además del flujo ionizante, la intensidad de las líneas depende de manera directa de las condiciones de excitación y de la abundancia del elemento que las origina. Afortunadamente, la línea $[OII]\lambda 3727$ tiene un comportamiento aceptable como trazador y se puede calibrar empíricamente a través de $H\alpha$ (Kennicutt 1998).

La SFR derivada a partir de $[OII]\lambda 3727$ no es tan precisa como la SFR derivada a partir de $H\alpha$, dado que la relación $[OII]/H\alpha$ varía de manera significativa de galaxia en galaxia. También puede ser sensible a errores sistemáticos debidos a la extinción. Por otra parte la calibración de $[OII]\lambda 3727$ no se ve significativamente afectada por la abundancia metálica.

Continuo Infrarrojo lejano (FIR)

Una porción considerable de la luminosidad de una galaxia se ve fuertemente disminuida por el polvo. Las longitudes en el rango del UV son las longitudes que más se ven afectadas. Las longitudes en el UV son absorbidas por el polvo calentándolo, esta radiación a su vez es reemitida en el rango de $10-300\mu m$. Por consiguiente la emisión en el infrarrojo lejano (FIR, por sus siglas en inglés) puede ser un trazador de las poblaciones jóvenes y de la SFR (Madau & Dickinson 2014).

La contribución de las estrellas jóvenes al calentamiento del gas y la profundidad óptica del polvo en las regiones de formación estelar marcan la eficiencia de la luminosidad del FIR como calibrador de la SFR. El caso más simple se da cuando la opacidad del polvo es considerable, por lo que la luminosidad FIR puede cuantificar la luminosidad total del brote de formación estelar. En general la situación es más

compleja. Hay distintas componentes dentro del polvo, las estrellas viejas o un núcleo activo galáctico pueden contribuir al calentamiento del polvo y el espesor óptico del polvo varía de un caso a otro, por lo que probablemente no hay una calibración única para todos los tipos de galaxias. La luminosidad FIR comparte la sensibilidad al valor adoptado de la IMF y a la metalicidad. Por otro lado este trazador no se ve prácticamente afectado por la extinción del polvo (Madau & Dickinson 2014).

La relación que existe entre los trazadores $H\alpha$ y FIR es buena para luminosidades $L_{IR} < 10^{11} L_{\odot}$. Las galaxias con luminosidades mayores se denominan de manera general galaxias luminosas en el infrarrojo (Luminous Infrared Galaxy, LIRG por sus siglas en inglés). Para LIRGs, el trazador $H\alpha$ pierde una parte de la formación estelar que aumenta con la luminosidad en el infrarrojo (Cardiel et al. 2003). Además hay evidencia observacional de que las líneas de Balmer $H\alpha$ y $H\beta$ no se forman en la misma región que la que emite la luminosidad infrarroja (Cardiel et al. 2003). El caso extremo son las galaxias ultraluminosas en el infrarrojo⁹ (UltraLuminous Infrared Galaxy, ULIRG por sus siglas en inglés), cuya luminosidad en el infrarrojo $L_{IR} < 10^{12} L_{\odot}$ (Madau & Dickinson 2014).

1.5. Plano Tasa de formación estelar-Masa estelar

Las galaxias formadoras de estrellas (SFG, por sus siglas en inglés) son galaxias cuya fuente de ionización principalmente son estrellas de tipo OB, ya que estas estrellas están directamente relacionadas con la formación estelar reciente debido a su corta vida (e.g., Pozzetti, L. et al. 2010). Por otra parte las galaxias retiradas son galaxias con una escasez de gas ionizado o con gas ionizado por estrellas viejas. En las galaxias retiradas se tiene poca (e.g., Gomes, J. M. et al. 2016) o ninguna formación de estrellas (e.g., Fernandes et al. 2010).

Para clasificar a las galaxias como SFG o RG se utiliza la SFR la cual puede ser estimada (como se vio en la Sección 1.4) por diferentes trazadores como la luminosidad Ultravioleta (UV), Infrarrojo lejano (Far Infra Red, FIR por sus siglas en

⁹El prototipo de ULIRG es Arp 220.

inglés), y por procesos de recombinación. Sin embargo estos trazadores son sensibles a la extinción y a los efectos geométricos como la inclinación, de modo que presentan un sesgo debido a estos factores. El efecto que tiene la inclinación y la extinción sobre los perfiles radiales recuperados es significativo en la galaxia dominada por discos solo para inclinaciones altas ($>70^\circ$), esto se debe a que la luz tiene que atravesar una mayor cantidad de polvo y, por lo tanto, la atenuación observada es más similar a la del lado más cercano de la galaxia que a la de la galaxia en si, mientras que para la galaxia dominada por bulbos el efecto no es tan grande comparado con las galaxias dominadas por disco, para la inclinación de 45° este efecto geométrico es en realidad pequeño, este sesgo está dominado por el efecto geométrico de la inclinación sobre la atenuación del polvo observada a lo largo de la línea de visión (Ibarra-Medel et al. 2018).

Cuando graficamos la SFR derivada de los datos integrados utilizando la luminosidad $H\alpha$ corregida por el polvo de una galaxia (o cualquier otro estimador SFR, por ejemplo, Catalán-Torrecilla, C. et al. 2015) contra la masa estelar (M_*) se puede distinguir claramente las dos poblaciones SFG y RG, además, estas poblaciones están bien separados por el valor medio de la $EW(H\alpha)$ (siendo $3-6\text{\AA}$ un límite claro, por ejemplo Cano-Díaz et al. (2016)). Se usa $EW(H\alpha)$ ya que es un muy buen parámetro del estado de ionización y de la intensidad de la SFR (ver definición en Sec. 1.4.1 Kennicutt 1998).

La forma en la que se distribuyen las SFG está bien caracterizada por una estrecha relación log-log observada entre el SFR y M_* . Esta relación, conocida como la secuencia principal de formación estelar (SFMS, por sus siglas en inglés) de las galaxias, ha sido estudiada utilizando datos tanto de apertura simple como IFS con un bajo corrimiento al rojo (e.g., Cano-Díaz et al. 2016; Brinchmann et al. 2004; Noeske et al. 2007; Gavazzi, G. et al. 2010). En general, se ha observado que en cualquier corrimiento al rojo la dispersión es de $\sim 0.2 - 0.3$ dex en SFR en, también se ha observado una pendiente ligeramente menor que uno en un corrimiento al rojo bajo (~ 0.8 dex). Presenta una clara evolución en el punto cero que aumenta con el corrimiento al rojo (e.g., Speagle et al. 2014). Por otra parte, las RG se distribuyen por debajo de

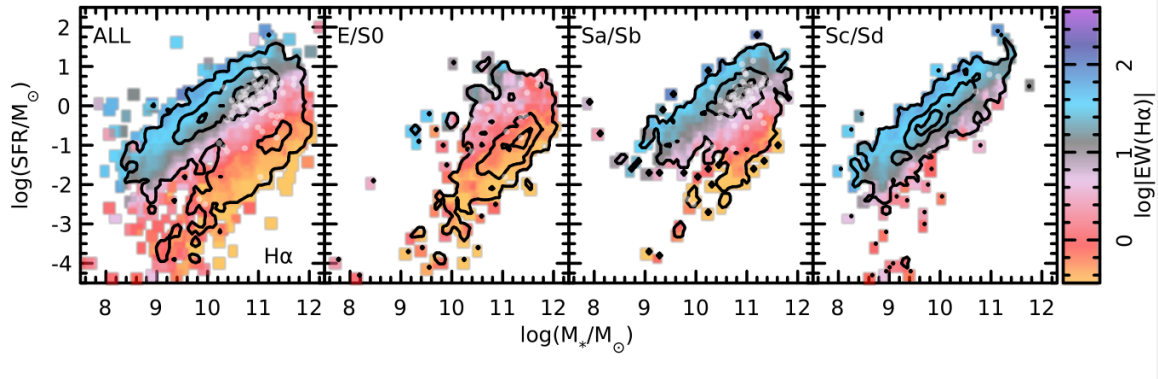


Figura 1.7: Diagrama SFR- M_{*} para todas las galaxias incluidas en la compilación IFS presentada a lo largo de la revisión de Sánchez (2020) (panel izquierdo), y en diferentes subgrupos segregados por morfología, de tipos más tempranos a tipos más tardíos, de izquierda a derecha. Todos los paneles representan la distribución adoptando la SFR estimada con base al polvo corregido integrado la luminosidad $\text{H}\alpha$. En cada panel, los contornos corresponden a la densidad de puntos, y cada contorno incluye un 95 %, 50 % y 10 % de los puntos. En todos los paneles, el logaritmo del ancho equivalente de $\text{H}\alpha$ está codificado por colores. (Sánchez 2020)

la SFMS, siguiendo una relación considerablemente más dispersa con la M_{*} (similar a una nube), que corresponde en general a la ubicación esperada para un $\text{EW}(\text{H}\alpha) \sim 1\text{\AA}$ (e.g. Stasińska et al. 2008). En medio de los dos grupos hay un área con una densidad numérica de galaxias mucho menor comparada con la densidad numérica de las SFG y las RG, conocida como el valle verde (GV, por sus siglas en inglés). Las galaxias en GV (o GVG) se consideran galaxias en tránsito entre SFG y RG, y su número reducido se ha interpretado como una consecuencia de un proceso rápido que hace que las galaxias transiten de las SFG a las RG (e.g., Bell et al. 2004).

1.6. IFUS (Unidades de Campo Integral)

1.6.1. Espectroscopía

La espectroscopía es el estudio de la interacción entre la radiación electromagnética y la materia, con absorción o emisión de energía radiante. Tiene aplicaciones en astronomía, física, química y biología, entre otras disciplinas científicas.

El mecanismo por el cual la materia emite radiación electromagnética es el dominio

de la espectroscopia. La radiación electromagnética se atribuye a las diferencias de energía en las transiciones de los electrones de unos niveles atómicos a otros. Estudia en qué frecuencia o longitud de onda una sustancia puede absorber o emitir energía en forma de un cuanto de luz.

La energía de un fotón (un cuanto de luz) de una onda electromagnética o su correspondiente frecuencia equivale a la diferencia de energía entre dos estados cuánticos de la muestra estudiada

$$\Delta E = \frac{hc}{\lambda} \quad (1.5)$$

donde h es la constante de Planck, c es la velocidad de la luz, λ es la longitud de onda del haz de luz u onda electromagnética asociada a ese cuanto de luz y ΔE es la diferencia de energía. Esta ecuación es fundamental para la espectroscopía. Las diferencias de energía entre estados cuánticos dependen de la composición elemental de la muestra o de la estructura de la molécula, y por eso este método proporciona información importante a la astronomía.

1.6.2. IFUs

La tasa de formación de estrellas es uno de los principales parámetros utilizados para analizar la evolución de las galaxias a través del tiempo. La necesidad de recuperar la luz reprocesada por el polvo comúnmente requiere el uso de datos de infrarrojo lejano de baja resolución espacial. Las luminosidades de las líneas de recombinación ofrecen una alternativa, aunque, las correcciones inciertas de extinción de polvo basadas en imágenes de banda estrecha o espectroscopía de rendija larga han planteado tradicionalmente un límite a su aplicabilidad. La espectroscopía de campo integral (Integral Field-Spectroscopy, IFS por sus siglas en inglés) es claramente la manera de superar este tipo de limitación.

Así, se han desarrollado instrumentos llamados Unidades de Campo Integral (Integral Field Unit por sus siglas en inglés IFUs). Un espectrógrafo de campo integral, o un espectrógrafo equipado con una unidad de campo integral, es un instrumento óptico que combina capacidades espectrográficas y de imágenes, que se utiliza para

obtener espectros resueltos espacialmente. En un IFU el campo de visión se divide en muchas células o segmentos (como las omatidias¹⁰ de algunos insectos) para obtener una visión completa del conjunto. Las IFUs son ampliamente utilizadas en teledetección¹¹ (o detección remota terrestre) y más específicamente en la predicción meteorológica y la monitorización en desastres naturales y cambio climático.

En astronomía las IFUs se utilizan para estudiar objetos extensos, como nebulosas, galaxias o cúmulos cargados de estrellas, en una sola toma, usando esta técnica conocida como espectroscopía de campo integral. La IFS se ha convertido en una subdisciplina importante de la astronomía óptica, con la proliferación de telescopios de gran apertura y alta resolución, donde existe la necesidad de estudiar los espectros de objetos extendidos en función de la posición o de grupos de muchos objetos discretos, estrellas o fuentes puntuales en un campo pequeño. Estas mismas investigaciones espectroscópicas se han realizado previamente con espectrógrafos de rendija larga en los que el espectro se dispersa perpendicularmente a la rendija y se obtiene resolución espacial en la dimensión a lo largo de la rendija. Luego, al escalonar la posición de la rendija, se puede obtener el espectro de puntos en el campo de la imagen, pero el proceso es comparativamente lento y desperdicia el tiempo del telescopio potencialmente restringido. Los espectrógrafos de campo integral se utilizan para acelerar tales observaciones obteniendo simultáneamente espectros en un campo bidimensional. A medida que la resolución espacial de los telescopios en el espacio (y también de los instrumentos terrestres que utilizan óptica adaptativa) ha mejorado rápidamente en los últimos años, la necesidad de tales instrumentos multiplexados se ha vuelto cada vez más urgente.

En este método de IFS, la señal de cada celda o píxel del campo se vuelca en un espectrógrafo, que luego genera un espectro para cada píxel individual. Con todos los espectros resultantes se forma un cubo de datos (figura 1.8a) que contiene todo el

¹⁰Las omatidias son unidades sensoriales formadas por células fotorreceptoras capaces de distinguir entre la presencia y la falta de luz y, en algunos casos, capaces de distinguir entre colores.

¹¹La detección remota es la adquisición de información a pequeña o gran escala de un objeto o fenómeno, ya sea usando instrumentos de grabación o instrumentos de escaneo en tiempo real inalámbricos o que no están en contacto directo con el objeto (como por ejemplo aviones, satélites, astronave, boyas o barcos). En la práctica, la teledetección consiste en recoger información a través de diferentes dispositivos de un objeto concreto o un área.

campo de visión en 2D, además de la tercera dimensión obtenida por el espectrógrafo, que divide la luz en sus diferentes colores o longitudes de onda (figura 1.8b).

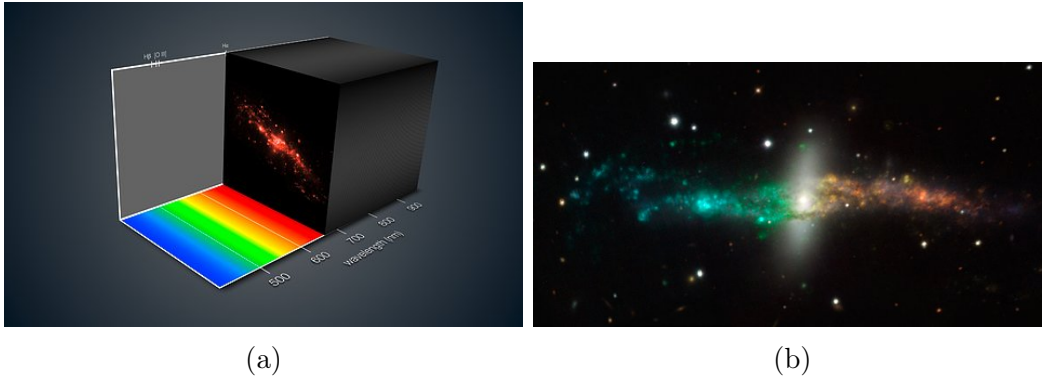


Figura 1.8: (a) Galaxia NGC 4650A vista por MUSE. (b) Imagen de MUSE de NGC 4650A con código de colores. Crédito: ESO/Consorcio MUS/R. Bacon.

1.6.3. Técnica Instrumental IFUs

Un espectrógrafo de campo integral consta de dos componentes: el espectrógrafo y una unidad de campo integral (IFU). El trabajo de la IFU es dividir el plano espacial 2D en una matriz continua. Esta división del campo de visión se puede lograr de tres formas que usan diferentes técnicas. Las tres técnicas principales aplicadas en astronomía se describen a continuación:

Una matriz de microlentes

En este tipo de IFU, se coloca una matriz de microlentes (MicroLens Array por sus siglas en inglés MLA) en el plano de las rendijas de entrada del espectrógrafo, que actúa esencialmente como píxeles espaciales o spaxels¹². Todos los haces generados por la MLA se alimentan luego a través de un elemento dispersivo y son captados por una cámara, lo que da como resultado un espectro para cada micro lente individual. Debido a que los puntos son pequeños, es posible inclinar la MLA alrededor del

¹²Esta es la medida mínima en un cubo de datos óptico. Unión de dos palabras que son: espacio (Space en inglés) y píxel. Píxeles en el espacio: Un nuevo modo de visualización espacial, introducido en el 2012, (Horst Hörtner, Matthew Gardiner, Roland Haring, Christopher Lindinger, Florian Berger).

eje óptico del sistema para que los espectros no caigan uno encima del otro, lo que permite muestrear la imagen de entrada de forma contigua (figura 1.9) (diferenciando esta técnica de la espectroscopia sin rendija). La desventaja es que la longitud del espectro que se puede producir sin superposición es muy pequeña y el empaquetado del CCD no es tan eficiente así mismo es superior a la espectrografía de rendija larga para propósitos de alta resolución espacial (Bacon et al. 1995). Instrumentos como SAURON en el telescopio William Herschel y el subsistema SPHERE IFS en el VLT utilizan esta técnica.

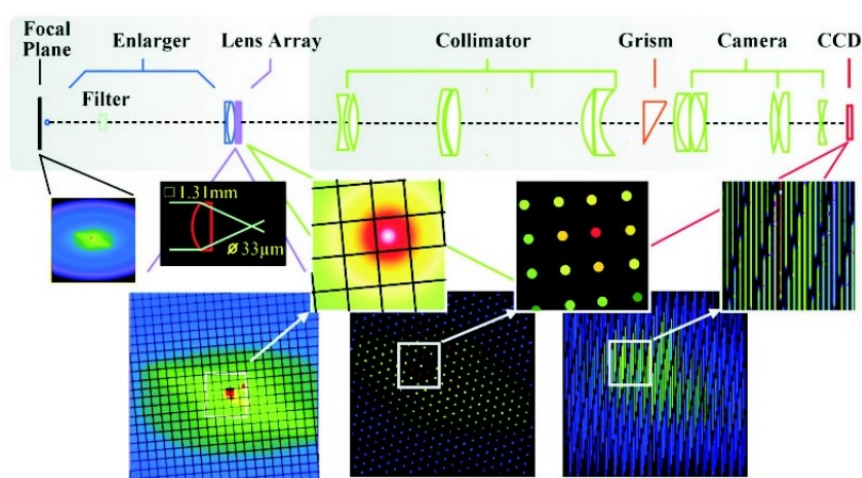


Figura 1.9: Diseño óptico de SAURON, un espectrógrafo de campo integral basado en una matriz de lentes (Bacon et al. 2001). La imagen de entrada de una galaxia se muestra en el plano focal del telescopio y luego sucesivamente en varios planos dentro del espectrógrafo. En la salida, se registran múltiples espectros en un CCD.

Un Haz de Fibras (con o sin microlentes)

Actualmente, esta es la técnica más utilizada. Pueden utilizarse solos o en combinación con una matriz de microlentes. Aquí, la luz de los objetivos de interés es capturada por una matriz de fibras, la imagen de entrada se forma frente a un haz 2D de fibras ópticas que transfieren la luz a la rendija del espectrógrafo. La flexibilidad de las fibras permite reformatear el campo de visión redondo / rectangular en una (o más) rendijas", desde donde la luz se dirige al espectrógrafo, y los espectros se obtienen sin cambios de longitud de onda entre ellos (figura 1.10). Las desventajas

de estas técnicas son: (a) el muestreo del cielo no es contiguo ya que hay espacios entre los núcleos de las fibras (las fibras son cilíndricas) y (b) las fibras no funcionan eficientemente en las relaciones focales lentas en las que la mayoría de los telescopios trabajan esto resulta en la degradación de la relación focal¹³ (Focal Ratio Degradation por sus siglas en inglés FRD, dos Santos et al. 2014). La desventaja (a) puede superarse colocando una serie de microlentes contiguas delante del haz de fibras para enfocar toda la luz recogida por esa microlente en la fibra (las formas de las microlentes son normalmente cuadradas o hexagonales y, por tanto, pueden empaquetarse contiguas). Esta técnica es utilizada por instrumentos en muchos telescopios (como en el Telescopio William Herschel), y particularmente en grandes estudios de galaxias actualmente en curso, como CALIFA (Calar Alto Legacy Integral Field Area Survey) en el Observatorio de Calar Alto , SAMI (Sydney-AAO Multi-object Integral field spectrograph) en el Observatorio Astronómico de Australia y MaNGA Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory), que es una de los cartografiados que componen a Sloan Digital Sky Survey.

Un rebanador de imagen

La imagen de entrada se forma en un espejo que está segmentado en secciones horizontales delgadas, enviando cada “rebanada” en direcciones ligeramente diferentes. Se dispone un segundo espejo segmentado para ‘reformatear’ los cortes de modo que, en lugar de estar uno encima del otro, ahora se colocan de extremo a extremo para formar la rendija del espectrógrafo (figura 1.11). La ventaja de esta técnica es que se evita la FRD y la disposición de corte proporciona una cobertura contigua del campo con una resolución espacial potencialmente alta. Debido a que este sistema utiliza solo espejos, es especialmente adecuado para infrarrojos, ya que es inherentemente acromático y puede enfriarse a temperaturas criogénicas¹⁴(e.g., Content 1997). Las

¹³La degradación de la ración focal (FRD) es un cambio en la distribución angular de la luz causado por la fibra óptica. La FRD es importante para los sistemas astronómicos espectroscópicos alimentados con fibra porque puede causar pérdida de señal, degradación en la resolución espectral o mayor complejidad en el diseño del espectrógrafo.

¹⁴Las temperaturas criogénicas se define como la temperatura a la que se alcanza la ebullición del nitrógeno molecular o a temperaturas más bajas, esto significa 77.36 grados kelvin o -195.79 grados

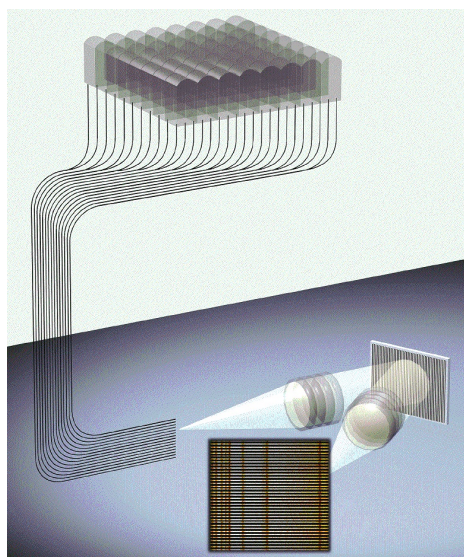


Figura 1.10: El muestreo espacial es proporcionado por una matriz de lentes, sobre cuya superficie frontal se proyecta una imagen ampliada del plano focal del telescopio. Para instrumentos como PMAS, el campo de visión es pequeño: típicamente del orden de varios segundos de arco. Cada lente de la matriz crea una imagen diminuta en la entrada del sistema óptico, de varias decenas de micrómetros de tamaño. En la ubicación de este punto, se une una fibra óptica a la matriz de lentes, lo que proporciona un acoplamiento a un espectrógrafo en el otro extremo de la guía. La flexibilidad de las fibras se puede utilizar para reorganizar el formato cuadrado de la matriz de lentes para formar una pseudo-hendidura lineal en la entrada del colimador espectrógrafo. La luz de cada fibra se dispersa por la rejilla y se proyecta como un espectro único en el detector. Dado que hay muchas fibras en la pseudo-ranura, se genera una familia de espectros simultáneamente en el CCD. Es necesario un software de reducción de datos dedicado para extraer automáticamente varios cientos de espectros y eliminar firmas instrumentales para crear el cubo de datos final. Crédito: CAHA

posibles desventajas son: (a) que el muestreo a lo largo de los cortes es el mismo que el proporcionado naturalmente por el telescopio, lo que significa que hay un alcance reducido para incluir un cortador dentro de un espectrógrafo que también debe tener un modo de rendija larga normal y (b) el sistema óptico puede ser voluminoso y difícil de fabricar. Un instrumento que utiliza esta técnica es, por ejemplo, UVES en el Very Large Telescope, Gemini NIFS y MUSE.

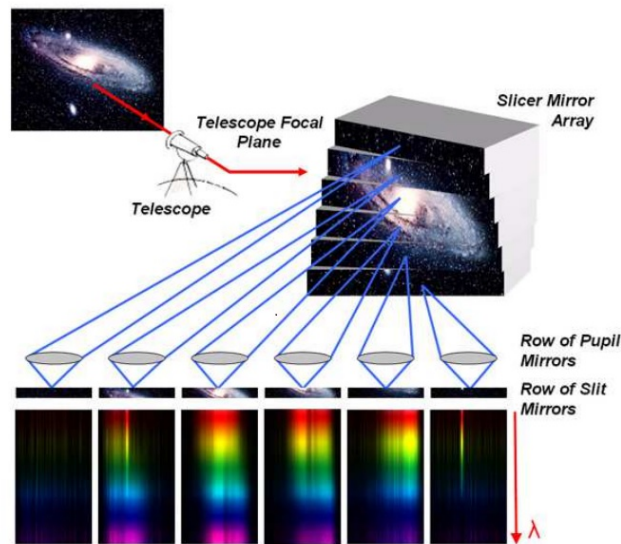


Figura 1.11: El principio de un cortador de imágenes. La matriz de espejos cortadores, ubicada en el plano de la imagen del telescopio, divide el campo de visión de entrada (Field Of View FOV) y vuelve a crear las pupilas de salida del telescopio a lo largo de una línea en los espejos de las pupilas. Cada espejo de la pupila vuelve a crear una imagen de su correspondiente corte del campo de visión de entrada en su correspondiente espejo de corte ubicado en el plano focal del espectrógrafo (plano de corte). El FOV reformateado actúa como la hendidura de entrada en el espectrógrafo donde todos los cortes están alineados como una hendidura pseudolarga. (Vives & Prieto 2006)

Las tres técnicas aplicadas en astronomía producen como resultado un cubo de datos (figura 1.12) con dos dimensiones espaciales y una dimensión que es la longitud de onda del espectro asociado.

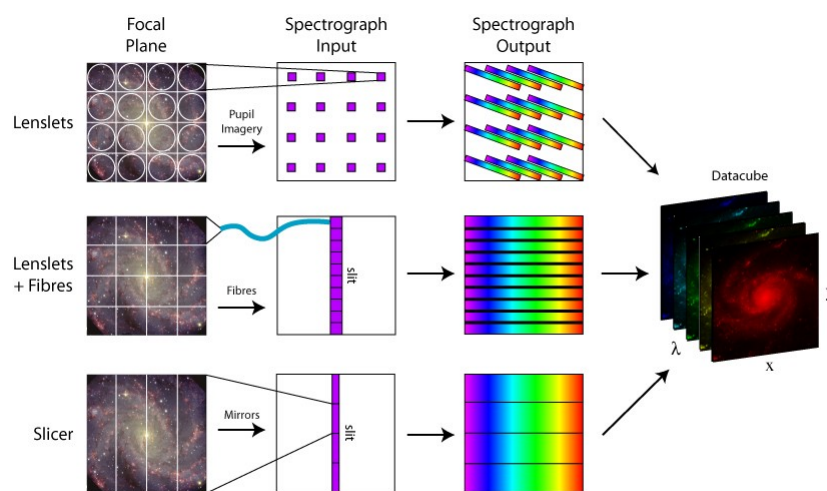


Figura 1.12: Las tres técnicas con IFU más usadas en astronomía

Capítulo 2

Cartografiados de IFUs

En esta sección se realizará una breve descripción de los cartografiados de IFUs más relevantes que se tienen en la actualidad y de las características más importantes de cada uno de ellos. Como se describió en la sección 1.6, IFS es una técnica que ha sido utilizada para estudiar con detalle algunas propiedades espectroscópicas resueltas espacialmente, tales como la cinemática estelar y gaseosa (e.g, Cappellari et al. (2011)), la exploración de las condiciones de ionización en diferentes regiones entre otros (e.g, López-Cobá et al. (2016)) .

Uno de los principales problemas en el desarrollo de las IFS se debió a la complejidad para analizar y reducir datos lo cual provocó que esta técnica no fuese utilizada para estudiar muestras más grandes de galaxias. Gracias al incremento en las capacidades de cómputo fue como algunos grupos implementaron la técnica e IFS como una técnica de uso cada vez más frecuente y al mismo tiempo extendió su uso como una herramienta en los cartografiados.

2.1. Principales Cartografiados

Uno de los primeros proyectos en intentar realizar un estudio de galaxias con IFS fue SAURON (Spectroscopic Areal Unit for Research on Optical Nebulae) (Bacon et al. 2001). SAURON exploró las regiones centrales de una muestra de 72 galaxias de tipo temprano (E, S0, Sa) en el universo cercano ($< 42Mpc$) (de Zeeuw et al.

2002). Posteriormente, Atlas3D fue el proyecto en continuar con el mismo objetivo científico que SAURON, Atlas3D utilizó el mismo instrumento que SAURON para estudiar las regiones centrales ($R < 1,5R_e$) de una muestra de 260 galaxias de tipo temprano (E, S0, Sa) y a las mismas distancias cosmológicas (Cappellari et al. 2011). La mayoría de los resultados de ambas cartografiados fueron revisados recientemente por Cappellari (2016).

Por otra parte, algunos de los primeros proyectos en explorar las galaxias espirales mediante la técnica de IFS fueron (i) Disk Mass Survey (por sus siglas en inglés DMS, Bershady et al. (2010)); (ii) el cartografiado PINGS (Rosales-Ortega et al. 2010); (iii) el proyecto VENGA (Blanc et al. 2010) y (iv) la encuesta piloto CALIFA (Sánchez et al. 2010). La mayoría de estos proyectos se centraron en el estudio del gas ionizado y, en algunos casos, de las poblaciones estelares, más que en la dinámica estelar y del gas.

La mayoría de estos proyectos se dedicaron a observar solo algunas de las propiedades, aun teniendo una muestra significativa de galaxias, es decir, la mayoría de los proyectos no abarca todos los tipos morfológicos, solo cubren un rango pequeño de masas, tampoco cubren un amplio rango de luminosidad, color, entre otros (por ejemplo, Atlas3D observó solo galaxias tipo E, S0 y espirales tempranas Sa).

CALIFA (Iniciado en el 2010) es el primer cartografiado realizado con IFS que estudió una muestra representativa de una población de galaxias del universo cercano, también es el primer estudio de galaxias realizado con IFS con el objetivo de entregar los datos libremente a la toda comunidad, de fácil acceso y completamente documentados. A esta misma filosofía se sumaron los principales cartografiados realizados con IFS actuales, como son: MaNGA [para mayor detalle ver]][Bundy2015 y SAMI (para mayor detalle ver Croom et al. 2012).

Además de estos cuatro principales cartografiados mostrados en la Tabla 2.1, también se cuenta con una gran compilación de observaciones IFS de galaxias en el universo cercano realizadas con MUSE (Bacon et al. 2010). MUSE es el IFU que cuenta con la mejor relación entre muestreo espacial, resolución, FoV y resolución espectral. Sin embargo, tiene un rango de longitud de onda limitado en el rango óptico azul (corte

Parámetros	MaNGA ^a	SAMI ^b	CALIFA ^c	ATLAS3D ^d
Tamaño Actual de la Muestra	6850	2400	974	260
Rango del Redshift	0.01-0.15	0.01-0.1	0.005-0.03	$z \lesssim 0.01$
Redshift promedio	0.03	0.04	0.015	
Cobertura	1.5R _e (2/3), 2.5R _e (1/3)	~ 1R _e	>2.5R _e	0.6-1.5R _e
S/N a r_e por spaxel	20	10	50	
S/N a r_e por arcsec	40	20	50	
Rango de longitud de onda (Å)	3600-10300	3700-5700/6250-7350	3700-7500	4800-5380
Resolución espectral (σ)	80km/s	75/28 km/s	85/150 km/s	98km/s
Resolución espacial (FWHM)	2.5"	2.3"	2.5"	1.5"
Resolución espacial física (kpc)	2.5[0.5,6.5]	2.2[0.4,4.6]	0.8[0.3,1.5]	0.15
Tamaño del telescopio	2.5m	3.6m	3.5m	4.2m

Tabla 2.1: Resumen de las principales propiedades de los diferentes cartografiados de Espectroscopia de Campo Integral, se muestran las propiedades principales.^a(Bundy et al. 2015), ^b(Croom et al. 2012), ^c(Sánchez, S. F. et al. 2012), ^d(Cappellari et al. 2011). Tabla tomada de Sánchez (2020).

a 4650 Å), lo cual afecta de manera significativa cualquier análisis de las poblaciones estelares con bajo corrimiento al rojo.

CALIFA es el cartografiado tiene la mejor relación entre resolución espacial, fracción cubierta de la extensión de la galaxia y número de elementos espectrales muestreados, por lo que, para un análisis sobre las propiedades resueltas espacialmente, CALIFA puede presentar una ventaja sobre MaNGA o SAMI. Sin embargo, la muestra de CALIFA contiene un número menor de galaxias comparado con MaNGA o SAMI, de modo que para para las estadísticas de galaxias, la muestra de MaNGA es mucho mejor. También ofrece un rango de longitud de onda más amplio y una resolución espectral ligeramente mejor (ver 2.1). Es necesario mencionar que aunque SAMI ofrece el campo de visión más pequeño, tiene (por mucho) la resolución espectral más alta (en el rango de longitud de onda roja). De modo que, para la cinemática (en particular la de gas), proporciona estimaciones más precisas. En general, estos cartografiados se complementan, compensando de alguna manera las limitaciones de cada uno.

2.2. Cartografiado CALIFA

El Proyecto CALIFA (Calar Alto Legacy Integral Field Area) observó una muestra estadísticamente bien definida de ~600 galaxias en el universo local ($0.005 < z < 0.03$)

usando 250 noches de observación con el espectrofotómetro de apertura múltiple de Potsdam (PMAS¹, por sus siglas en inglés) en conjunto con el haz de fibras PPak. El PPak es un IFU basado en fibra implementado como un módulo en el PMAS existente. El propósito de PPak es proporcionar un campo de visión extendido con una gran potencia de captación de luz para cada elemento espacial, así como una resolución espectral adecuada. El sistema PPak está constituido por 382 fibras, de estas, 331 fibras son fibras de objeto, 36 fibras de cielo y 15 fibras de calibración. El objeto y las fibras del cielo recogen la luz del plano focal detrás de una lente reductora focal. Las fibras del objeto de PPak, cada una de 2.7" de diámetro (figura 2.1), proporcionan un campo de visión hexagonal contiguo de 74" \times 64" en el cielo, con un factor de llenado del 60 %. El rango de longitud de onda de operación es de 400 a 900 nm. El PPak IFU, junto con el espectrógrafo PMAS, están destinados al estudio de objetos extendidos de baja luminosidad superficial, ofreciendo una optimización de la potencia total de captación de luz y la resolución espectral (Kelz et al. 2006).

Este IFU se encuentra montado en el telescopio Calar Alto de 3.5 m, tiene un campo de visión hexagonal de $\sim 1.3'$, con un factor de cobertura del 100 % mediante la adopción de un esquema de difuminado de tres puntas (*three-pointing scheme* en inglés). Cada galaxia es observada con dos configuraciones espectrales, V500 y V1200. Cada configuración de rejillas cubre un rango específico de longitud de onda, la rejilla V500 cubre un rango de 3745 a 7300Å, mientras que la V1200 cubre un rango de 3650 a 4840Å (Sánchez et al. 2012)

Los datos analizados cumplen con un conjunto de controles de calidad y análisis exploratorio: (i) los cubos de datos finales alcanzan una profundidad de brillo superficial límite de 3σ de ~ 23.0 mag/arcsec² para los datos con la rejilla V500 (~ 22.8 mag/arcsec² para V1200); (ii) aproximadamente ~ 70 % del campo de visión cubierto está por encima de este límite de 3σ ; (iii) los datos tienen una calibración de flujo relativo de azul a rojo dentro de un pequeño porcentaje en la mayor parte del

¹PMAS, el espectrofotómetro de apertura múltiple de Potsdam, es un instrumento de campo integral desarrollado en el Instituto de Astrofísica de Potsdam (AIP por sus siglas en inglés). Actualmente está montado en el telescopio de 3.5m del Observatorio de Calar Alto en España y está disponible como instrumento de uso común desde el 1 de julio de 2002.

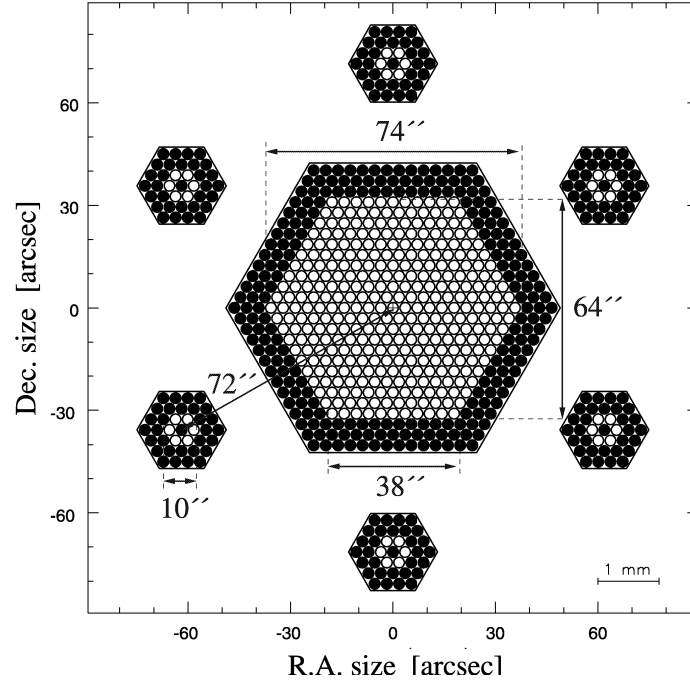


Figura 2.1: Diseño y dimensiones del IFU de PPak. El hexagonal central está formado por 331 fibras de objeto rodeadas por seis IFU de cielo. Tenga en cuenta que solo los círculos blancos representan fibras activas, mientras que los negros son amortiguadores protectores. Cada círculo representa el núcleo de fibra, el revestimiento y el material de protección combinados. El tamaño físico de la IFU central es de solo 4 mm y su cobertura en el cielo es de más de $1'$. (Kelz et al. 2006)

rango de longitud de onda; (iv) la calibración de flujo absoluto tiene una precisión de $\pm 8\%$ con respecto a SDSS; (v) la resolución espectral medida es $\sim 85 \text{ km s}^{-1}$ para V1200 ($\sim 150 \text{ km s}^{-1}$ para V500); (vi) la precisión estimada de la calibración de la longitud de onda es $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$ para los datos del V1200 ($\sim 10 \text{ km s}^{-1}$ para los datos del V500); (vii) los espectros CALIFA y SDSS de apertura coincidente son cualitativa y cuantitativamente similares (Sánchez et al. 2012).

Capítulo 3

Metodología

Como se mencionó anteriormente (ver Capítulo 2) CALIFA ofrece la mejor relación entre resolución espacial, fracción cubierta de la extensión de la galaxia y número de elementos muestreados, también ofrece un rango de longitud de onda más amplio y una resolución espectral ligeramente mejor (Sánchez 2020), por lo que, para los fines de este trabajo, se ha utilizado los cubos de datos obtenidos por CALIFA al proporcionarnos un análisis detallado de las propiedades resueltas espacialmente.

3.1. Selección de la muestra

El conjunto de datos de donde se obtuvo nuestra muestra de estudio adoptado a lo largo de esta tesis, fue tomada de la muestra obtenida de la tabla de datos `get_proc_elines_CALIFA.all_good` que son datos integrados derivados de los datos espacialmente resueltos que comprende todas las observaciones obtenidas en el cartografiado CALIFA en el modo de baja resolución (V500), junto con todas las observaciones extendidas de la muestra CALIFA (Sánchez, S. F. et al. 2016), incluidos los datos de PMAS/PPaK Integral-field Supernova hosts COmpilation (PISCO Galbany et al. 2018). Esta muestra (en adelante eCALIFA), comprende **823 galaxias** seleccionadas siguiendo algunos criterios de la muestra madre original (Walcher, C. J. et al. 2014). Esta muestra también comprende galaxias de cualquier tipo morfológico, inclinaciones y entornos, cubriendo el rango de masa entre $10^{6.8} < M_* < 10^{12.7} M_\odot$

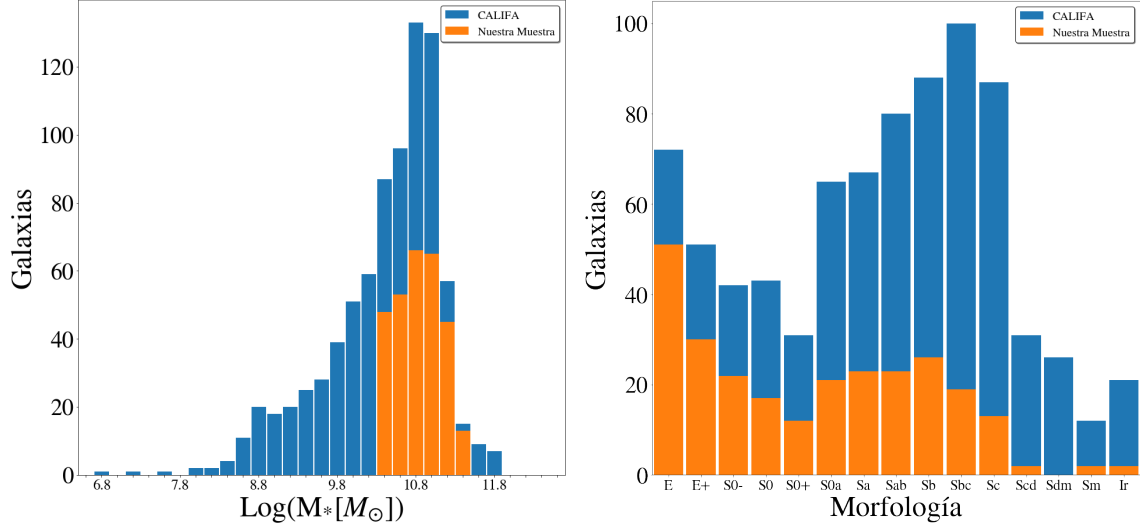


Figura 3.1: Distribución de la masa estelar M_* (gráfico izquierdo) y morfología (gráfico derecho) de nuestra muestra final (barras anaranjadas). Nuestra muestra final esta compuesta por 263 objetos de todo tipo morfológico y entornos, con una inclinación $i < 60^\circ$ y un rango de masas $10^{10.5} < M_* < 10^{11.5} M_\odot$

(media $10^{10.5} M_\odot$). En general, comprenden una muestra representativa de las galaxias del **Universo cercano** (un rango de corrimiento al rojo entre $0.005 < z < 0.035$).

Los observables usados en esta tesis son la **SFR**, **M_*** , **EW(H α)** y la **masa de gas**. En la sección 3.2 se hace una descripción de como se determinaron estos parámetros usando los datos del cartografiado IFS CALIFA. Para evitar los efectos de la inclinación en las galaxias (Ibarra-Medel et al. 2018) se recortó la muestra eCALIFA a una submuestra que contiene solo galaxias de baja inclinación, es decir, esta submuestra contiene galaxias con una inclinación $i < 60^\circ$ lo cual nos originó una submuestra compuesta por **456 galaxias de todo tipo morfológico y entornos**. Para generar nuestra muestra final centrada en el bin más masivas usada en este trabajo, el criterio de inclusión utilizado fue que la M_* de las galaxias estuviese en un rango entre $10^{10.5} < M_* < 10^{11.5} M_\odot$. El motivo por el cual decidimos restringir nuestra muestra a este bin de masa fue para tener control sobre el efecto que pudieran tener otros parámetros estructurales, como la morfología, en modular la SFR o la relación entre ésta y M_* , por lo cual esta muestra de galaxias masivas estuvo compuesta por **263 galaxias**, esta muestra final de galaxias masivas consta de galaxias de todo tipo morfológico y entornos (ver Figura 3.1).

La información morfológica de todos los objetos de la muestra madre se obtuvo inspeccionando la morfología de cada una de las galaxias en la base de datos de HYPERLEDA (Makarov et al. 2014), la morfología asignada es de valor numérico, se asigna según el tipo morfológico RC3 extendido (escala de Vaucouleur modificada) y este es el dato morfológico que se usa en este trabajo. Con el fin de confirmar de manera visual la morfología otorgada por HYPERLEDA, se inspeccionó cada una de los objetos de la muestra en la base de datos de ALADIN.

3.2. Procedimiento

3.2.1. Cálculo de la SFR y la Masa estelar.

Toda la información sobre las propiedades de la población estelar y del gas ionizado provienen del análisis de los cubos del cartografiado de CALIFA, este análisis se realizó mediante el pipeline Pipe3D (Sánchez et al. 2016a). Actualmente la implementación de este dataducto adopta la biblioteca de poblaciones estelares simples (Single Stellar Population templates, SPP por sus siglas en inglés Cid Fernandes, R. et al. 2013). Esta biblioteca SSP comprende 156 plantillas para 39 edades estelares entre $t = 10^6$ y 1.4×10^{10} años y cuatro metalicidades $Z = 0.2, 0.4, 1$ y $1.5 Z_{\odot}$, adoptando la función de masa inicial de Salpeter (Salpeter 1955).

A continuación presentamos un breve resumen en donde se muestran los principales procedimientos y los productos de datos derivados de Pipe3D incluidos en Sánchez et al. (2016b) y Sánchez et al. (2016a).

En primer lugar, se debe analizar la población estelar. Para hacerlo, el cubo de datos se agrupa espacialmente en la banda V para aumentar la relación señal-ruido (S/N) por encima del límite en el que los parámetros derivados son confiables ($S/N \sim 50$, basado en Sánchez et al. 2016a). Sin embargo, para preservar la forma original de las galaxias y minimizar la mezcla de diferentes regiones físicas, el agrupamiento de spaxels, también conocido como *binning*, adoptado impone una diferencia máxima en el brillo de la superficie entre spaxels adyacentes (Sánchez et al. 2016a). Luego, se

aplica un ajuste de población estelar a los espectros agregados conjuntamente dentro de cada contenedor espacial o *bin*. Posteriormente, se estima un modelo de población estelar para cada spaxel, reescalando el modelo mejor ajustado (en cada bin) a la intensidad del flujo continuo en el spaxel correspondiente (Cid Fernandes, R. et al. 2013; Sánchez et al. 2016b). Luego, el modelo se usa para derivar la densidad de masa estelar en forma de spaxel y co-agregar a través de todo el campo de visión, la masa estelar total de la galaxia, M_* .

Un cubo de datos de gas puro se crea restando, para cada spaxel, el modelo de población estelar del cubo original. Este cubo de datos se utiliza para derivar las propiedades espacialmente resueltas de las líneas de emisión de gas ionizado. Se realiza un análisis de momento para un conjunto de **52 líneas de emisión** (Sánchez et al. 2016a), derivando la **intensidad del flujo, la velocidad, la dispersión de la velocidad y el ancho equivalente** para cada espectro individual (Sánchez et al. 2016a). Los productos de datos finales comprenden un conjunto de mapas para cada galaxia, uno para cada uno de los parámetros estimados (con su correspondiente error).

En esta tesis se usa el flujo y EW de la línea de emisión $H\alpha$. Esta línea se corrigió para la atenuación del polvo. La atenuación del polvo se estimó en forma de spaxel, utilizando la relación $H\alpha/H\beta$, asumiendo la ley de extinción de Cardelli et al. (1989). En este trabajo se usa la misma atenuación por polvo para estimar la cantidad de gas molecular, usando el calibrador de Barrera-Ballesteros et al. (2019).

La SFR se deriva a partir de la luminosidad $H\alpha$ calculada spaxel por spaxel con gas ionizado detectado para cada galaxia, utilizando la luminosidad $H\alpha$ corregida por el polvo y luego convertida a SFR siguiendo la calibración de Kennicutt (1998). Este procedimiento considera spaxels independientemente de su fuente de ionización, de modo que se debe considerar que no toda la emisión en $H\alpha$ proviene de formación estelar, lo cual afecta el valor estimado de SFR (Catalán-Torrecilla et al. 2017). De este modo las galaxias con fuentes de ionización provenientes de otros procesos como AGN, chorros y choques se verían afectadas y su SFR derivada debería considerarse como un límite superior. Esta contaminación de $H\alpha$ es discutida por Cano-Díaz et al.

(2016), Sánchez et al. (2017) y evaluada por Lacerda et al. (2017).

La eficiencia de formación estelar (Star Formation Efficiency, SEF por sus siglas en inglés) a menudo se parametriza a través de la relación entre la SFR y la masa del gas ($SFE = SFR/M_{gas}$), donde la inversa de la SFE es el “tiempo de agotamiento” τ_{dep} ¹. También, en este trabajo hemos utilizado la misma definición de fracción de gas (F_{gas}) utilizada por Colombo et al. (2020) ($F_{gas} = M_{gas}/M_*$).

3.2.2. Análisis estadístico

Los datos fueron analizados estadísticamente con el lenguaje de programación Python3 y la librería Pandas, para la construcción de la relación SFMS se utilizó una función de regresión lineal (ver apéndice A). El ajuste de esta relación usando los datos eCALIFA se presentan en la sección 4.1.

Cálculo de residuos

Como resultado, nuestra línea de mejor ajuste para la SFMS nunca se ajustará perfectamente a los datos, de modo que para este modelo de ajuste, habrá una diferencia entre lo que el modelo predice y nuestro observable, para calcular esta diferencia se utiliza los residuos. La definición de residuos es la diferencia entre los datos que se observan en la muestra y lo que se predice con el modelo de regresión, esto es:

$$\Delta SFR = SFR_{observado} - SFR_{modelo} \quad (3.1)$$

Donde $SFR_{observado}$ es el valor observado y SFR_{modelo} es el valor predicho por el modelo. Para graficar los residuos se generará una función llamada reglin(x,y) (ver apéndice A) la cual nos dará los parámetros y el modelo de regresión lineal.

Una vez obtenidos los residuos ΔSFR se graficaron contra el observable M_* , esto para verificar que no exista heterocedasticidad y los observables SFR y M_* no estén autocorrelacionados lo cual nos garantiza tener un buen ajuste. Estos residuos obte-

¹El tiempo de agotamiento indica cuánto tiempo es necesario para convertir todo el gas molecular disponible en estrellas al ritmo actual de formación estelar.

nidos también se graficaron contra los observables sSFR, SFE, $EW(H\alpha)$, la morfología y la fracción de gas. Estas comparaciones son los resultados principales de nuestra tesis y se presentan en la Sección 4.

Elipse de confianza

En esta sección mostramos cómo calcular la elipse de error, también conocida como elipse de confianza, para una dispersión bivariada. En la siguiente sección (Sec. 4.1) usaremos esta herramienta estadística para estimar la posible correlación entre los residuos de la SFMS y de los demás observables empleados en esta tesis.

La elipse de error o de confianza representa un isocontorno de la distribución y permite visualizar un intervalo de confianza de una distribución bivariada, es decir, en 2 dimensiones.

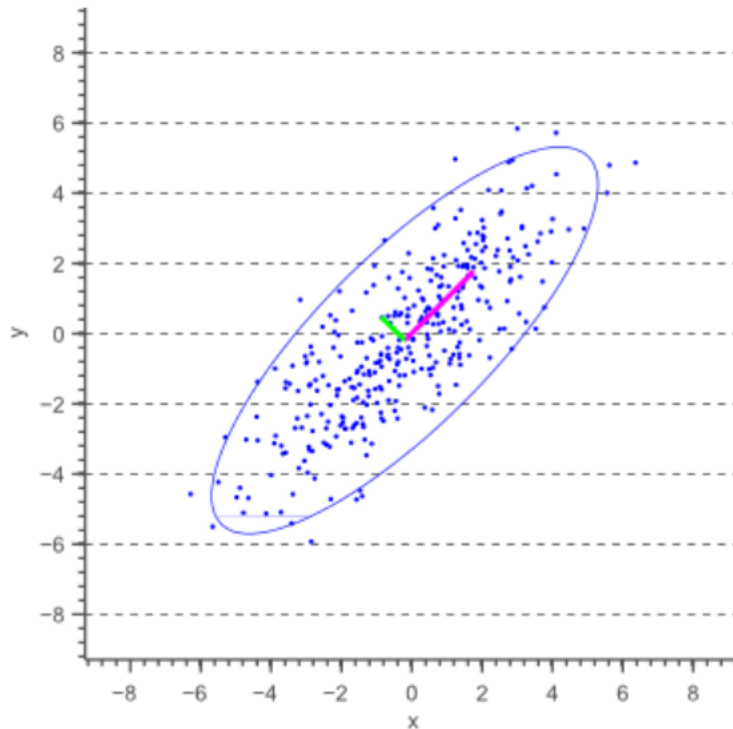


Figura 3.2: Elipse de confianza para una dispersión bivariada. (Imagen tomada de <https://is.gd/LFdk7B>)

La figura 3.2 muestra una elipse de confianza del 95 % para una muestra de datos distribuida normalmente. Esta elipse de confianza define la región que contiene el 95 %

de todas las muestras que se pueden extraer de la distribución gaussiana subyacente.

Elipses de confianza alineados con el eje: Se tiene como caso especial al caso especial en el que el eje mayor de la elipse está alineado con el eje X y el centro de la elipse se encuentra en $\mu = 0$, es decir, centrada en el origen, siendo μ promedio de las dispersiones.

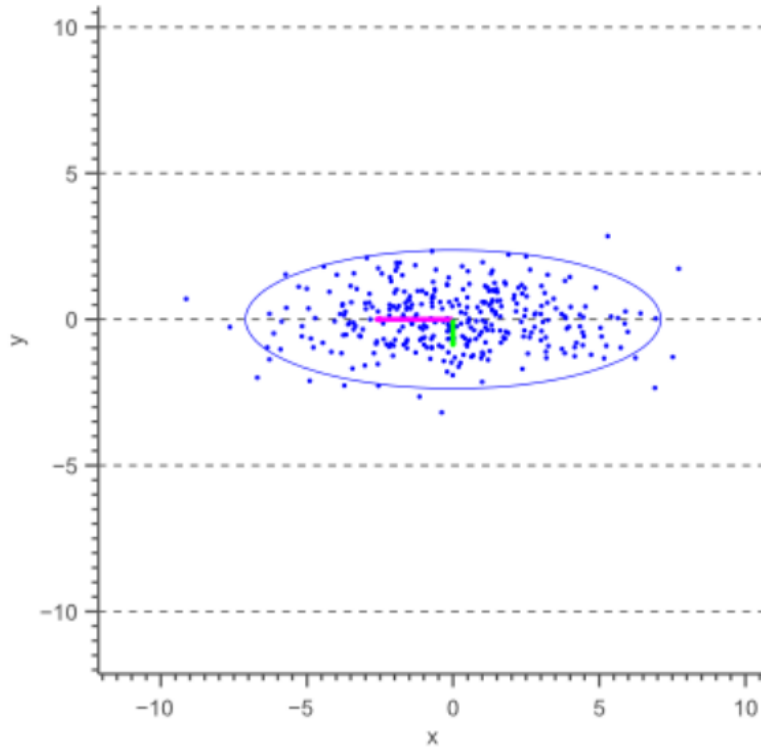


Figura 3.3: Elipse de confianza para datos gaussianos no correlacionados. (Imagen tomada de <https://is.gd/LFdK7B>)

La figura 3.3 ilustra que el ángulo de la elipse está determinado por la covarianza de los datos. En este caso, la covarianza es cero, de modo que los datos no están correlacionados, lo que da como resultado una elipse de error alineada con el eje x . Además, está claro que las magnitudes de los ejes de la elipse dependen de la varianza de los datos. En este caso, la varianza más grande está en la dirección del eje x , mientras que la varianza más pequeña se encuentra en la dirección del eje y (ver figura 3.3).

En general, la ecuación de una elipse horizontal con un eje mayor de longitud $2a$

y un eje menor de longitud $2b$, centrada en el origen, se define mediante la ecuación 3.2.

$$\left(\frac{x}{a}\right)^2 + \left(\frac{y}{b}\right)^2 = 1 \quad (3.2)$$

Para este caso, la longitud de los ejes está definida por las desviaciones estándar σ_x y σ_y de los datos, de modo que la ecuación de la elipse de confianza se convierte en:

$$\left(\frac{x}{\sigma_x}\right)^2 + \left(\frac{y}{\sigma_y}\right)^2 = s \quad (3.3)$$

Donde s define la escala de la elipse y podría ser cualquier número arbitrario (por ejemplo, $s = 1$), de modo que la escala de la elipse resultante represente un nivel de confianza elegido (por ejemplo, un nivel de confianza del 95 % corresponde a $s = 5,991^2$).

Los datos se extraen de un gaussiano multivariado con covarianza cero. Esto significa que tanto los valores de x como los valores de y también están distribuidos normalmente. Por lo tanto, el lado izquierdo de la ecuación 3.3 en realidad representa la suma de cuadrados de muestras de datos independientes distribuidas normalmente. Se sabe que la suma de los puntos de datos gaussianos al cuadrado se distribuye de acuerdo con la denominada distribución Chi-Cuadrado. Una distribución de Chi-cuadrado se define en términos de grados de libertad, que representan el número de variables. En nuestro caso hay dos variables y , por tanto, dos grados de libertad. De esta forma, podemos obtener fácilmente la probabilidad de que la suma anterior y , por lo tanto, s sea igual a un valor específico calculando la probabilidad de chi-cuadrado. De hecho, dado que estamos interesados en un intervalo de confianza, buscamos la

²El valor p es la probabilidad de observar un estadístico de prueba en una distribución Chi-cuadrado. En consecuencia, dado que la función de distribución acumulada, para los grados de libertad establecidos, da la probabilidad de haber obtenido un valor menos extremo que este punto, restando el valor de la función de distribución acumulada de 1 da el valor p . Un valor p por debajo del nivel de significancia elegido, indica significancia estadística, es decir, evidencia suficiente para rechazar la hipótesis nula. Un nivel de significancia de 0.05 se usa a menudo como el punto de corte entre resultados significativos y no significativos. para obtener el valor s ver tabla en <https://people.richland.edu/james/lecture/m170/tbl-chi.html>

probabilidad de que s sea menor o igual a un valor específico que se puede obtener fácilmente usando la distribución acumulativa de chi-cuadrado.

Por tanto, un intervalo de confianza del 95 % le corresponde una $s = 5.991$. En otras palabras, el 95 % de los datos caerán dentro de la elipse definida como:

$$\left(\frac{x}{\sigma_x}\right)^2 + \left(\frac{y}{\sigma_y}\right)^2 = s \quad (3.4)$$

Por otro lado, en los casos en que los datos no estén descorrelacionados, de modo que exista una covarianza, la elipse de confianza resultante no estará alineada con el eje. En este caso, el razonamiento anterior solo es válido si se define temporalmente un nuevo sistema de coordenadas de modo que la elipse se alinee con el eje x y después se rote la elipse resultante.

En otras palabras, mientras que calculamos las varianzas σ_x y σ_y paralelas al eje x y al eje y anteriormente, ahora se debe calcular estas varianzas paralelas a lo que se convertirá en el eje mayor y menor de la elipse de confianza. Las direcciones en las que se deben calcular estas variaciones se ilustran con una flecha rosa y una verde en la figura 3.2.

Estas direcciones son en realidad las direcciones en las que los datos varían más y están definidas por la matriz de covarianza. La matriz de covarianza se puede considerar como una matriz que transforma linealmente los datos originales para obtener los datos observados actualmente. Los vectores de dirección a lo largo de dicha transformación lineal son los autovectores de la matriz de transformación. De hecho, los vectores mostrados por flechas rosadas y verdes en la figura 3.2 son los autovectores de la matriz de covarianza de los datos, mientras que la longitud de los vectores corresponde a los autovalores.

Por tanto, los valores propios representan la dispersión de los datos en la dirección de los vectores propios. En otras palabras, los valores propios representan la varianza de los datos en la dirección de los vectores propios. En el caso de elipses de confianza alineados con el eje, es decir, cuando la covarianza es igual a cero, los valores propios son iguales a las varianzas de la matriz de covarianza y los vectores propios son

iguales a las direcciones del eje x, y . En el caso de datos correlacionados arbitrarios, los autovectores representan la dirección de la mayor dispersión de los datos, mientras que los autovalores definen qué tan grande es realmente esta dispersión.

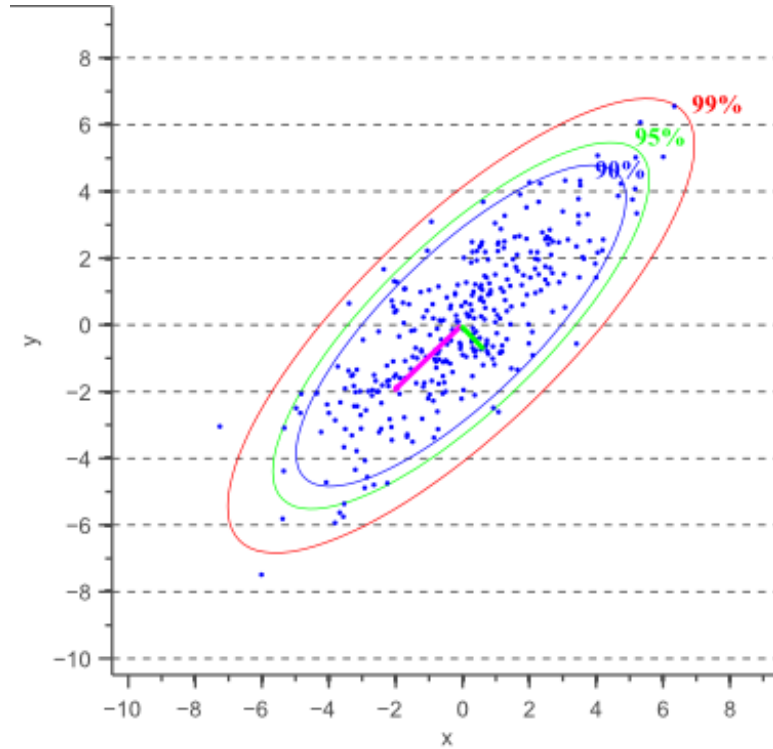


Figura 3.4: En esta figura se muestra las elipses para varios valores de confianza para una dispersión bivariada

Por lo tanto, la elipse de confianza del 95 % se puede definir de manera similar al caso de ejes alineados, con el eje mayor de longitud $2\sqrt{5.991\lambda_1}$, el eje menor de longitud $2\sqrt{5.991\lambda_2}$ y centro en $\mu = 0$, donde λ_1 y λ_2 representan los valores propios de la matriz de covarianza.

Para obtener la orientación de la elipse, simplemente calculamos el ángulo del vector propio más grande hacia el eje x :

$$\alpha = \arctan\left(\frac{\mathbf{v}_1(y)}{\mathbf{v}_1(x)}\right) \quad (3.5)$$

Donde \mathbf{v}_1 es el vector propio de la matriz de covarianza que corresponde al valor propio más grande. La Figura 3.4 muestra elipses de confianza para varios valores de

confianza.

Es necesario mencionar que en esta tesis no estamos estimando el ángulo de inclinación de las elipses de confianza. Solo estamos realizando una observación cualitativa de la orientación de las elipses de confianza que se obtienen en este trabajo. Sin embargo se pretende realizar una cuantificación del ángulo de las elipses de confianza en un artículo científico.

Capítulo 4

Resultados

La intención de esta tesis es explorar que parámetros físicos pueden afectar el comportamiento de la relación entre la SFR y la M_* . Si bien es cierto que este estudio sobre la SFR se ha realizado anteriormente (por ejemplo, Cano-Díaz et al. 2016), este trabajo se centra en galaxias cuya M_* está en un rango entre $10.5 < \log(M_*/M_\odot) < 11.5$. La intención de haber elegido este rango de galaxias es tener control sobre el potencial gravitacional de la galaxia y, principalmente, se busca tener control sobre los efectos que la masa estelar pueda tener con los parámetros tomados en este trabajo como la morfología, SFR, sSFR, EWHa, Fracción de gas y la eficiencia de formación estelar.

Para explorar este comportamiento se ha construido el plano SFR- M_* con la submuestra (compuesta por 456 galaxias de todo tipo morfológico y entornos, ver sección 3.1) formada galaxias que presentan una inclinación menor a 60° . En la figura 4.1 se muestra la relación integrada SFR contra M_* , esta relación se construyó integrando las cantidades resueltas espacialmente de los observables correspondientes de todas las galaxias en la muestra final (ver sección 3.2.1). Los puntos azules representan las galaxias de nuestra muestra que presentan formación de estrellas, es decir, cuyo $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ y que tienen inclinaciones $i < 45^\circ$. Éstas se consideran como la secuencia principal de formación estelar (SFMS, 232 galaxias). Por otra parte, los puntos rojos representan las galaxias de nuestra muestra que han cesado su formación de estrellas cuyo $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$, es decir, aquellas galaxias que consideramos se encuentran en la secuencia de galaxias retiradas (224 galaxias). Esta selección se realizó teniendo

en cuenta la clasificación presentada en Cano-Díaz et al. (2016). Los puntos de color gris tenue representan toda la muestra eCALIFA restante (366 objetos).

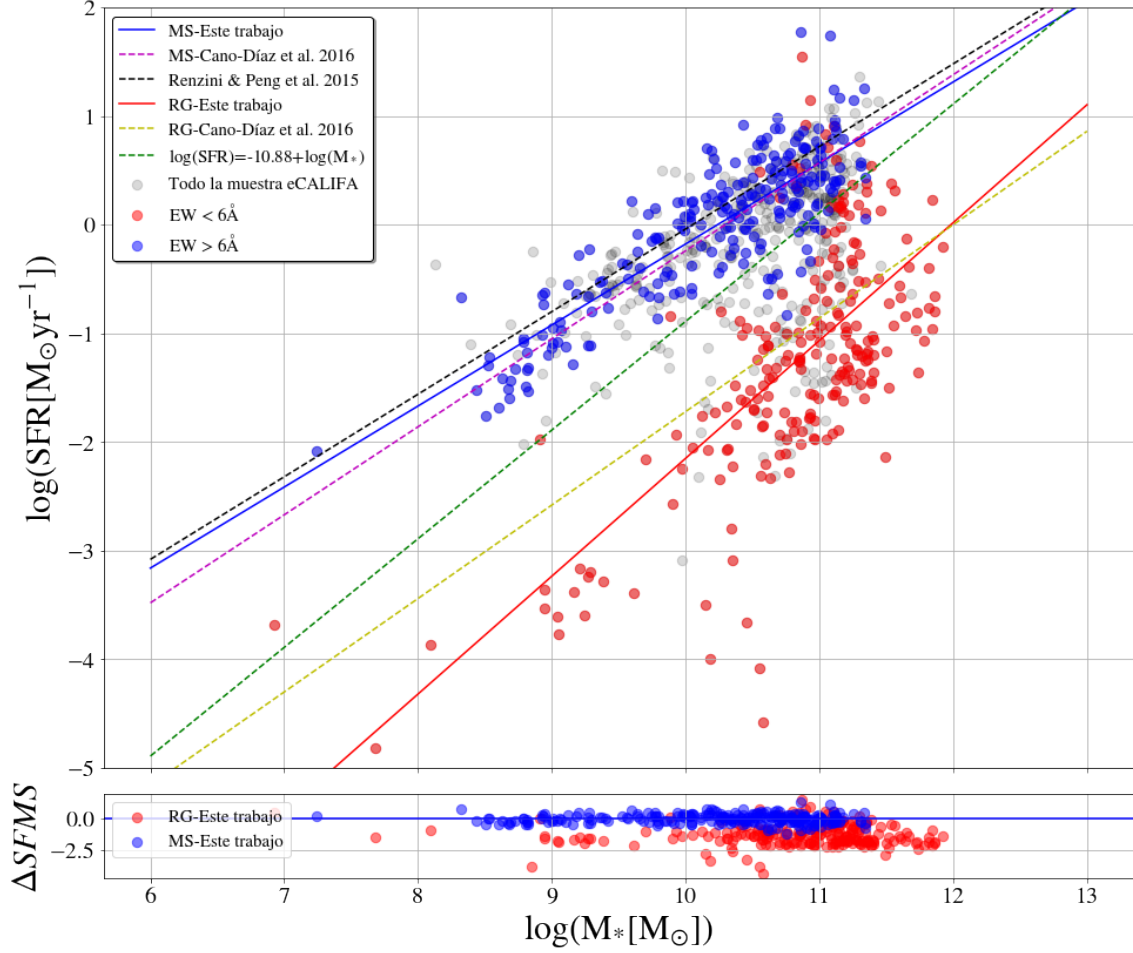


Figura 4.1: Relación de las propiedades integradas M_* vs SFR para la muestra eCALIFA. Los puntos azules representan galaxias con $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$, y que tienen inclinaciones $i < 60^\circ$, es decir, que se encuentran en la secuencia principal de formación estelar (SFMS). Los puntos rojos representan galaxias con $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$, es decir, que se encuentran en una secuencia de galaxias retiradas (RGS). Los puntos grises representan a las galaxias restantes de la muestra original de eCALIFA que está compuesta por galaxias de todo tipo morfológico, entornos e inclinaciones. Las líneas sólida azul y roja son los ajustes lineales de la SFMS y RGS para galaxias de baja inclinación, respectivamente (ver tabla 4.1 para obtener más detalles) obtenidas en este trabajo. Las líneas punteadas color magenta y amarillo representan la SFMS y RGS respectivamente obtenida por Cano-Díaz et al. (2016). la línea negra punteada representa La SFMS obtenida por Renzini & Peng (2015). Finalmente la recta de color verde es la recta obtenida por la recalibración de la relación $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ contra $\log(\text{sSFR})$ (ver apéndice B) suponiendo un valor de $\text{EW}(\text{H}\alpha) = 6\text{\AA}$ la cual tiene una pendiente de 1 y una ordenada de $-10.88 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$. En el panel inferior muestra la gráfica de los residuos ΔSFR contra $\log(M_*)$. Los puntos azules representan a las galaxias en la SFMS. los puntos rojos representan a las galaxias que se encuentran en la RGS. La línea sólida azul representa la SFMS encontrada por regresión lineal en este trabajo.

En la figura 4.1 se observa cómo se comporta la SFR en función de la masa en toda la muestra de eCALIFA (puntos grises) y particularmente en nuestra muestra (puntos azules y rojos). Puede observarse que la SFR aumenta a medida que aumenta la M_* . También se observa que la SFR presenta un comportamiento bimodal respecto a la M_* , es decir, que a medida que la M_* aumenta, las galaxias parecen agruparse mayoritariamente a lo largo de dos regiones del plano SFR- M_* visiblemente separadas, lo cual indica que existen dos distribuciones de SFR para un valor de M_* dado. Las galaxias con un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$, se encuentran en mayor medida por arriba de $\log(\text{SFR}) = 0$ formando una nube relativamente compacta. Por otra parte las galaxias con $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ se encuentran mayormente agrupada por debajo de $\log(\text{SFR}) = 0$. A diferencia de las galaxias representadas con círculos azules, estas parecen tener una dispersión mayor. Esto podría indicar que es posible que exista una tendencia para cada una de las regiones en las que las galaxias parecen agruparse. Cabe mencionar que esta tendencia que relaciona la SFR y la M_* ya se ha estudiado en otros grandes cartografiados por ejemplo Renzini & Peng (2015), Cano-Díaz et al. (2019), entre otros.

Para cuantificar la tendencia entre las SFR y la M_* en las galaxias con $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ se ha ajustado una relación lineal entre $\log(\text{SFR})$ y $\log(M_*)$, con lo cual obtuvimos la pendiente y la ordenada al origen de la recta que mejor se ajusta a la distribución de galaxias de la muestra. Análogamente, para las galaxias consideradas como retiradas realizamos el mismo proceso y obtuvimos sus respectivos parámetros, con lo cual se caracterizaron ambas secuencias. Los parámetros que resultan del mejor ajuste se muestran en la Tabla 4.1, junto con sus respectivas incertidumbres y unidades. La pendiente y la ordenada para la SFMS están en excelente acuerdo con los valores reportados en la literatura para muestras extendidas de galaxias locales que cubren un rango amplio de masas estelares (por ejemplo, Cano-Díaz et al. (2016), Renzini & Peng (2015)).

En la figura 4.1 tenemos una línea recta punteada en color verde, esta recta representa la tasa de formación estelar específica (sSFR) que le corresponde a $EW(H\alpha) = 6\text{\AA}$. La relación entre sSFR y $EW(H\alpha)$ la obtuvimos del mejor ajuste de estos pa-

Parámetros	Coef. Pearson (ρ)	Pendiente ^a	Ordenada ^b	DS ^b (σ)
SFMS	0.84	0.75 ± 0.03	-7.6 ± 0.3	0.36
RGS	0.87	1.08 ± 0.07	-12.9 ± 0.8	0.83
SFMS-C ^c	0.84	0.81	-8.34	0.20
RGS-C ^c	0.85	0.86	-10.32	0.22
SFMS-R ^d		0.76	-7.64	0.3

^aUnidades:[$\log(\text{yr}^{-1})$]

^bUnidades:[$\log(M_{\odot}\text{yr}^{-1})$]

^cCano-Díaz et al. (2016)

^dRenzini & Peng (2015)

Tabla 4.1: En esta tabla se muestran los parámetros que resultan del mejor ajuste obtenido en este trabajo, También se muestran los resultados obtenidos por Cano-Díaz et al. (2016) y Renzini & Peng (2015)

rámetros para toda la muestra de galaxias eCALIFA. La ecuación de la recta que describe el mejor ajuste entre estos dos parámetros está dada por:

$$\log(\text{sSFR}) = 1.36 \log(\text{EW}(H\alpha)[\text{yr}^{-1}]) - 11.95 \log([\text{yr}^{-1}]) \quad (4.1)$$

De modo que para un valor de $\text{EW}(H\alpha) = 6\text{\AA}$ se obtiene de la ecuación 4.1 un valor de $\log(\text{sSFR}) = -10.88$, y así, por definición de sSFR (ver capítulo 1), la ecuación de la recta en el plano SFR- M_* esta dada por:

$$\log(\text{SFR}) = \log(M_*[M_{\odot}\text{yr}^{-1}]) - 10.88 \log([M_{\odot}\text{yr}^{-1}]). \quad (4.2)$$

Se puede observar que en el plano SFR- M_* esta dividido en dos secciones por la recta descrita por la ecuación 4.2. La mayoría de las galaxias que se encuentran por arriba de esta recta (línea verde punteada), son galaxias que podemos observar en la SFMS (puntos azules), mientras que la mayoría de las galaxias que se encuentran por debajo de la misma recta, son galaxias que podemos encontrar en la RGS (puntos

rojos). Sin embargo, es posible encontrar un pequeño número de galaxias rojas que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$ que se encuentran por arriba de la recta 4.2 y que pertenecen a la RGS, más aún, existen galaxias con un $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$ que están ubicadas incluso por encima de la SFMS. De la misma forma, encontramos galaxias que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ y se ubican por debajo de la recta descrita por la ecuación 4.2 pero a diferencia de las galaxias en la RGS, ninguna de las galaxias azules se encuentra por debajo de la RGS. Más adelante se analizarán aquellas galaxias atípicas de la SFMS y de la RGS (ver Sección 4.1.4).

En el panel inferior de la figura 4.1 podemos observar la relación entre los residuos de la SFMS (en adelante ΔSFMS) y a la M_* para las galaxias con un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ (puntos azules) así como para las galaxias retiradas (puntos rojos). ΔSFMS nos indica si una galaxia con una masa estelar dada está formando más o menos estrellas de las que debería respecto a un valor esperado que esta dado por la SFMS. Además podemos observar que ΔSFMS presenta poca o nula correlación con la masa estelar. Este es el comportamiento esperado de estos residuos, indicando que estos ya no dependen de la masa estelar. En la siguiente sección exploraremos como correlacionan estos residuos con distintas propiedades físicas de las galaxias.

4.1. Análisis de residuos

Una de las preguntas que se trata de contestar en este tesis es: ¿Existe un parámetro físico observable que nos pueda indicar cómo varía ese exceso o escasez de formación estelar en estas galaxias? es decir, ¿existe una correlación entre ΔSFMS y otros parámetros físicos como la M_* , $\text{EW}(\text{H}\alpha)$, SFR, sSFR, M_{gas} , F_{gas} , SFE y la morfología. Para contestar esta pregunta realizamos un análisis de los residuos y observamos la relación entre los ΔSFMS y los diferentes observables.

4.1.1. Relación entre ΔSFMS y $\log(M_*)$

Cómo puede observarse en la figura 4.2, al graficar ΔSFMS contra la M_* se puede observar que estas variables no están correlacionadas (ver sección 3.2.2) indicando

que nuestro modelo de regresión lineal es confiable. Por otra parte, estos residuos de la relación entre la SFR y la M_* nos indican físicamente si una galaxia está formando más estrellas o menos estrellas de las que debería respecto a un valor esperado que esta en la SFMS.

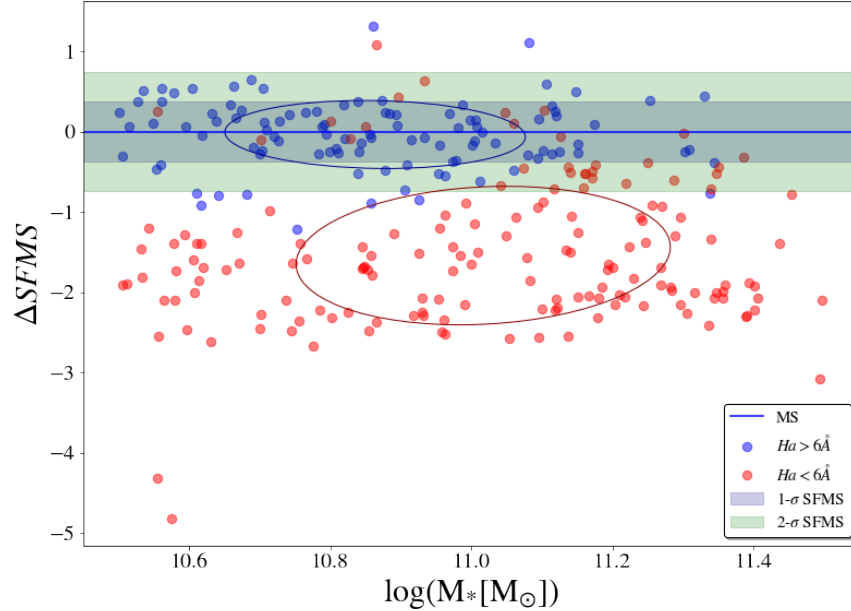


Figura 4.2: Relación entre $\Delta SFMS$ y la M_* , la línea azul es la recta encontrada por nuestro ajuste lineal. Los puntos azules representan a las galaxias que tienen un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ en las SFMS mientras que los puntos rojos representan galaxias que tienen un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ que se encuentran en la RGS, las elipses nos indican si existe una correlación entre $\Delta SFMS$. La franja azul representa una región de ancho igual a una desviación estándar y la franja verde representa una región de ancho igual a dos desviaciones estándar respecto a la SFMS

Observamos también que el 62% de galaxias masivas (64 galaxias) en la SFMS (puntos azules), se encuentran a 1σ de la SFMS siguiendo una distribución normal. Se observa que la elipse de confianza azul se encuentra contenida totalmente en la primera desviación estándar (como se esperaba), además podemos observar que esta elipse es horizontal esto implica que nuestros datos no están correlacionados (ver sección 3.2.2), es decir, no se aprecia alguna relación entre la masa estelar y los residuos calculados en este trabajo. También se observa que existen galaxias masivas con un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ (puntos azules) que se encuentran a una distancia de 2σ (10 galaxias, star-burst) y hasta 3σ (2 galaxias) por arriba de la SFMS indicando que

tienen un gran excedente de formación estelar respecto a un valor M_* esperado, por otra parte también podemos encontrar galaxias con un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ (puntos azules) a una distancia de 2σ (10 galaxias) y hasta 3σ (7 galaxias) por debajo de la SFMS lo que indica que estas galaxias tienen un escasez considerable de formación estelar respecto a un valor M_* esperado.

En la figura 4.2 también se puede observar que las galaxias que pertenecen a las RGS por tener un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ (puntos rojos), se encuentran mayoritariamente 3σ por debajo de la SFMS, incluso se puede observar que la elipse de confianza de la RGS (elipse roja) se encuentra totalmente 3σ por debajo de la SFMS, esto nos da un referente para poder afirmar que estas galaxias han cesado su formación de estrellas. Podemos observar que la elipse roja tiene una orientación horizontal, esto nos indica la poca relación existente entre las variables $\Delta SFMS$ y $\log(M_*)$. Por otra parte, también en la figura 4.2 se hace más evidente que existen galaxias con un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ (galaxias en la RGS, puntos rojos) que se encuentran dentro de 1σ (11 galaxias) y 2σ (17 galaxias) de la SFMS e incluso se puede observar una galaxia 3σ por arriba de la SFMS, esto quiere decir que se tienen galaxias con $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ pero con una alta formación estelar, es decir, estas galaxias atípicas presentan una formación estelar muy por arriba de la formación estelar que deberían tener según $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$. Estas galaxias atípicas serán estudiadas en la sección 4.1.4 para observar su alta SFR.

4.1.2. Relación entre $\Delta SFMS$ y $EW(H\alpha)$

Ahora analizaremos el comportamiento que existe en la relación de $\Delta SFMS$ y $\log(EW(H\alpha))$. En la Figura 4.3 podemos observar claramente como las galaxias son separadas por la línea verde vertical, esta línea es el límite en donde $EW(H\alpha) = 6\text{\AA}$, la cual corta al plano $\Delta SFMS$ - $\log(EW(H\alpha))$ en dos partes. A la derecha de la línea vertical verde podemos observar a todas aquellas galaxias que tienen un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ y que hemos representado con puntos azules, podemos observar que estos puntos se encuentran mayoritariamente dentro de 1σ , a su vez podemos notar que la elipse de confianza de las galaxias formadoras de estrellas (elipse azul) está totalmente contenida en la primera desviación estándar de la SFMS, lo cual nos indica que existe

una correlación entre $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ y ΔSFMS .

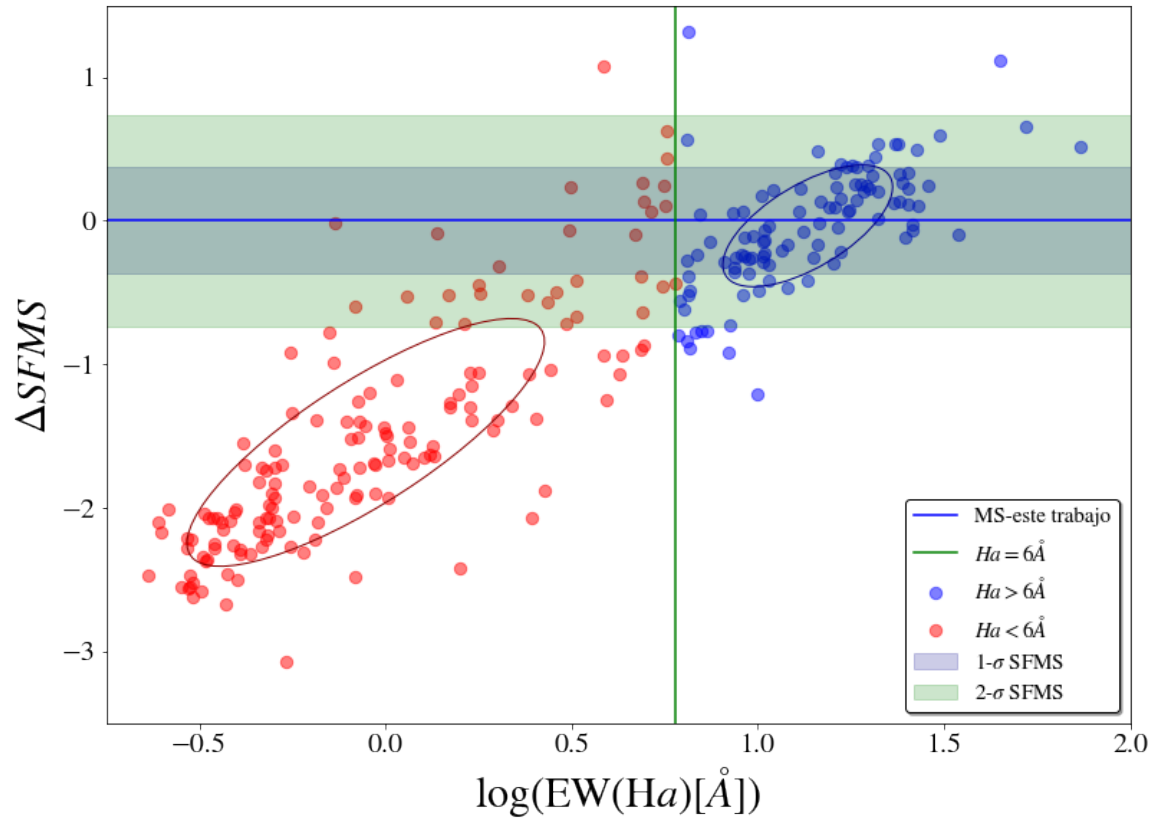


Figura 4.3: En este gráfico se muestra la relación que existe entre ΔSFMS y $\text{EW}(\text{H}\alpha)$. La línea horizontal azul es la recta encontrada por nuestro ajuste lineal. La línea vertical verde representa el valor que toma $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ cuando $\text{H}\alpha = 6\text{\AA}$. Los puntos azules representan a las galaxias de la muestra en la SFMS mientras que los puntos rojos representan galaxias de la muestra que se encuentran en la RGS, las elipses nos indican la forma en la que ΔSFMS y $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ están correlacionadas. La franja azul representa una región de ancho igual a una desviación estándar y la franja verde representa una región de ancho igual a dos desviaciones estándar respecto a la SFMS

En la figura 4.3 también se puede observar de manera evidente el número de galaxias formadoras (puntos azules) que se encuentra a 2σ y 3σ por arriba de la SFMS (línea horizontal azul). Puede observarse que existen galaxias formadoras de estrellas que se encuentran 2σ y 3σ por debajo de SFMS, lo cual nos indica que son galaxias con una $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ pero que tienen un SFR más bajo del esperado.

En la gráfica 4.3 también se hace evidente el número de galaxias que están dentro de 1σ y 2σ de la SFMS incluso podemos observar a una galaxia que se encuentra por arriba de la SFMS. Como se menciono anteriormente, más adelante se analizarán

estas galaxias atípicas.

Es necesario hacer notar la relación que se observa entre ΔSFMS y $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ ya que las elipses (elipse rojo y azul) de confianza muestran una inclinación positiva y una elipticidad que sugiere existe un comportamiento lineal y una correlación positiva ($r_{\text{EW}-\text{RG}}=0.73$ para las galaxias RG y $r_{\text{EW}-\text{SF}}=0.6$ para las galaxias formadoras), es decir, podemos observar que a medida que recorremos de izquierda a derecha el gráfico, podemos notar que aumenta el valor en ΔSFMS , esto nos dice que a medida que las galaxias muestran un $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ cada vez mayor se observa que su distancia a la SFMS disminuye hasta estar dentro de 1σ de la SFMS, esto sugiere que la SFR aumenta a media que aumenta el $\text{EW}(\text{H}\alpha)$. Podemos ver que las galaxias que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha)<6\text{\AA}$ (puntos rojos) tienen una mayor dispersión en el plano $\Delta\text{SFMS}-\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ mientras que las galaxias con $\text{EW}(\text{H}\alpha)>6\text{\AA}$ (puntos azules) parecen tener una dispersión menor respecto a las RG, es decir, las galaxias con un $\text{EW}(\text{H}\alpha)>6\text{\AA}$ parecen estar distribuidas en su mayoría no muy lejos de 1σ de la SFMS, mientras que las galaxias con $\text{EW}(\text{H}\alpha)<6\text{\AA}$ están en su mayoría por 3σ por abajo de la SFMS y mayormente dispersas a la largo del eje de $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$.

4.1.3. Relación entre ΔSFMS y sSFR

Como puede observarse en la Figura 4.4 al graficar ΔSFMS y $\log(\text{sSFR})$ podemos observar la relación que existe entre estas dos variables. El plano $\Delta\text{SFMS}-\log(\text{sSFR})$ esta siendo dividido por el valor de $\log(\text{sSFR})=-10.81\text{yr}^{-1}$, este dato fue obtenido por la recalibración realizada y suponiendo un valor de $\text{EW}(\text{H}\alpha)=6\text{\AA}$, podemos observar que las galaxias que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha)>6\text{\AA}$ (puntos azules) se encuentran mayoritariamente a la derecha de la recta vertical verde mientras que las galaxias que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha)<6\text{\AA}$ (puntos rojos) se encuentran mayoritariamente a la izquierda de esta recta vertical.

En la Figura 4.4 podemos observar que hay una estrecha relación entre ΔSFMS y $\log(\text{sSFR})$, con una alta correlación, tanto para galaxias formadoras (puntos azules) como para galaxias no formadoras (puntos rojos) ($r_{\text{sSFR}}=0.99$), esto nos indica la alta dependencia entre estas dos variables. Podemos ver que existen galaxias que tienen

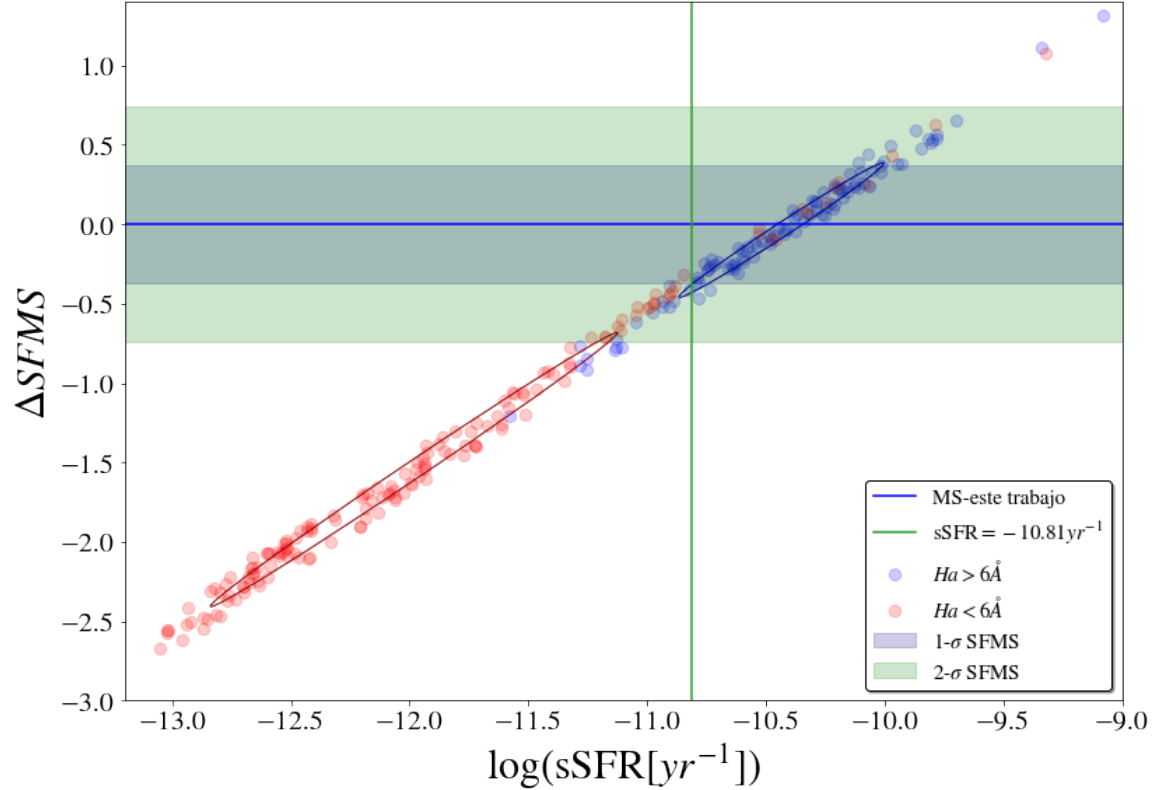


Figura 4.4: En esta grafica se muestra la relación entre ΔSFMS y $\log(\text{sSFR})$. Los puntos azules en el gráfico representan galaxias con un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ que pertenecen a la SFMS mientras que los puntos rojos son galaxias con un $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$ que pertenecen a la RGS. La recta azul representa el ajuste encontrado para la SFMS en el plano SFR- M_* y la recta vertical de color verde es el ajuste de recalibración, es el valor $\log(\text{sSFR})$ que tendría una galaxia con un $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ dado si su $\text{EW}(\text{H}\alpha) = 6\text{\AA}$. La franja azul representa una región de ancho igual a una desviación estándar y la franja verde representa una región de ancho igual a dos desviaciones estándar respecto a la SFMS.

una tasa de formación específica mucho más elevada de lo que se espera para una galaxia de una masa dada. Puede observarse en la figura 4.4 que existen 2 galaxias con un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ (puntos azules) que se encuentran a una distancia de 3σ por arriba de la SFMS (línea azul). Así también podemos observar que existen galaxias que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ y que tienen una tasa de formación estelar específica muy por debajo (3σ) de lo esperado para una galaxia en la SMFS y más aún, podemos notar que hay galaxias que tienen $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$ (puntos rojos) y que se encuentra 1σ dentro de la SFMS y a 2σ por arriba de la SFMS, lo cual nos dice que estas galaxias presentan una tasa de formación específica muy alta a pesar que su $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ está por

debajo de los 6\AA , es decir, a pesar de pertenecer a la RGS. En la siguiente sección hemos realizado una revisión solo un poco más de cerca de cada una de las galaxias atípicas.

4.1.4. Galaxias atípicas

En este trabajo hemos llamado galaxias atípicas a aquellas galaxias cuyo $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ pero están a 3σ de la SFMS y a las galaxias cuyo $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$ pero se encuentran dentro de 1σ de la SFMS y a 2σ por arriba de la SFMS ya que estas últimas poseen una alta formación a pesar que su $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ estar por debajo de los 6\AA .

En esta sección veremos más de cerca cada una de las galaxias atípicas y observaremos cuáles son las posibles causas por la cuál estas galaxias presentan este comportamiento atípico. Comenzaremos con las galaxias que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ y que están a una distancia más allá de 2σ de la SFMS.

Galaxias atípicas con $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$

Como se puede observar en la Figura 4.4 existen dos galaxias que están por arriba de 2σ , estas galaxias son Arp220 y NGC6090 (ver Tabla 4.2).

Galaxia	Morfología ^a	$\text{EW}(\text{H}\alpha)^b$	$\log(\text{SFR})^c$	Observaciones
Arp220	Sa	6.5124	1.77837	Starburst
NGC 6090	Sa	44.9380	1.74264	Starburst

^aHyperLeda

^bUnidades[\AA]

^cUnidades[$\log(M_{\odot} \text{yr}^{-1})$]

Tabla 4.2: En esta tabla se muestra las galaxias atípicas que se encuentran por arriba de 2σ de la SFMS y que muestran un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$

La galaxia Arp 220 (Figura 4.5) está clasificada por HyperLeda como una galaxia irregular. Arp 220 es el resultado de una colisión de galaxias que ahora se encuentra en proceso de fusión, está catalogada como una ULIRG y al tener un $z \sim 0.017$ es la galaxia infrarroja ultra luminosa más cercana a la Tierra. IRAS descubrió que casi el

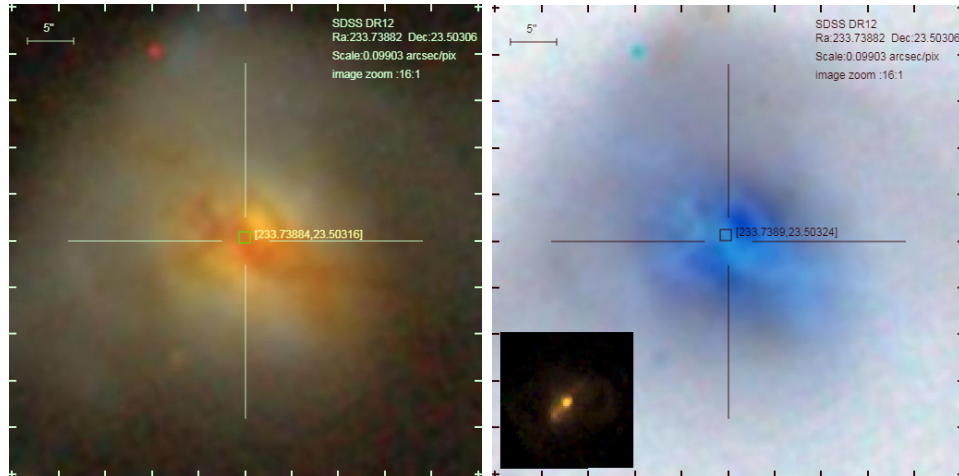


Figura 4.5: Imagen de la galaxia Arp220 en el visible (lado izquierdo) e imagen invertida (lado derecho).

99 % de su energía total se emite como radiación infrarroja (IRAS ???). A menudo se considera como el prototipo de ULIRGs. Se cree que la mayor parte de su producción de energía es el resultado de una ráfaga masiva de formación estelar, o starburst, probablemente de la fusión de dos galaxias más pequeñas. De hecho, Arp 220 tiene dos núcleos galácticos. La presencia de vientos poderosos en Arp 220 podrían ser responsables de desencadenar la alta formación de estrellas (Perna et al. 2020).

La galaxia NGC6090 (Figura 4.6) está clasificada en Hyperledda como una galaxia tipo Sa, se trata de un par de galaxias que interactúan el cual se ha descrito como un sistema de doble núcleo con un disco asimétrico y dos colas de marea largas de ~ 60 kpc de longitud. En longitudes de onda de radio, NGC6090 aparece como un par de espirales interactuantes separadas por 0.14 segundos de arco, con núcleos en contacto y con enormes alas curvas (Sardaneta et al. 2020).

Estas dos galaxias están clasificadas como starburst, es decir, galaxias con un estallido estelar. Esto hace que estas galaxias se encuentren por arriba de la SFMS, además, las galaxias Arp220 y NGC6090 son en realidad galaxias en proceso de fusión. Este proceso de fusión presente en ambas galaxias puede ser uno de los factores por el cual se encuentran por arriba a más allá de 2σ de la SFMS.

Por otra parte, puede verse en la figura 4.4 que existen galaxias que se encuentran

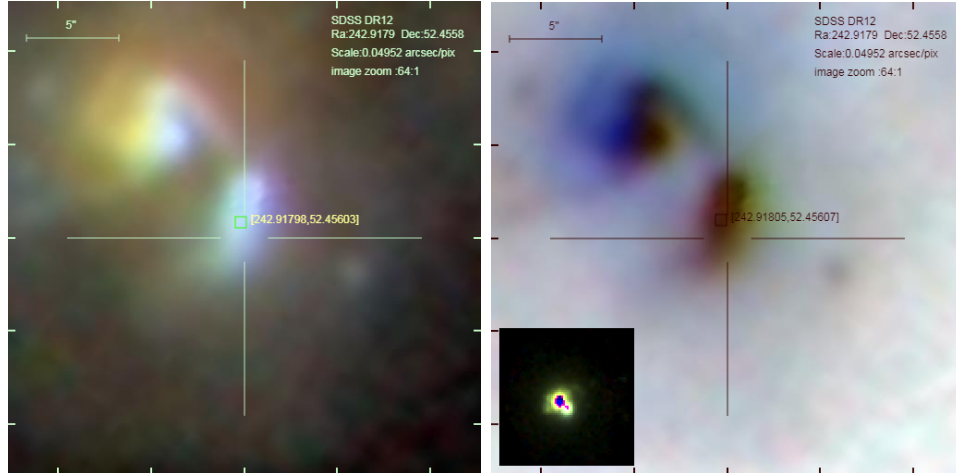


Figura 4.6: Imagen de la galaxia NGC6090 en el visible (lado izquierdo) y con color invertido (lado derecho).

por debajo de 2σ , estas galaxias son SN2011io, NGC2558, SN2016hmk, UGC04455, SN2014dl, UGC04197, NGC2771, CGCG004035 y UGC11649 (ver tabla 4.3).

A continuación describiremos estas galaxias, es decir, describiremos de manera general a las galaxias que presentan un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ pero están 2σ por debajo de la SFMS, exploraremos su morfología, su aspecto y emisión en $\text{H}\alpha$.

La galaxia NGC2558 (figura 4.7) está clasificada en Hyperleda como una galaxia tipo Sa, es decir, se trata de una galaxia espiral con brazos poco definidos (arremolinados), esta galaxia tiene un bulbo perfectamente definido, puede observarse que los brazos están juntos, también puede observarse en la figura 4.7 que la galaxia parece ser un poco rojiza en el visible (lado izquierdo) lo cual puede indicar poca actividad de formación estelar. Existe un tipo de galaxia intermedio entre S0 y Sa, estas galaxias son llamadas galaxias pasivas, son galaxias con menos materia interestelar y formación estelar que una galaxia espiral equivalente, es decir, son galaxias con estructura espiral pero con muy poca o ninguna formación estelar.

También puede observarse la emisión de $\text{H}\alpha$ (color verde) de la galaxia NGC2558 en la subfigura dentro de la imagen del lado derecho (ver Figura 4.7 lado derecho, subfigura inferior izquierda) esta figura nos muestra los lugares en donde se obtiene emisión en $\text{H}\alpha$, aquí podemos ver que esta emisión se da en toda la galaxia

Galaxia	Morfología ^a	EW(H α) ^b	log(SFR) ^c	Observaciones
SN2011io	S0 ⁻	10.0079	-0.82655	Galaxia pasiva
NGC2558	S0 ⁺	8.4348	-0.22580	Galaxia pasiva
SN2016hnk	Sb	8.3272	-0.63676	Galaxia pasiva
UGC04455	SBb	7.3353	0.054495	Galaxia pasiva
SN2014dl	Sa	7.0344	-0.49361	Galaxia pasiva
UGC04197	Sba	6.7832	-0.44818	Galaxia pasiva
NGC2771	Sa	6.5689	-0.42590	Galaxia pasiva
CGCG004035	Sa	6.4512	-0.32989	Galaxia pasiva
UGC11649	Sba	6.0916	-0.49376	Galaxia pasiva

^aHyperLeda

^bUnidades[]

^cUnidades[log(M_⊙yr⁻¹)]

Tabla 4.3: En está tabla se muestra las galaxias atípicas que se encuentran por debajo de 2σ de la SFMS y que presentan un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$

por lo que suponemos que la causa por la cual la galaxia a pesar de presentar un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ presenta una SFR baja y la coloca por debajo de la SFMS, puede deberse que al momento de promediar el $EW(H\alpha)$ de toda la galaxia nos da un valor bajo comparada con el valor de $\log(SFR)$ que presenta (ver Tabla 4.3). Este puede ser la causa por la cual esta galaxia se encuentra 2σ por debajo de la SFMS.

La galaxia UGC04455 (Figura 4.8) está clasificada en Hyperleda como una galaxia tipo Sb, es decir, se trata de una galaxia la cual cuenta con una barra central, podemos notar también que esta galaxia tienen un bulbo definido y puede verse en color visible (Figura 4.8 lado izquierdo) que la galaxia tiene un tono mayoritariamente rojizo, muy parecido al color de la galaxia NGC2558 (ver Figura 4.7) lo cual puede indicarnos que se trata de una galaxia con poca formación estelar.

En la figura 4.8 podemos observar también que la galaxia UGC04455 presenta emisión en H α (Figura 4.8, miniatura lado derecho) y puede observarse que la emisión en H α se encuentra mayoritariamente distribuida en la orilla del disco y hay muy poca emisión en el centro, y ya que el $EW(H\alpha)$ que estamos analizando en este trabajo proviene de toda la emisión en H α independiente de su origen, es probable que al promediar el $EW(H\alpha)$ en toda la galaxia, éste dé como resultado un valor bajo en

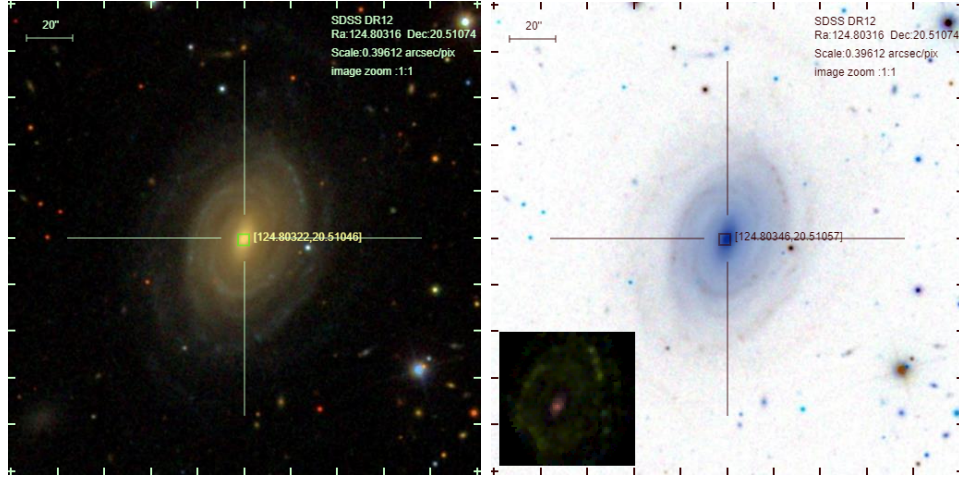


Figura 4.7: Imágenes de la galaxia NGC2558 en el visible (lado izquierdo) e imagen con color invertido (lado derecho).

$EW(H\alpha)$, lo cual podría ser la causa por la que esta galaxia se encuentra por debajo de la SFMS a pesar de tener un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$.

Como casos análogos a la galaxia UGC04455 tenemos a las galaxias con barra NGC2771 (Paneles superiores Figura 4.9), UGC11649. Estas galaxias presentan un comportamiento y morfología similares, puede verse que su emisión en $H\alpha$ está distribuida mayoritariamente de las orillas del disco y la emisión en el centro es muy poca comparada con esta.

Las similitudes entre estas galaxias podría indicarnos el por qué estas galaxias se encuentran tan abajo (dentro de 3σ) en la SFMS a pesar de tener un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$. Cabe resaltar que si bien es cierto estas tres galaxias se encuentran por debajo de la SFMS, su valor $EW(H\alpha)$ es apenas superior a 6\AA (ver tabla 4.3) colocando a estas galaxias por debajo más allá de 2σ de la SFMS en el plano $\Delta SFMS - \log(sSFR)$.

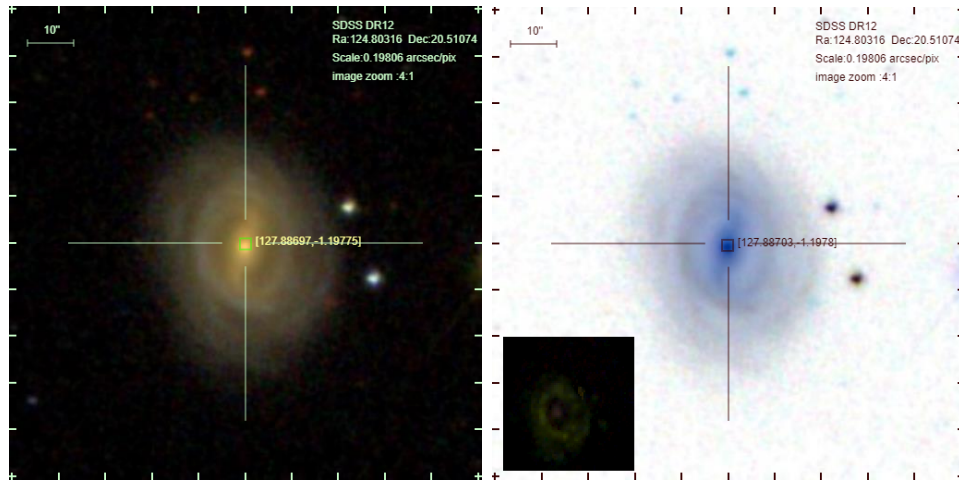


Figura 4.8: Imágenes de la galaxia UGC04455 en color visible (lado izquierdo) e imagen en color invertido (lado derecho), la miniatura en la imagen del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$

La galaxias CGCG004035 y SN2016hnk (figura 4.10) están catalogadas por Hyperleda como galaxias Sa y Sb respectivamente, sin embargo estas dos galaxias presentan una emisión $H\alpha$ muy similar, esto es que la emisión se puede ver en las orillas del disco de la galaxia formando un anillo alrededor y también puede verse que existe emisión en el centro de la galaxia, por lo que podemos ver que al promediar la emisión $H\alpha$ de la galaxia completa esta presentará un SFR más baja que el valor esperado para una galaxia con esa misma emisión en la SFMS. Puede observarse que el valor de $EW(H\alpha)$ es muy cercano a 6\AA (Ver tabla 4.3).

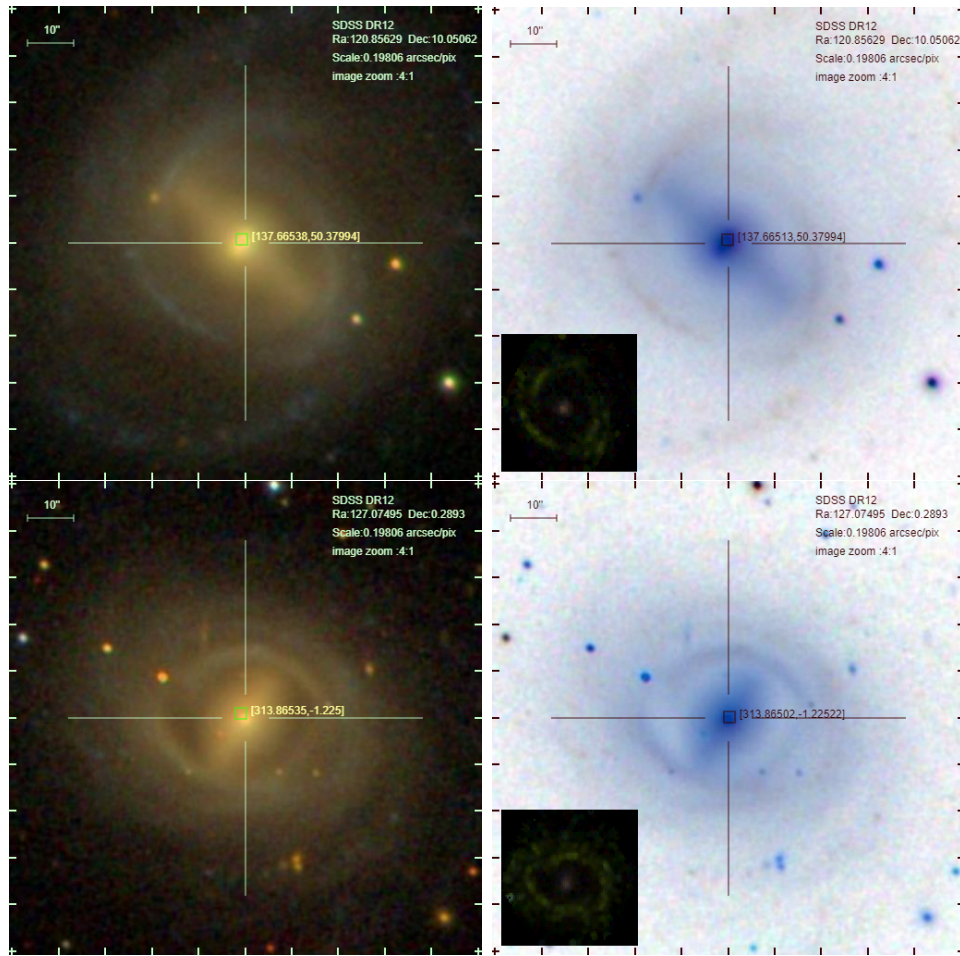


Figura 4.9: En esta imagen se muestran las galaxias con barra NGC2771 (paneles superiores) y UGC11649 (paneles inferiores), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en H α de las galaxias respectivas.

La galaxias SN2014dl y UGC04197 (Figura 4.11) están catalogadas en Hyperleda como galaxias tipo Sa y Sba respectivamente. Puede verse que la emisión de H α de ambas galaxias está distribuida en toda la galaxia, más aún, podemos observar en la figura 4.11 que estas galaxias tiene una distribución de H α muy parecida a la galaxia NGC2558 (ver figura 4.7) en donde se puede observar que la emisión de H α está distribuida en toda la galaxia, lo cual puede ser un caso de galaxias pasivas las cuales tienen una formación estelar más baja de la esperada comparada con otra galaxia que tiene su misma morfología y masa similar. Esto podría explicar el por qué estas galaxias se encuentran por debajo (2σ) de la SFMS.

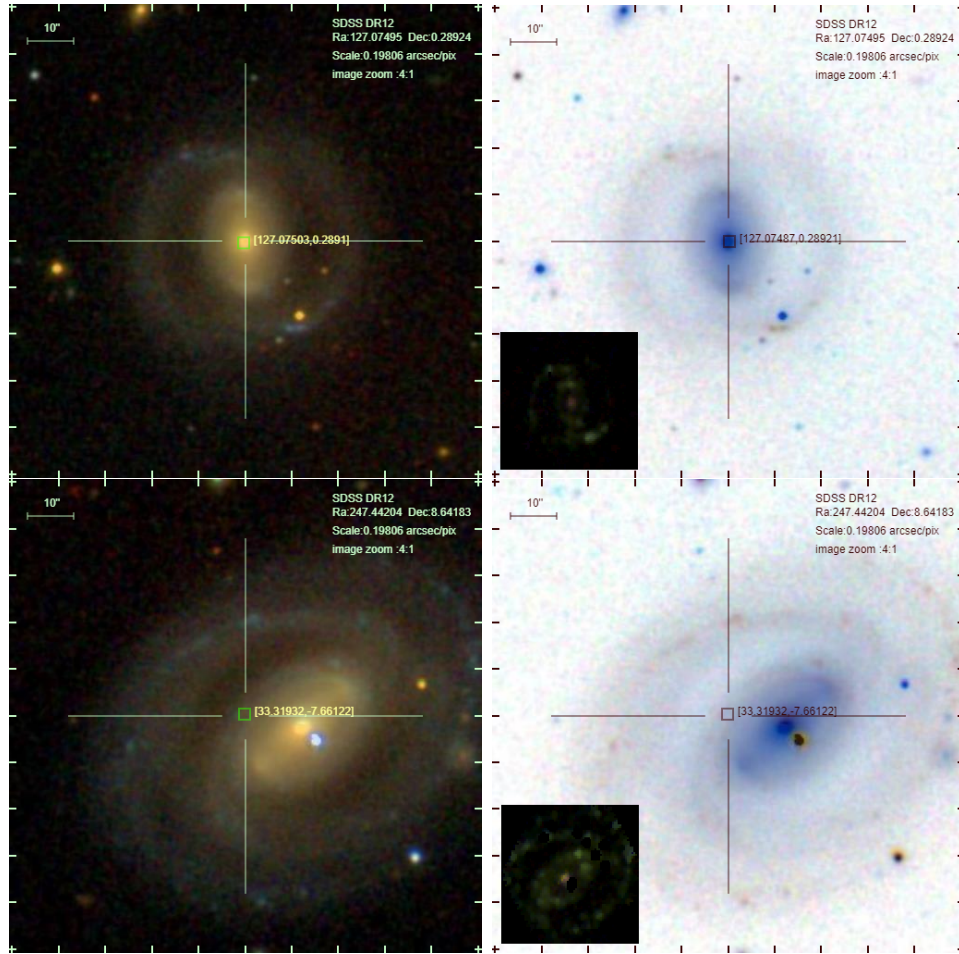


Figura 4.10: En esta imagen se muestran las galaxias CGCG004035 (paneles superiores) y SN2016hnk (paneles inferiores), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de las galaxias respectivas.

La galaxia SN2011io (Figura 4.12) está catalogada en Hyperleda como una galaxia tipo $S0^-$, es decir como una galaxia lenticular. Podemos ver también que la emisión de $H\alpha$ de esta galaxia parece encontrarse débilmente en el centro de la misma, y dado que nosotros estamos utilizando $EW(H\alpha)$ de toda la galaxia, entonces al momento de promediar el valor de $H\alpha$ de toda la galaxia esta nos da un valor cercano a 6\AA (ver tabla 4.3) pero tiene con una SFR por debajo de un valor esperado para una galaxia con $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$. Este puede ser el motivo por el cual la galaxia SN2011io se encuentra por debajo (2σ) de SFMS (ver figura 4.4).

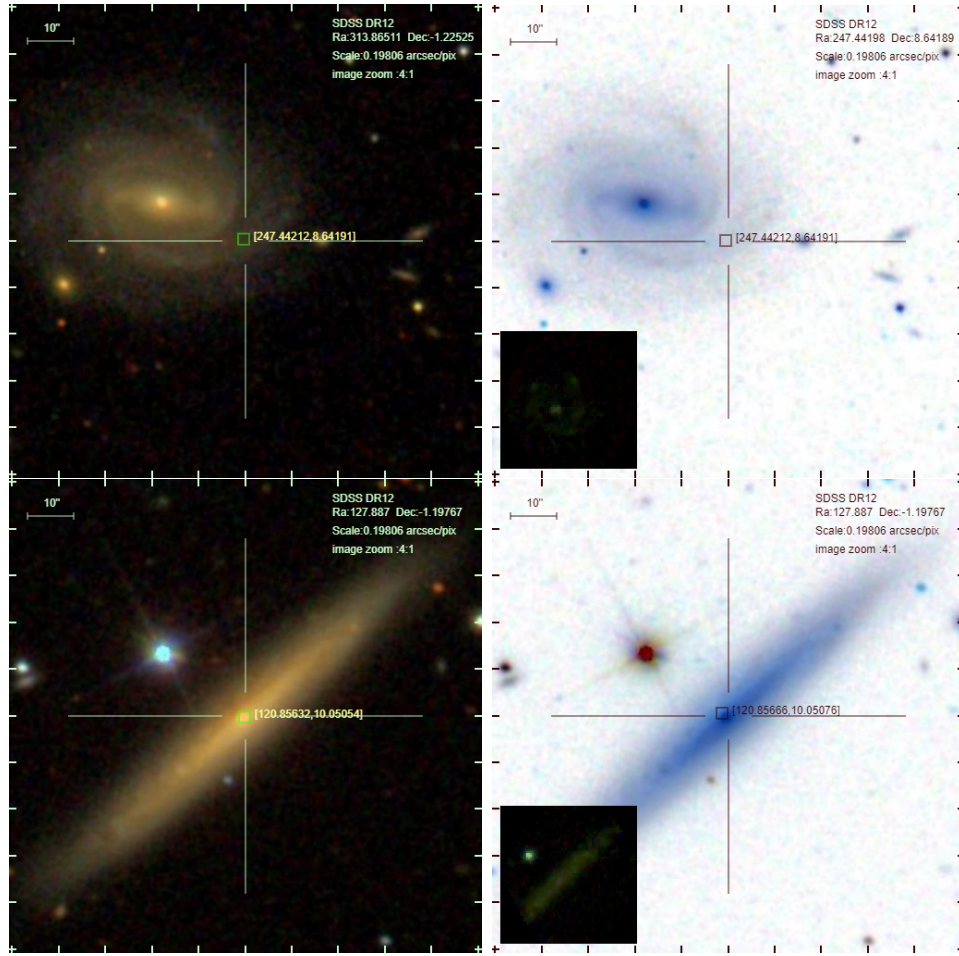


Figura 4.11: En esta imagen se muestran las galaxias SN2014dl (paneles superiores) y UGC04197 (paneles inferiores), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de las galaxias respectivas.

Galaxias atípicas con $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$

Aquí exploraremos de manera general a las galaxias que presentan un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ y que se encuentran dentro de 1σ y 2σ por arriba de la SFMS. Exploraremos su morfología, su aspecto y su emisión en $H\alpha$ (ver tabla (4.4)).

Debemos mencionar que en este trabajo se esta observando el $EW(H\alpha)$ de toda la galaxia. Las galaxias que se encuentran dentro de 1σ son NGC6251, CGCG97120d, NGC1167, NGC5614, NGC0426, NGC5218, SN2009cz, IC1683, VIIZw466ab, NGC5930 y PTF14aaf. Las galaxias que se encuentran por arriba de 1σ pero dentro de 2σ son UGC11680NED02 y NGC2639. Por último la galaxia que se encuentra por arriba de

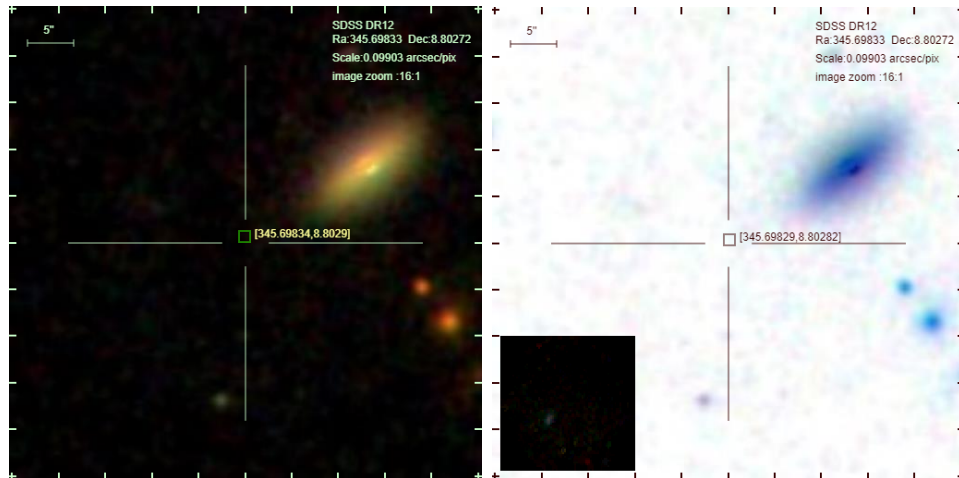


Figura 4.12: En esta imagen se muestran la galaxia SN2011io , las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia.

2σ es NGC2431.

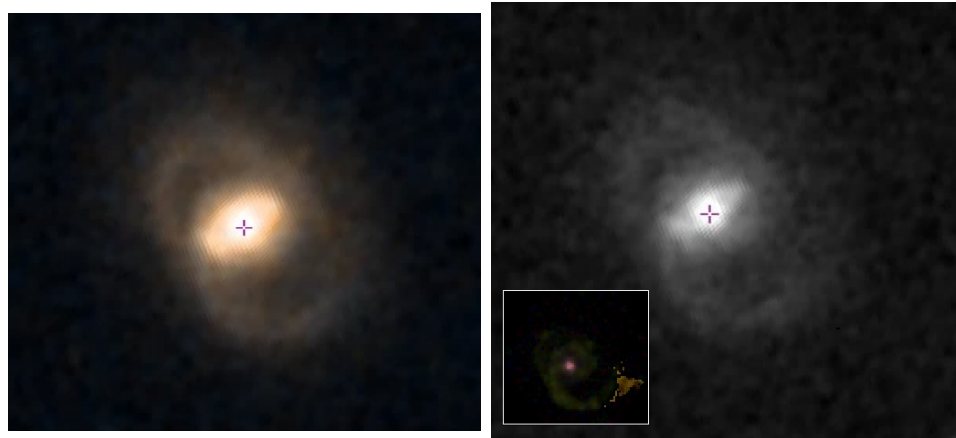


Figura 4.13: En esta imagen se muestran la galaxia NGC2431, las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia.

La galaxia NGC2431 (Figura 4.13) está catalogada en Hyperleda como una galaxia tipo Sa, es decir como una galaxia espiral temprana, también se reporta la existencia de una barra en esta galaxia. Podemos ver en la figura 4.13 que la emisión de $H\alpha$ de esta galaxia parece encontrarse mayoritariamente en el centro de la misma y en menor medida en uno de sus brazos. El color de la emisión central indica que es posible que esta galaxia sea un AGN. Dado que estamos utilizando $EW(H\alpha)$ de toda la galaxia,

Galaxia	Morfología ^a	EW(H α) ^b	log(SFR) ^c	Observaciones
NGC2431	Sa	3.86020	1.5470	Galaxia barrada
UGC11680NED02	E	5.72287	0.9243	Emisión intensa central
NGC2639	Sa	5.72039	1.1477	Emisión en el disco
NGC6251	E	0.72999	0.7715	Emisión central
CGCG97120d	Sab	1.37142	0.3533	Emisión central
NGC1167	S0 ⁻	2.02353	0.5398	Emisión débil exterior
NGC5614	Sa	3.11716	0.5995	Emisión en el disco
NGC0426	E	3.13082	0.8370	Emisión central
NGC5218	Sd	4.66586	0.2460	Emisión en el disco
SN2009cz	S0 ⁺	4.91928	0.91030	Emisión central
IC1683	Sc	4.95683	0.55381	Galaxia barrada
VIIZw466a _b	Sbc	5.18211	0.52485	Emisión central
NGC5930	Sab	5.59125	0.48542	En interacción
PTF14aaf	Sb	5.62999	0.71451	En interacción

^aHyperLeda

^bUnidades[Å]

^cUnidades[$\log(M_{\odot}yr^{-1})$]

Tabla 4.4: En esta tabla se muestra las galaxias atípicas que se encuentran dentro de 1σ y por arriba de 2σ de la SFMS pero presentan un $EW(H\alpha) < 6\text{Å}$

al momento de promediar el valor de H α de toda la galaxia, esta nos da un valor por debajo de 6Å (ver Tabla 4.4) pero tiene SFR por arriba del valor esperado para una galaxia con $EW(H\alpha) < 6\text{Å}$. Este puede ser el motivo por el cual la galaxia NGC2431 se encuentra por arriba (2σ) de la SFMS (ver figura 4.4).

En Hyperleda la galaxia NGC2639 está catalogada como galaxia espiral tipo Sa mientras que las galaxias UGC11680NED02 y NGC0426 están catalogadas en Hyperleda como galaxias elípticas tipo E. Podemos ver en la figura 4.14 (paneles superiores) que la emisión de H α de la galaxia NGC2639 se encuentra principalmente en el disco de la galaxia y no en la parte central, de modo que al promediar la emisión H α en toda la galaxia se obtiene un $EW(H\alpha) < 6\text{Å}$, pero un SFR por arriba del valor esperado para una galaxia de masa similar. Por otra parte, podemos ver en la figura 4.14 (paneles superiores) que la emisión de H α de la galaxia UGC11680NED02 parece encontrarse mayoritariamente en el centro de ella (ocurre una situación similar con la galaxia NGC0426), similar a la galaxia NGC2431. Como se ha mencionado, estamos

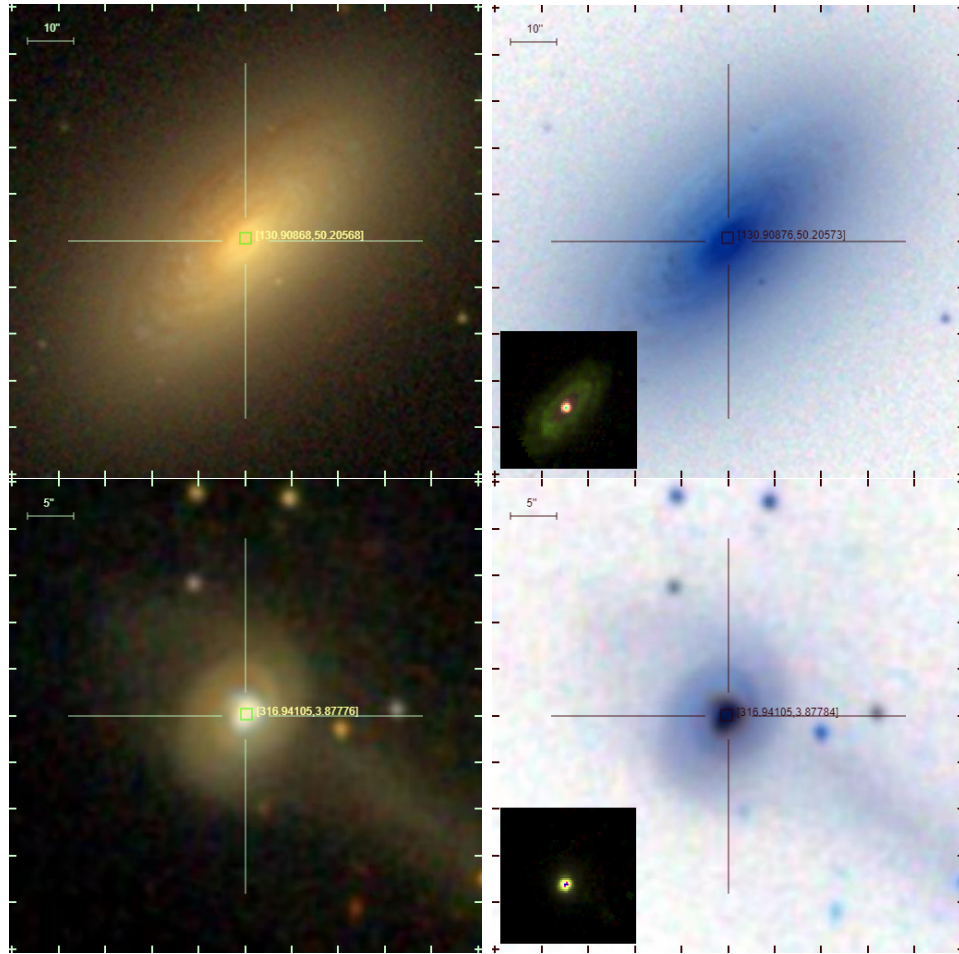


Figura 4.14: En esta imagen se muestran las galaxias UGC11680NED02, NGC6251 respectivamente. Las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia.

utilizando $EW(H\alpha)$ de toda la galaxia, de modo que al momento de promediar el valor de $H\alpha$ de toda la galaxia se obtiene un valor por debajo de 6\AA (ver tabla 4.4) pero se obtiene una SFR por arriba del valor esperado para una galaxia con $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$. Este puede ser el motivo por el cual la galaxia NGC2431 se encuentra dentro de 1σ de la SFMS (ver figura 4.4).

Las galaxias PTF14aaf y NGC5930 (ver figura 4.15) se encuentran catalogadas como galaxias espirales tardías. La galaxia PTF14aaf se encuentra en interacción (ver figura 4.15 paneles superiores) al igual que la galaxia NGC5930 (ver figura 4.15 paneles inferiores). Sin embargo, la emisión $H\alpha$ de la galaxia PTF14aaf se encuentra

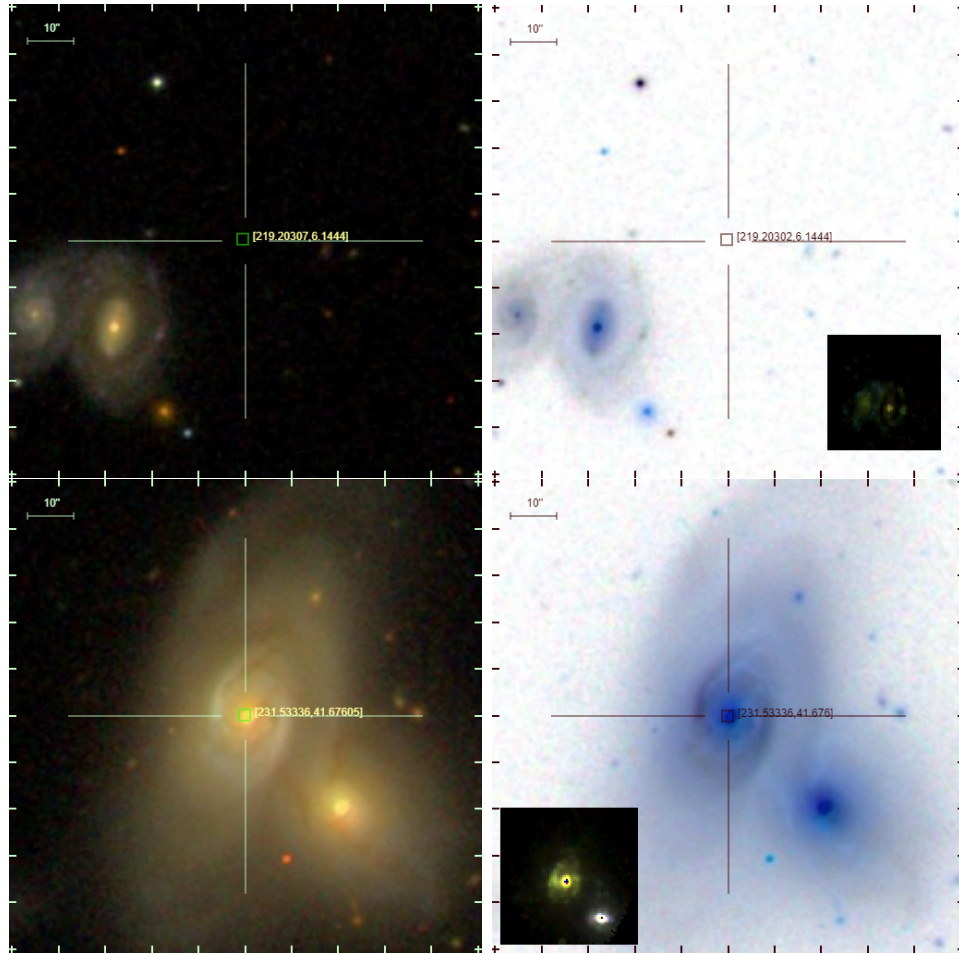


Figura 4.15: En esta imagen se muestran la galaxias PTF14aaf (panel superior) y NGC5930 (panel inferior), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia.

en la parte externa (ver figura 4.15, miniatura panel superior derecho) mientras que en la galaxia NGC5930 su emisión $H\alpha$ proviene de la parte central (ver figura 4.15, miniatura panel inferior derecho). Podemos observar que la emisión $H\alpha$ de ambas galaxias es intensa pero está muy localizada en una cierta región de la propia galaxia, de modo que al promediar la emisión $H\alpha$ en toda la galaxia se obtiene un valor $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ pero una SFR por arriba del valor esperado para galaxias en la RGS.

La galaxia NGC6251 está catalogada en Hyperleda como galaxia elíptica tipo E (ver tabla 4.4), podemos observar que la emisión $H\alpha$ de esta galaxia está ubicada mayoritariamente en una región compacta en el centro de la galaxia (ver figura 4.16,

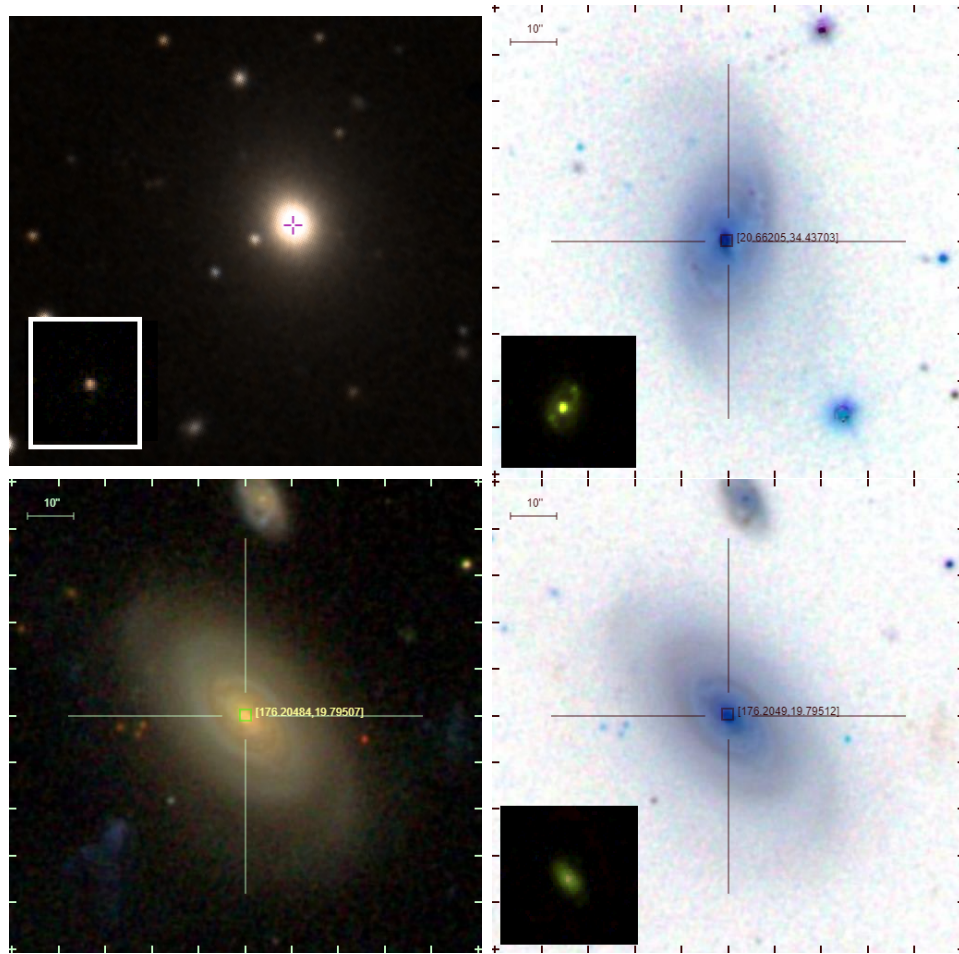


Figura 4.16: En esta imagen se muestran la galaxias NGC6251 (panel superior izquierdo), IC1683 (panel superior derecho) y CGCG97120d (panel inferior). Las miniaturas en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia.

miniatura panel superior izquierdo), por lo cual al momento de promediar su emisión en $H\alpha$ y calcular $EW(H\alpha)$ de toda la galaxia, se obtiene un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ y una SFR por arriba del valor esperado para una galaxia en la RGS. La galaxia IC1683 está catalogada en Hyperleda como una galaxia espiral tipo Sc, se ha reportado que esta galaxia contiene una barra (ver tabla 4.4). Se puede observar que la emisión $H\alpha$ está ubicada en toda la galaxia pero se tiene una emisión más intensa en el centro comparada con la emisión en su parte externa (ver figura 4.16 miniatura panel superior derecho), sin embargo el valor promedio $EW(H\alpha)$ para toda la galaxia está por debajo de los 6\AA . Las galaxias CGCG97120d, NGC1167, SN2009cz, VIIZw466ab

están catalogadas en Hyperleda como galaxias espirales, se observa que la emisión de $H\alpha$ en estas galaxias proviene de la parte central, teniendo una poca o nula emisión en el disco, al tomar el $EW(H\alpha)$ integrado de toda la galaxia se obtiene un valor por debajo de los 6\AA lo que las coloca en la RGS, sin embargo presentan una SFR por arriba del valor esperado para una galaxia en la RGS.

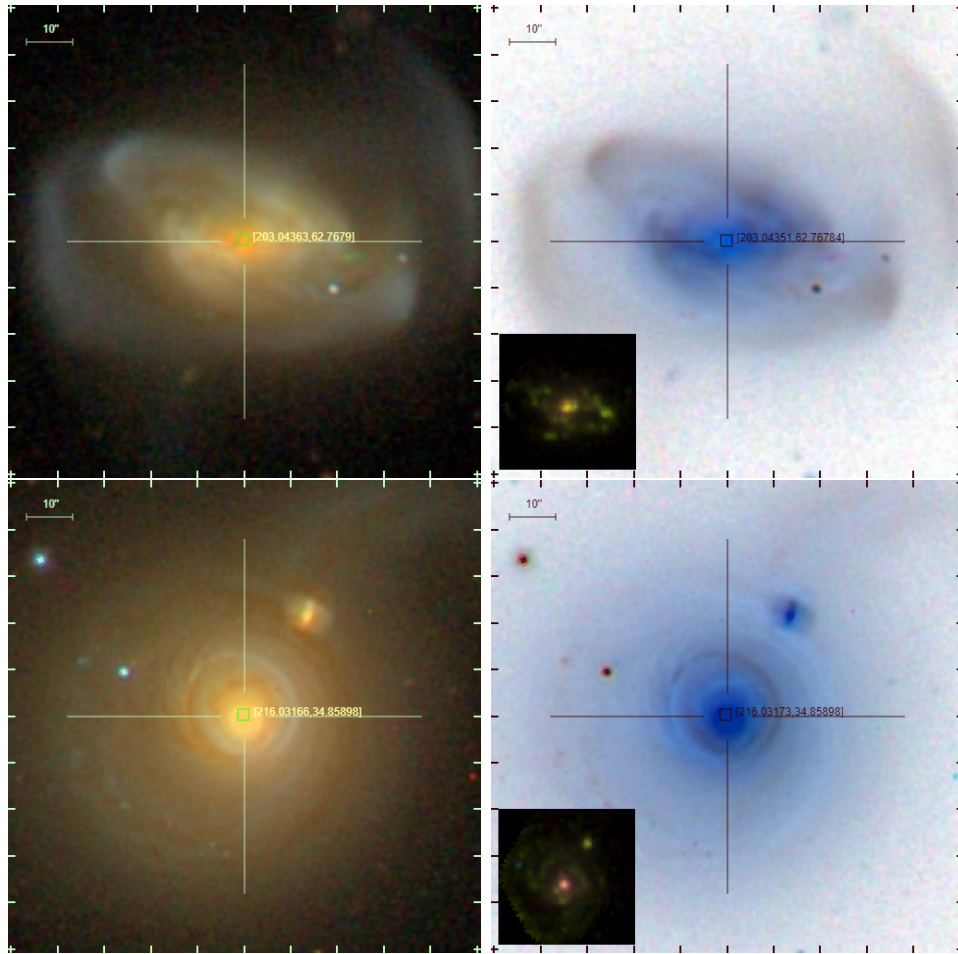


Figura 4.17: En esta imagen se muestran las galaxias NGC5218 (paneles superiores) y NGC5614 (paneles inferiores), las miniatura en las imágenes del lado derecho muestra la emisión en $H\alpha$ en color verde de la galaxia.

Las galaxias NGC5218 y NGC5614 están catalogadas en Hyperleda como galaxias espirales (ver tabla 4.4). Podemos observar que la emisión $H\alpha$ de estas galaxias esta distribuida en el disco (ver figura 4.17 miniaturas paneles derechos) mientras que en la parte central podemos ver poca o nula emisión $H\alpha$. Como se ha mencionado

anteriormente, la emisión $H\alpha$ que estamos usando en este trabajo es integrada en toda la galaxia, de modo que al promediar el $EW(H\alpha)$ de toda la galaxia obtenemos un valor por debajo de los 6\AA , sin embargo se obtiene una SFR por arriba del valor esperado para galaxias de masas similares en la RGS.

Hasta aquí hemos realizado un inspección general sobre las galaxias atípicas, es decir, hemos visto su morfología, su $EW(H\alpha)$ y su SFR, de aquellas galaxias en la SFMS que se encuentran fuera de 2σ y de aquellas galaxias en la RGS que se encuentran dentro de 1σ y 2σ de la SFMS. En general, podemos decir que una gran porción de estas galaxias se encuentran en procesos de fusión o su fuente central de ionización se puede deber a un núcleo activo. En un artículo científico realizaremos un estudio más detallado de este tipo de galaxias atípicas.

4.2. Relación entre residuos y propiedades del gas molecular

4.2.1. Relación entre $\Delta SFMS$ y $\log(M_{\text{gas}})$

Como puede observarse en la figura 4.18 al graficar $\Delta SFMS$ y $\log(M_{\text{gas}})$, podemos observar que las galaxias que tienen un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ (puntos rojos) parecen tener una dispersión que sigue una tendencia ascendente y podemos observar que se confirma con la elipse de confianza (elipse roja). De igual manera para las galaxias que presentan un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ (puntos azules) las cuales, al igual que los puntos rojos, parecen tener una dispersión que sigue una tendencia ascendente y podemos observar que se confirma con la elipse de confianza (elipse azul). Podemos observar que ambas elipses presentan una orientación visiblemente similares, más aún, puede observarse que las elipses poseen una excentricidad tal que nos sugiere que existe una correlación ($r_{SFMS} = 0.59$ puntos azules y $r_{RGS} = 0.67$ puntos rojos) considerable entre $\Delta SFMS$ y $\log(M_{\text{gas}})$. También podemos observar que las galaxias que se encuentran en la SFMS poseen una masa de gas mayor que las galaxias que se encuentran en la secuencia de galaxias retiradas, esto puede confirmarse ubicando el centro de cada elipse los cua-

les estarán ubicados en el promedio de $\log(M_{\text{gas}})$ de cada secuencia, estos promedios se encuentran en $\log(M_{\text{gas}})=8.39M_{\odot}$ para las galaxias retiradas y $\log(M_{\text{gas}})=9.75M_{\odot}$ para las galaxias en la SFMS.

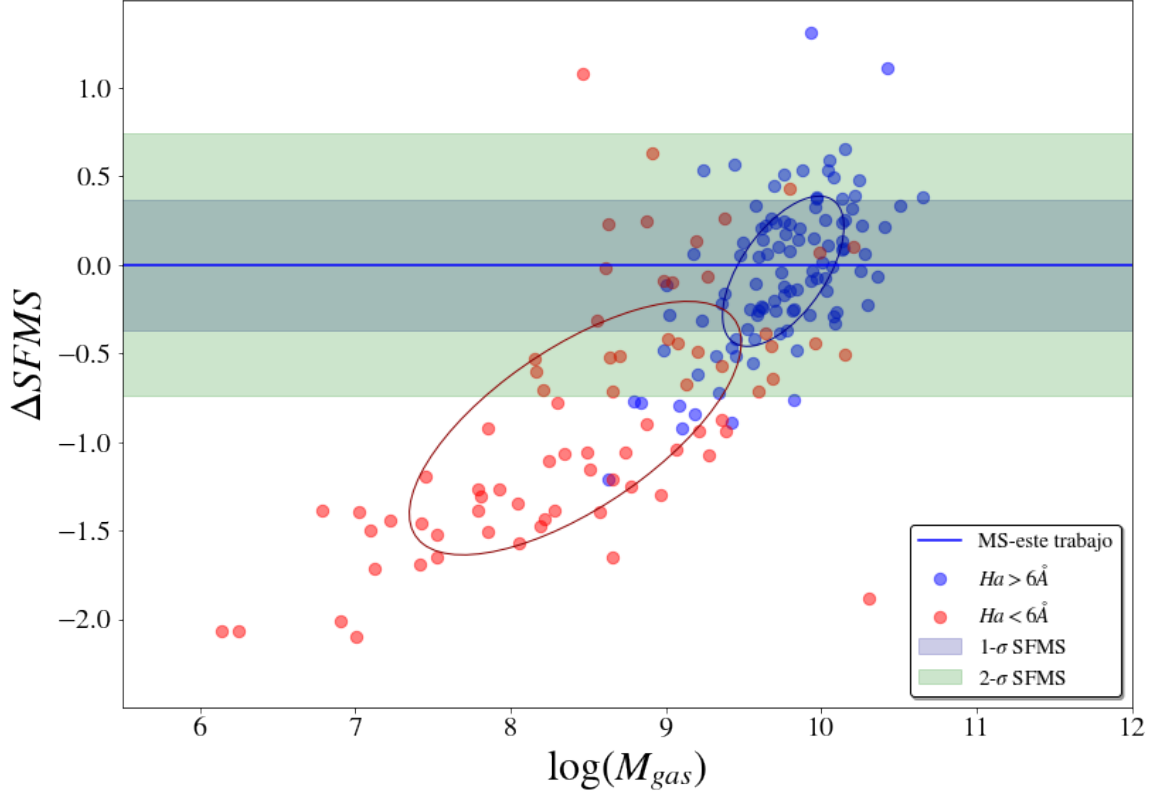


Figura 4.18: En este gráfico se muestra la relación existente entre ΔSFMS y $\log(M_{\text{gas}})$. La línea horizontal azul es la recta encontrada por nuestro ajuste lineal en el plano SFR- M_* . Los puntos azules representan a las galaxias de la muestra en la SFMS, es decir, galaxias que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ mientras que los puntos rojos representan galaxias de la muestra que se encuentran en la RGS, es decir, galaxias que tienen $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$, las elipses nos indican la forma en la que ΔSFMS y $\log(M_{\text{gas}})$ están correlacionadas.

Podemos observar en la figura 4.18 que a medida que la masa de gas aumenta en las galaxias también lo hace en el valor que toma en ΔSFMS , lo cual nos indica que mientras más masa de gas posea una galaxia parece que su SFR también aumenta. Sin embargo al observar la inclinación de las elipses, notamos que la distribución de galaxias retiradas tiene un inclinación ligeramente menor que las galaxias de formación estelar, lo que sugiere que este aumento de la masa de gas parece ser ligeramente

menor en las galaxias que tienen un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ (puntos rojos) que en las galaxias que muestran un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ (puntos azules).

Como se espera, podemos observar que la elipse de confianza azul está totalmente contenida dentro de 1σ pero una parte considerable de la elipse de confianza roja se encuentra dentro de 2σ de $\Delta SFMS$ e incluso parece que una parte se superpone con la elipse azul. Esto puede deberse a que un gran número de galaxias con un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ están mezcladas con las galaxias que tiene un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$, es decir, existe una región en donde se puede encontrar galaxias que tienen una masa de gas similar pero diferente valor en $\Delta SFMS$.

4.2.2. Relación entre $\Delta SFMS$ y $\log(F_{\text{gas}})$

En la figura 4.19 se muestra la relación que existe entre $\Delta SFMS$ y $\log(F_{\text{gas}})$, podemos observar un comportamiento muy parecido con la figura 4.18, es decir, podemos observar que las galaxias que tienen un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ (puntos rojos) parecen tener una dispersión que sigue una tendencia ascendente y podemos observar que se confirma gráficamente con la elipse de confianza (elipse roja). De igual manera para las galaxias que presentan un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ (puntos azules) las cuales parecen tener una dispersión que sigue una tendencia ascendente y podemos observar que gráficamente se confirma con la elipse de confianza (elipse azul). Podemos observar que ambas elipses muestran una excentricidad considerable, esto indica que las variables $\Delta SFMS$ y $\log(F_{\text{gas}})$ están fuertemente relacionadas ($r_{SFMS} = 0.64$ puntos azules, es decir, galaxias en la SFMS y $r_{RGS} = 0.69$ puntos rojos, es decir galaxias en la RGS). más aún, ambas elipses muestran una inclinación similar entre si, esto sugiere que, independientemente de $EW(H\alpha)$, las galaxias parecen tener una tendencia ascendente, es decir, conforme las galaxias parecen tener una fracción de gas mayor el valor que toman en $\Delta SFMS$ aumenta. Esto implica que conforme la fracción de gas aumenta también lo hace su tasa de formación estelar.

Podemos observar también que la mayoría de las galaxias que presentan una baja fracción de gas, tienen un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$, es decir, pertenecen a la RGS, por otra parte, la mayoría de las galaxias que presentan un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ también presentan

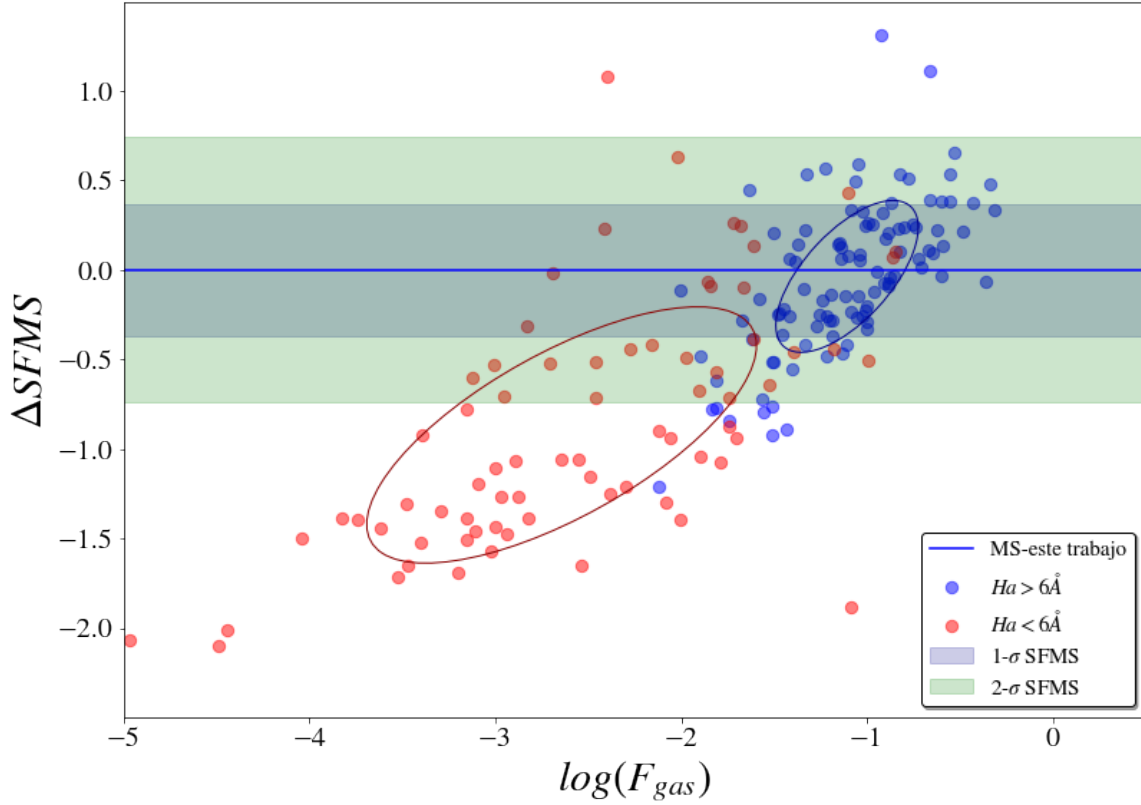


Figura 4.19: En este gráfico se muestra la relación existente entre ΔSFMS y $\log(F_{\text{gas}})$. La línea horizontal azul es la recta encontrada por nuestro ajuste lineal en el plano SFR- M_* . Los puntos azules representan a las galaxias de la muestra en la SFMS, es decir, galaxias que tienen un $\text{EW}(H\alpha) > 6\text{\AA}$ mientras que los puntos rojos representan galaxias de la muestra que se encuentran en la RGS, es decir, galaxias que tienen $\text{EW}(H\alpha) < 6\text{\AA}$, las elipses nos indican la forma en la que ΔSFMS y $\log(F_{\text{gas}})$ están correlacionadas.

un fracción de gas mayor y una SFR mayor respecto a las galaxias retiradas. Puede observarse en la figura 4.19 que si bien la elipse azul y roja se encuentran separadas y la elipse azul se encuentra dentro de 1σ , como se esperaba, una parte considerable de la elipse roja se encuentra dentro de 1σ y 2σ . En la sección 5.3.1 se discutirá este hecho.

4.2.3. Relación entre ΔSFMS y SFE

En la figura 4.20 se muestra la relación que existe entre las variables ΔSFMS y SFE, podemos observar que las galaxias que tienen un $\text{EW}(H\alpha) > 6\text{\AA}$ (puntos azules)

presentan una tendencia ascendente. Esta tendencia en las galaxias que pertenecen a la SFMS puede confirmarse con la inclinación de la elipse de confianza azul.

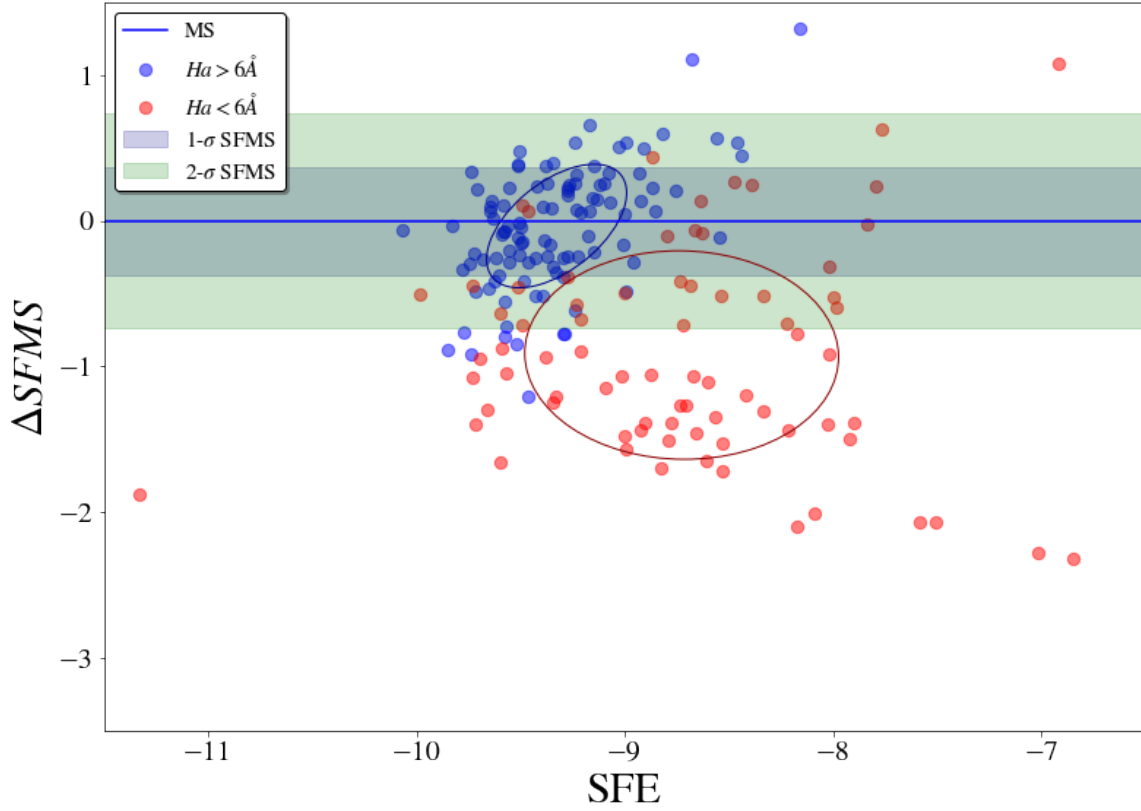


Figura 4.20: En este gráfico se muestra la relación entre ΔSFR y SFE la línea horizontal azul representa el ajuste lineal realizado en el plano $SFR-M_*$ para las galaxias formadoras de estrellas, los puntos azules son galaxias que tiene un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ y los puntos rojos son galaxias que tienen un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$, las elipses nos indican la forma con la que se relacionan ambas variables.

También podemos notar visiblemente que la elipse azul presenta una excentricidad que nos sugiere que existe una relación fuerte ($r_{SFMS} = 0.53$) entre las variables de $\Delta SFMS$ y SFE en galaxias que pertenecen a la SFMS. También hemos calculado el valor promedio de la variable de SFE para las galaxias en la secuencia principal y como se indicó en la sección 3.2.2, es decir, el centro de la elipse. Este valor promedio se encuentra en $\log(SFE) = -9.32 yr^{-1}$ para estas galaxias. También podemos observar que la elipse azul parece conservar la misma inclinación que se observa de la figura 4.19, esto nos sugiere que, en ambas gráficas, tanto la fracción de gas como la SFE tienen un impacto similar en modular el exceso o la escasez de SFR en las galaxias

que se encuentran en la secuencia principal. Este resultado es de gran importancia ya que nos está indicando que, tanto la cantidad de gas para formar estrellas como la eficiencia con la cual se forman las estrellas en la galaxia, parecen tener el mismo impacto en ΔSFMS para las galaxias que forman activamente estrellas.

Por otra parte podemos observar que las galaxias que tienen un $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$ (puntos rojos) tienen una dispersión visiblemente mayor que las galaxias en la SFMS. Podemos observar que la elipse de confianza roja tiene una excentricidad mucho menor que la elipse azul indicando que la relación entre las variables ΔSFMS y SFE tienen una baja correlación ($r_{\text{RGS}} = -0.01$) comparada con la correlación de estas mismas variables para las galaxias en la SFMS ($r_{\text{SFMS}} = 0.53$). Otro punto a destacar es la posición en donde se encuentra la elipse roja respecto a la elipse azul, hemos calculado el valor promedio de SFE para galaxias en la RGS encontrando que el centro de la elipse roja se encuentra en $\text{SFE} = -8.72\text{yr}^{-1}$, es decir, se encuentra a la derecha del centro de la elipse azul. Esto nos está indicando que el valor promedio de SFE en las galaxias de la SFMS es menor que el promedio de SFE en las galaxias de la RGS a pesar que la SFR es mayor en las galaxias de la SFMS comparada contra la SFR que presentan las galaxias en la RGS. En el capítulo 5 se discutirá este hecho y se comparará contra estudios realizados previamente por otros autores.

4.3. Relación entre ΔSFMS y la morfología

En la figura 4.21 se muestra la relación que existe entre ΔSFMS y la morfología de las galaxias. Cabe resaltar que en el eje horizontal de la figura se tienen la morfología según la clasificación que obtuvimos por Hyperleda, esta clasificación es numérica y toma un rango de valores enteros desde 10 hasta -5 , siendo 10 una galaxia irregular (Ir) y -5 una galaxia elíptica (E). Para obtener una mejor perspectiva y visualización ordenamos el tipo morfológico de menor (Ir) a mayor (E). Es importante recordar que (como se mencionó en la sección 3.1) la muestra que estamos estudiando en este trabajo consta de galaxias en el bin de masas entre $10.5 < \log(M_*/[M_\odot]) < 11.5$ por lo que en la figura 4.21 solo se están considerando estas galaxias.

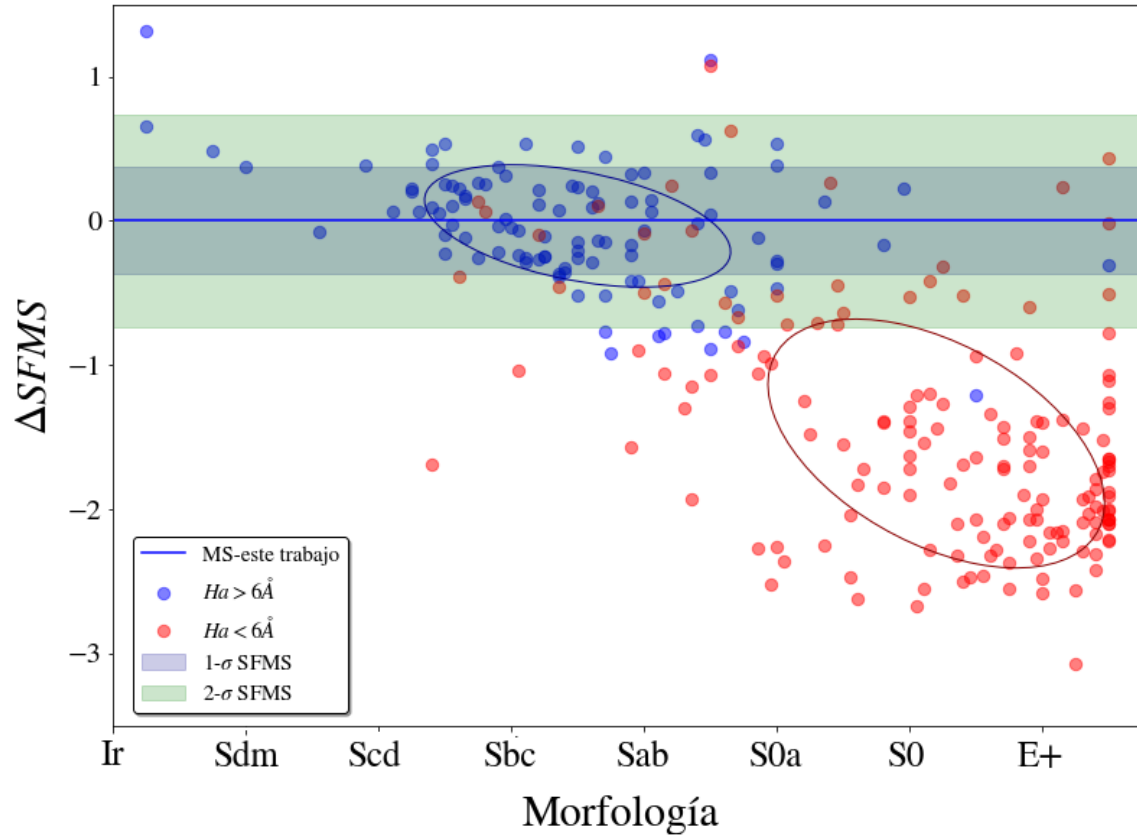


Figura 4.21: En este gráfico se muestra la relación entre ΔSFR y la morfología la línea horizontal azul representa el ajuste lineal realizado en el plano $SFR-M_*$ para las galaxias formadoras de estrellas que están en la SFMS, los puntos azules son galaxias que tiene un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ y los puntos rojos son galaxias que tienen un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$, las elipses nos indican la forma con la que se relacionan $\Delta SFMS$ y la morfología.

Puede observarse en la figura 4.21 que las galaxias que tienen un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ (puntos azules), es decir galaxias en la SFMS, están agrupadas mayoritariamente entre las galaxias de tipo espiral (Sa y Sb), lo cual está muy de acuerdo con la literatura (e.g, González Delgado, R. M. et al. 2016). Podemos observar que existe una correlación fuerte ($r_{SFMS} = 0.42$) entre las variables $\Delta SFMS$ y la morfología en estas galaxias, esta relación entre estas variables puede confirmarse con la excentricidad de la elipse de confianza azul, la cual podemos observar visualmente que es mayor que cero. Un aspecto a destacar es que la inclinación de la elipse nos sugiere que la SFR disminuye conforme se recorre la secuencia de Hubble, desde las galaxias irregulares pasando por las galaxias espirales hasta las elípticas.

Por otra parte puede observarse en la figura 4.21 que las galaxias que tiene un $EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$ (puntos rojos), es decir galaxias en la RGS, se agrupan mayoritariamente en galaxias de tipo lenticular (S0) y elípticas (E) lo cual está muy de acuerdo con la literatura (e.g. González Delgado, R. M. et al. 2016). Puede observarse que existe una correlación medianamente fuerte ($r_{\text{RGS}} = 0.47$) entre las variables ΔSFMS y la morfología, esta correlación puede confirmarse con la excentricidad de la elipse roja. Podemos observar también que la inclinación de la elipse roja nos indica la tendencia que siguen las galaxias en la RGS, esta tendencia es una tendencia descendente y puede comprobarse visualmente que la inclinación de la elipse roja es mayor comparada con la inclinación de la elipse azul, esto nos sugiere que la SFR disminuye más rápido en las galaxias en la RGS que en las galaxias de la SFMS conforme se recorre la secuencia de Hubble, desde las galaxias irregulares pasando por las galaxias espirales hasta las elípticas.

Es importante remarcar que en la figura 4.21 puede observarse que la elipse azul se encuentra dentro de 1σ (como se esperaba) sin embargo la elipse roja se encuentra por debajo de 2σ lo cual nos sugiere que la morfología tiene un gran impacto en separar a las galaxias en dos grupos, el primero en galaxias formadoras de estrellas, es decir, galaxias que presentan una alta SFR y el segundo en galaxias apagadas, es decir, galaxias que tienen una baja SFR.

Podemos notar también que independientemente del valor de $EW(H\alpha)$ las galaxias parecen seguir una tendencia descendente, es decir, puede observarse que a medida que la morfología de las galaxias cambia de galaxias de tipo tardío a galaxias de tipo temprano, las galaxias parecen ir disminuyendo el valor que toman en ΔSFMS y por tanto disminuye su SFR. Esto nos sugiere que las galaxias de tipo tardío parecen estar formando más estrellas que las galaxias de tipo temprano las cuales muestran valores pequeños de formación estelar, respecto a las galaxias de tipo tardío.

Capítulo 5

Discusión

En esta sección discutiremos los principales resultados obtenidos en el capítulo 4, discutiremos sobre el análisis de residuos realizado en la sección 4.1 y discutiremos sobre las galaxias atípicas observadas en la sección 4.1.4.

5.1. Plano SFR- M_*

Uno de los principales resultados obtenidos en el capítulo 4 es la gran similitud de la pendiente de la SFMS obtenida en este trabajo comparada con los valores obtenidos por Cano-Díaz et al. (2016) y Renzini & Peng (2015) (ver tabla 4.1). Podemos ver que el nivel de correlación para las galaxias en la SFMS, es muy similar al valor reportado por Cano-Díaz et al. (2016). Además, podemos notar que el valor de la pendiente encontrada en este trabajo es muy similar al valor reportado por Renzini & Peng (2015).

En la figura 4.1 puede observarse nuestro ajuste obtenido en este trabajo (línea sólida azul) junto a los ajustes realizados por Cano-Díaz et al. (2016) (línea punteada rosa) y Renzini & Peng (2015) (línea punteada negra). Puede observarse que el ajuste de regresión lineal realizado en este trabajo está situado gráficamente entre los ajustes reportados por Cano-Díaz et al. (2016) y Renzini & Peng (2015). También podemos observar en la figura 4.1 que, si bien el ajuste encontrado en este trabajo para la SFMS es muy similar a los ajustes reportados en la literatura, el ajuste para la RGS difiere

del ajuste reportado por Cano-Díaz et al. (2016), esto puede deberse principalmente a que el número de galaxias en nuestra muestra es mayor. Otro factor que puede impactar en la diferencia del mejor ajuste de secuencia de galaxias retiradas es que este trabajo se enfoca en galaxias que muestran un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ por lo que no se hizo una distinción de galaxias que presentan $3\text{\AA} < EW(H\alpha) < 6\text{\AA}$. Esta consideración puede estar afectando el ajuste entre este trabajo y el presentado por Cano-Díaz et al. (2016).

Este trabajo se centra solo en las galaxias masivas, es decir, en galaxias con una masa $10.5 < \log(M_* [M_\odot]) < 11.5$, esto se realizó con la intención de tener control sobre el potencial gravitacional y mitigar los efectos de la masa sobre los residuos ($\Delta SFMS$) para poder estudiar con más detalle otras propiedades que vemos como la sSFR, $EW(H\alpha)$, SFE, M_{gas} , F_{gas} y la morfología. Por este motivo solo estamos tomando el bin masivo. Una de las particularidades que notamos es que si solo tomamos el bin masivo y realizamos ajuste por regresión lineal sobre las galaxias que muestran un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$, la pendiente de este nuevo modelo presenta una inclinación más baja ($\log(SFR[M_\odot yr^{-1}]) = (0.59 \pm 0.02)\log(M_*) - 6.07 \pm 0.14$), esto hace que la recta encontrada al momento de ser graficada en el plano SFR- M_* esta parezca más horizontal comparada con la encontrada en este trabajo. Esto nos está indicando que las galaxias que tienen una masa $\log(M_* [M_\odot]) < 10.6$ tienen un gran impacto sobre la SFMS, más aún, modulan la pendiente de la SFMS por lo que las galaxias de baja masa juegan un rol importante al definir la SFMS.

Por otra parte, podemos ver en el panel inferior de la figura 4.1 que existen galaxias que están por arriba de la SFMS a una distancia mayor a 1σ e incluso 2σ . En la sección 4.1.4 miramos un poco más de cerca las particularidades de estas galaxias que hemos denominado como galaxias atípicas.

5.2. Galaxias atípicas

Podemos observar en la figura 4.4 que existen galaxias que están por arriba de la SFMS a una distancia mayor a 1σ , estas galaxias se conocen como Starburst, ya

que son galaxias que tienen una tasa de formación de estrellas más grande de las que se esperarían para una galaxia de masa similar, en esta sección miramos un poco más de cerca las particularidades de estas galaxias. En la sección 4.1.4 observamos las galaxias que se encuentran por arriba de 2σ de la SFMS son las galaxias Arp220 y NGC6090, ambas galaxias catalogadas como starburst, particularmente la galaxia Arp220 es el prototipo de las SB y ULIRG, ha sido objeto de estudio (e.g., Yoast-Hull et al. 2017).

En la sección 4.1.4 analizamos de manera general a las galaxias que tienen un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ y se encuentran por arriba de 2σ encontrando solo dos galaxias en esa zona, estas galaxias son NGC6090 y Arp220. Ambas galaxias están catalogadas como ULIRGs, estas galaxias se encuentran en interacción y en proceso de fusión, de modo que por este motivo creemos que se obtiene un SFR tan alto y las coloca dentro de 3σ de distancia de la SFMS.

Por otra parte, en la sección 4.1.4 analizamos de manera general las galaxias que tienen un $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$ pero se encuentran por debajo de 2σ y lo que podemos notar es que la mayoría de estas galaxias son galaxias espirales y que muestran un color rojizo, además estas galaxias muestran una SFR muy baja comparada con galaxias de masas similares. Observamos que estas galaxias en su mayoría no tienen una gran emisión en $H\alpha$ en sus partes centrales, por el contrario, la emisión de estas galaxias se encuentra en sus partes externas (disco y brazos) lo cual puede ser una causa del por qué tiene una SFR tan baja, es decir, al promediar su emisión de $H\alpha$ en toda la galaxia ésta si es mayor a 6\AA ya que en su mayoría la emisión proviene del disco no del centro y el promedio no toma en cuenta la localización de la emisión, pero al promediar la SFR ésta es más baja de lo esperado ya que la SFR tomada en este trabajo es la SFR de toda la galaxia por lo que esto nos dará como resultado una SFR baja.

5.3. Relación Δ SFMS, $\log(M_{\text{gas}})$, $\log(F_{\text{gas}})$ y SFE

Al analizar los residuos podemos observar particularmente en las gráficas de Δ SFMS contra $\log(M_{\text{gas}})$ y $\log(F_{\text{gas}})$ (figuras 4.18 y 4.19 respectivamente) la gran similitud que existe entre las elipses, es decir, las elipses azules visiblemente parecen tener la misma orientación, la misma elipticidad y un coeficiente de correlación muy similar ($r_{\text{SFMS}} = 0.59$ y $r_{\text{SFMS}} = 0.64$ respectivamente), lo cual nos indica que tanto $\log(M_{\text{gas}})$ y $\log(F_{\text{gas}})$ tienen el mismo impacto en modular la SFR en galaxias que tiene un $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6\text{\AA}$ en el bin de masa que estamos analizando. Por otra parte, podemos notar que las elipses rojas de las figuras 4.18 y 4.19 son visiblemente parecidas, es decir, las elipses rojas tiene una elipticidad y orientación visiblemente similares, además sus coeficientes de correlación son similares entre sí también ($r_{\text{RGS}} = 0.67$ y $r_{\text{RGS}} = 0.69$ respectivamente), lo cual nos indica que tienen el mismo impacto en modular la SFR en galaxias que tiene un $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6\text{\AA}$ en el mismo bin de masa que estamos analizando. Debemos resaltar que estos resultados son cualitativos, es decir, no estamos cuantificando las pendientes de los ejes de dichas elipses ni tampoco sus ángulos de posición (este análisis se presentará en una artículo científico, Alonso-Hernández, in prep.).

5.3.1. Comparación con Colombo et al. (2020)

Un trabajo similar se ha sido realizado anteriormente por Colombo et al. (2020), quien exploró las modulaciones de la SFMS a escalas globales usando datos observados del gas molecular en la parte central para una submuestra de galaxias eCALIFA. Los paneles a) y b) de la Fig. 4 de Colombo et al. (2020) corresponderían (para nuestro estudio) a las figuras 4.20 y 4.19 respectivamente. A continuación haremos una comparación cualitativa entre los resultados obtenidos en este trabajo y los resultados obtenidos por Colombo et al. (2020), siempre teniendo en cuenta las diferencias entre sus datos, sus resultados y aquellos reportados en esta tesis.

Podemos observar que las elipses azules tienen una elipticidad similar, esto nos indica que existe una relación entre las variables ($\log(F_{\text{gas}})$) y (Δ SFMS), además esta

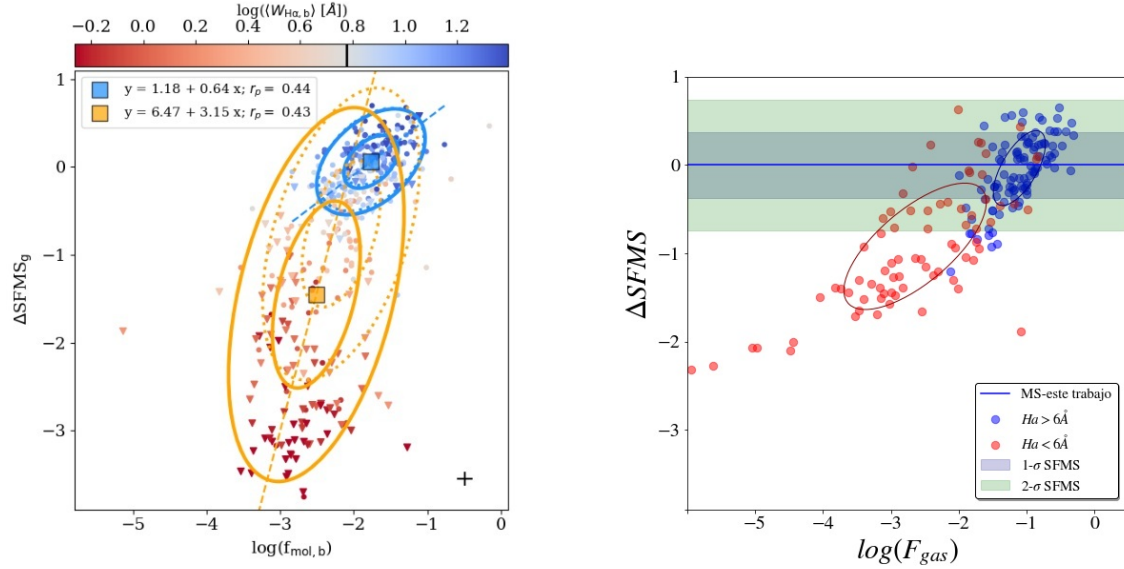


Figura 5.1: A la izquierda se tiene el gráfico obtenido por Colombo et al. (2020), en el eje horizontal se tiene la fracción de gas molecular y en el eje vertical se tiene los residuos $\Delta SFMS$, la barra de color representa el $EW(H\alpha)$, cabe mencionar que en el eje horizontal tienen medidas centrales con una apertura de 26.3 arcsec mientras que en el eje vertical se tienen medidas globales. A la derecha se tiene el gráfico obtenido en este trabajo, en el eje horizontal se tiene la fracción de gas molecular y en eje vertical se tienen los residuos $\Delta SFMS$, los puntos azules representan galaxias en la SMFS, mientras que los puntos rojos representan galaxias en la RGS. Es necesario mencionar que tanto en el eje horizontal como vertical se tiene medidas globales.

elipticidad nos indica que la fuerza de la relación entre estas variables para las galaxias que se encuentran en la SFMS es similar en ambas figuras, aunque la fuerza de la relación entre estas variables es ligeramente mayor en nuestro trabajo comparado con el obtenido por Colombo et al. (2020) ($r_p = 0.64$ y $r_p = 0.44$ respectivamente), lo cual puede confirmarse visualmente con la elipse azul de este trabajo (figura 5.1, panel derecho). También podemos observar que a medida que aumenta la fracción de gas también aumenta $\Delta SFMS$ tanto en el estudio de Colombo et al. (2020) como en este trabajo (figura 5.1, panel izquierdo y derecho respectivamente).

Por otra parte podemos notar que en la figura 5.1 la elipse anaranjada y roja, al igual que las elipses azules, se encuentran en la misma región aproximadamente, lo cual nos indican que las dispersiones son similares entre sí para las galaxias en la RGS. Podemos observar que la elipse anaranjada y roja tienen una elipticidad visiblemente

similar, esto indica que existe una relación creciente entre las variables ($\log(F_{\text{gas}})$) y (ΔSFMS) en ambos trabajos. El coeficiente de correlación que encontramos en nuestro trabajo para las galaxias retiradas es mayor que el coeficiente encontrado por Colombo et al. (2020) ($r_p = 0.68$, vs. $r_p = 0.43$, respectivamente). Lo anterior sugiere que las propiedades globales de las galaxias presentan una mejor correlación que aquellas medidas en la parte central al menos para la muestra de galaxias seleccionadas para este estudio.

Podemos observar en la figura 5.1 que si bien las elipses azules de ambos paneles se encuentran en la misma región, el centro de éstas no se encuentra exactamente en los mismos valores de ΔSFMS y $\log(F_{\text{gas}})$. Las coordenadas del centro de la elipse de confianza azul de Colombo et al. (2020) se ubican en $\Delta\text{SFMS} \sim 0.061$ y $\log(F_{\text{gas}}) \sim -1.77$. Mientras que el centro de la elipse para galaxias de formación estelar en nuestro trabajo está ubicado en $\Delta\text{SFMS}=0.003$ y $\log(F_{\text{gas}})=-1.11$. Esto indica que si bien ΔSFMS tiene un valor promedio mayor en los resultados de Colombo et al. (2020) comparado con nuestro resultado, no están tan alejados entre sí. No obstante, para F_{gas} , esto ubica a la elipse azul de este trabajo aproximadamente un factor cuatro (en promedio) por arriba de F_{gas} obtenida por Colombo et al. (2020).

Análogamente para la elipse anaranjada y roja de la figura 5.1 (panel izquierdo y derecho respectivamente) el centro de las elipses respectivas no está exactamente en los mismos puntos. Las coordenadas del centro de la elipse de confianza anaranjada de Colombo et al. (2020) (panel izquierdo) ubican a esta elipse en $\Delta\text{SFMS} \sim -1.44$ y $\log(F_{\text{gas}}) \sim -2.51$, sin embargo, en nuestro trabajo (panel derecho) la elipse de confianza roja está ubicada en $\Delta\text{SFMS}=-0.92$ y $\log(F_{\text{gas}})=-2.67$. Este hecho indica que el promedio de $\log(F_{\text{gas}})$ es muy similar en las galaxias de la RGS en el bin de masa estudiado en este trabajo con la muestra de (Colombo et al. 2020, , que incluye un rango de masas estelares más amplio y mide las propiedades en la parte central). Notamos que ΔSFMS correspondiente al centro de la elipse obtenida en este trabajo se encuentra por arriba del valor reportado por Colombo et al. (2020) esto implica que para las galaxias en este bin de masas y en la RGS parece mostrar un ΔSFMS mayor en nuestro trabajo ($\sim 2-3$ veces mayor).

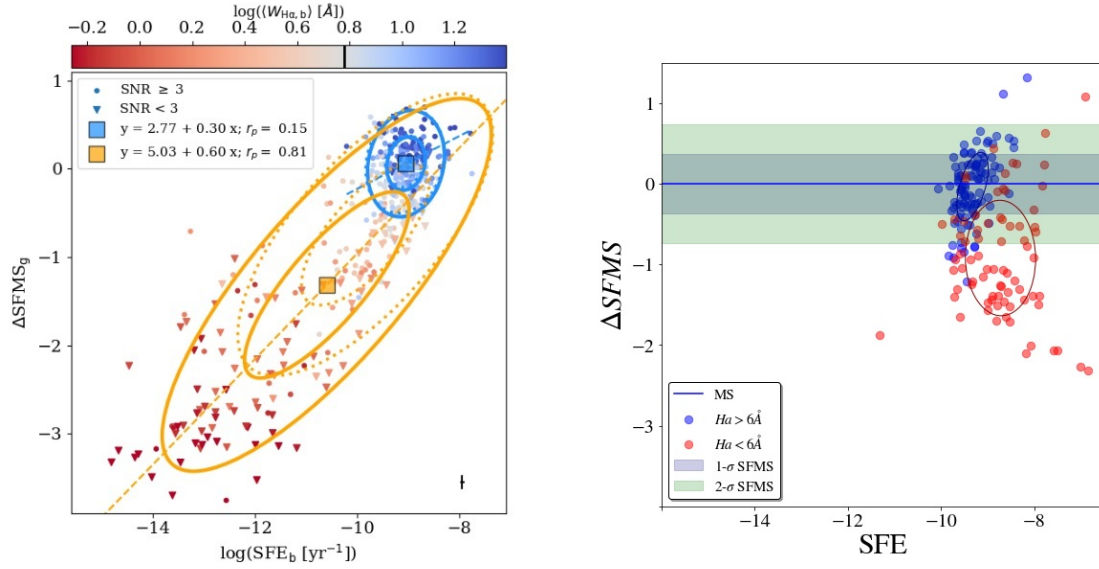


Figura 5.2: En el lado izquierdo se tiene el gráfico obtenido por Colombo₂₀₂₀, en el eje horizontal se tiene la SFE y en el eje vertical se tienen los residuos $\Delta SFMS$, la barra de color representa el $EW(H\alpha)$, cabe mencionar que en el eje horizontal se grafican medidas centrales con una apertura de 26.3 arcsec mientras que en el eje vertical se grafican medidas globales. A la derecha se tiene el gráfico obtenido en este trabajo, en el eje horizontal se tiene la SFE y en el eje vertical se tienen los residuos $\Delta SFMS$, los puntos azules representan galaxias en la SMFS, mientras que los puntos rojos representan galaxias en la RGS. Es necesario mencionar que tanto en el eje horizontal como vertical se tiene medidas globales.

Ahora comparamos la relación de los residuos de la SFMS con la SFE encontrada en este estudio con la encontrada por Colombo et al. (2020). Podemos observar en la figura 5.2 que el centro de la elipse de confianza azul de Colombo et al. (2020) (panel izquierdo) se encuentra, en promedio, en el punto $\Delta SFMS = 0.056$ y $\log(SFE) = -9.05$, además podemos observar que esta elipse muestra una inclinación que sugiere una relación entre las variables $\Delta SFMS$ y SFE, sin embargo, podemos observar visualmente que la elipticidad es pequeña comparada con la elipticidad de la elipse encontrada en este trabajo, lo cual nos indica que la relación entre estas dos variables, para la muestra de Colombo et al. (2020), no es significativamente fuerte ($r_p = 0.15$) en comparación con la relación encontrada entre $\Delta SFMS$ y F_{gas} en este trabajo. Por otro lado, podemos observar que el centro de la elipse de confianza obtenida en este trabajo (figura 5.2 panel derecho) se encuentra, en promedio, en el punto $\Delta SFMS = 0.002$ y

$\log(\text{SFE}) = -9.32$. Lo que indica un desplazamiento de nuestras medidas relativamente pequeño tanto en ΔSFMS como en $\log(\text{SFE})$ comparado con el centro de la elipse azul de Colombo et al. (2020). También se puede observar que esta elipse tienen una orientación que sugiere existe una relación entre las variables ΔSFMS y SFE con una tendencia ascendente, además podemos observar que la elipticidad es grande, lo que nos sugiere que la relación entre estas dos variables es fuerte ($r_p = 0.53$), esto indica que a medida que la SFE aumenta también aumenta el valor que toma en ΔSFMS .

Al analizar la figura 5.2 encontramos diferencias muy significativas entre las elipses obtenidas en el trabajo de Colombo et al. (2020) y este trabajo. Es necesario remarcar que estas diferencias no se encuentran en toda la muestra estudiada en esta tesis, pero si es muy significativa en las galaxias retiradas (puntos rojos), mientras que las galaxias en la SFMS (puntos azules) parecen mantener la similitud con el trabajo de Colombo et al. (2020).

El primer aspecto que se debe resaltar es el hecho que los centros de las elipses azules de la figura 5.2 se encuentran en promedio en un lugares cercanos entre sí, es decir, la posición que tienen en ΔSFMS es similar en ambas elipses y difieren en el valor que toman en $\log(\text{SFE})$ (varía en un factor de ~ 2). El segundo aspecto a resaltar es la orientación de las elipses azules. Puede observarse que la elipse azul obtenida por Colombo et al. (2020) y la elipse azul obtenida en este trabajo (ver figura 5.2, panel izquierdo y derecho respectivamente) visiblemente son similares, lo que sugiere que el incremento en ΔSFMS en función de $\log(\text{SFE})$ es similar entre estos trabajos. El tercer aspecto a resaltar es que si bien la elipse azul en el panel izquierdo y la elipse azul en el panel derecho de la figura 5.2 (Colombo et al. (2020) y este trabajo, respectivamente) se encuentran en una región muy similar, la fuerza de la relación entre las variables ΔSFMS y $\log(\text{SFE})$ para las galaxias en la SFMS son muy diferentes entre estos dos trabajos. Podemos observar que es más fuerte la relación entre las variables en este trabajo comparado con los resultados obtenidos por Colombo et al. (2020) ($r_p = 0.53$ y $r_p = 0.15$, respectivamente), lo cual sugiere que las variables ΔSFMS y $\log(\text{SFE})$ están mejor correlacionadas en los resultados obtenidos en este trabajo comparados con los resultados de Colombo et al. (2020).

Cabe recordar que en este trabajo se está analizando una muestra que contiene solo galaxias de alta masa estelar mientras que la muestra usada por Colombo et al. (2020) contiene galaxias con un rango más amplio de masa estelar (ver sección 3.1).

Por otra parte, podemos observar en la figura 5.2 que existe una gran diferencia entre la elipse anaranjada obtenida por Colombo et al. (2020) (panel izquierdo) y la elipse roja obtenida en este trabajo (panel derecho). Podemos observar que la elipse anaranjada tiene una elipticidad e inclinación visiblemente grande, lo cual nos indica que existe una relación entre las variables ΔSFMS y $\log(\text{SFE})$ con una tendencia ascendente, podemos observar que la fuerza de la relación entre estas dos variables es fuerte ($r_p = 0.81$). También se puede observar que el centro de la elipse anaranjada obtenida por Colombo et al. (2020) se encuentra, en promedio, en el punto $\log(\text{SFE}) \sim -10.59$ y $\Delta\text{SFMS} \sim -1.31$. En contraste podemos observar que la elipse encontrada en este trabajo (ver figura 5.2, panel derecho) tiene una elipticidad pequeña y una orientación visiblemente diferente a la elipse anaranjada encontrada por Colombo et al. (2020) (figura 5.2, panel izquierdo). Puede observarse que para galaxias en la RGS en el bin de masa que estamos estudiando en este trabajo, la elipse de confianza encontrada se centra en $\log(\text{SFE}) \sim -8.70$ y $\Delta\text{SFMS} \sim -0.92$, además la fuerza con la que las variables ΔSFMS y $\log(\text{SFE})$ se encuentran relacionadas es débil ($r_p = 0.0087$) lo cual puede confirmarse visiblemente con la elipticidad.

El primer punto a resaltar en la figura 5.2 es la posición en donde se encuentra el centro de las elipses azules, es decir, visiblemente podemos observar que el promedio de $\log(\text{SFE})$ y ΔSFMS para las galaxias en la SFMS encontrado por Colombo et al. (2020) es similar al promedio de $\log(\text{SFE})$ y ΔSFMS encontrados en este trabajo, lo cual nos está indicando que, en promedio, la eficiencia con la cual las galaxias están formando estrellas es similar entre ambos trabajos. Sin embargo, se puede ver que las variables $\log(\text{SFE})$ y ΔSFMS están mejor correlacionadas en este trabajo. El segundo punto a resaltar es la posición en la que se encuentra la elipse anaranjada (figura 5.2 panel izquierdo) y la elipse roja (figura 5.2 panel derecho). Podemos observar que el punto donde se encuentran estas elipses difieren en aproximadamente 2 órdenes de magnitud en $\log(\text{SFE})$ y en aproximadamente un factor de 2 en ΔSFMS . El tercer

punto a resaltar es la diferencia en la forma de las elipses, es decir, se puede observar que la excentricidad de la elipse anaranjada (panel izquierdo) es considerablemente mayor que la excentricidad de la elipse roja (panel derecho), esta diferencia nos indica que las variables $\log(\text{SFE})$ y ΔSFMS están mucho mejor correlacionadas en la muestra de Colombo et al. (2020), más aún, podemos notar que en la elipse anaranjada tiene una orientación tal que podemos inferir una tendencia ascendente en las galaxias retiradas, en contraste, podemos observar que la elipse de confianza roja no muestra una tendencia e incluso parece no haber correlación entre $\log(\text{SFE})$ y ΔSFMS en el bin de masa que se estudia en este trabajo.

Al observar la figura 5.1 esperaríamos, visualmente, que las distribuciones fuesen diferentes, sin embargo, al graficar las elipses de confianza podemos notar que se encuentran aproximadamente en la misma región, es decir, aproximadamente los centro de la elipse parecen ser similares, y por tanto, los resultados obtenidos por Colombo et al. (2020) y los obtenidos en este trabajo son similares tanto en ΔSFMS como en $\log(F_{\text{gas}})$. Podemos observar que los valores obtenidos para las fracciones de gas son muy parecidos. Esto sugiere que los valores y la tendencia se conservan, es decir, en el eje ΔSFMS se esperaba que el comportamiento de esta variable en ambos trabajos fuese igual pero en el eje $\log(F_{\text{gas}})$ no necesariamente se esperaba un comportamiento similar, sin embargo el comportamiento en $\log(F_{\text{gas}})$ tanto en la muestra de Colombo et al. (2020) como en los resultados obtenidos en este trabajo para el bin de masa que estamos utilizando son muy parecidos. Por lo tanto, al ser tan parecidas las fracciones de gas esto implican que, espacialmente, la fracción de gas se conserva. Por otra parte podemos notar que esto no ocurre en la SFE, es decir, al observar la figura 5.2 podemos notar que el comportamiento de las elipses en ambos trabajos es significativamente diferente.

Cabe señalar que en este trabajo estamos usando medidas indirectas para la masa de gas, lo cual nos hace plantearnos dos situaciones. En el supuesto de estar cometiendo un error, podríamos pensar que este error se esté cometiendo en la manera de estimar el gas molecular, sin embargo, podemos observar la gran similitud entre la fracción de gas obtenida por Colombo et al. (2020) y la obtenida en este trabajo. El

hecho de que la fracción de gas sea tan similar en ambos trabajos nos podría indicar que la estimación del gas molecular se realizó de manera tal que la masa de gas, la masa estelar global observada en este trabajo y las medidas centrales obtenidas en el trabajo de Colombo et al. (2020) sean muy similares o bien la fracción de gas se conserva y la similitud en los resultados obtenidos es debido a la conservación de la fracción de gas en ambos trabajos lo cual implica que la fracción de masa de gas estimada en este trabajo es confiable. Para poder descartar el hecho de estar estimando las fracciones de gas de manera correcta o incorrecta necesitaríamos contar con medias directas de la masa de gas global, tener medidas con un bin igual al tamaño de la galaxias que sume todo el gas, mapas de gas molecular o datos espacialmente resueltos que pueda sumar el gas de toda la galaxias, integrarlos y tener una estimación de la masa estelar de gas. Para lograr estas mediciones se necesita un telescopio con un bin muy grande o hacer un mapeo (por ejemplo **EDGE**, más observaciones en proceso).

Cuando realizamos la comparación entre los resultados de fracciones de gas obtenidos por Colombo et al. (2020) y los obtenidos en este trabajo (ver figuras 5.1 paneles izquierdo y derecho respectivamente) podemos observar que no hay diferencias significativas, sin embargo, al comprar los resultados de SFE obtenidos por Colombo et al. (2020) y los obtenidos en esta tesis (ver figuras 5.2 paneles izquierdo y derecho respectivamente) podemos observar diferencias bastante significativas entre estos dos trabajos. Un aspecto a resaltar es (como se mencionó anteriormente) que estas diferencias no se encuentran en toda la muestra estudiada en esta tesis, estas diferencias son muy significativa en las galaxias retiradas (puntos rojos), mientras que las galaxias en la SFMS (puntos azules) parecen mantener la similitud con el trabajo de Colombo et al. (2020). Una de las diferencias que debemos resaltar es el hecho que las muestras son diferentes, en principio ambas son una submuestra de una muestra más grande que es eCALIFA, pero no necesariamente una es submuestra de la otra, es decir, puede haber galaxias en común pero no tendría por qué ser las mismas. Además, la muestra que se está usando en este trabajo está restringida a un rango

de masas estelares ($10.5 < \log(M_* [M_\odot]) < 11.5$)¹, mientras que la muestra de Colombo et al. (2020) tiene una muestra más amplia de galaxias ya que cubre todo el rango de masas de eCALIFA ($7.2 < \log(M_* [M_\odot]) < 11.9$).

Otra diferencia es el tipo de medición que se está realizando, es decir, la forma en la que se está estimando las medidas del gas en Colombo et al. (2020) y en este trabajo, son diferentes. Por una parte, para estimar la cantidad de gas en Colombo et al. (2020) se usaron observaciones directas de la línea de emisión de CO mientras que en este trabajo se están utilizando datos obtenidos a través de mediciones indirectas del gas molecular, estimadas mediante la extinción de polvo en el rango óptico. Por otra parte, los datos que estamos utilizando en esta tesis son datos obtenidos a través de las medidas que usan todo el campo de visión del instrumento PPAK de CALIFA de modo que son medidas globales integradas; mientras que los datos de Colombo et al. (2020) son datos a una apertura fija de 26 segundos de arco de diámetro. Esto hace que los datos de Colombo et al. (2020) y los usados en este trabajo, espacialmente, también sean diferentes. Como puede observarse, los datos que usamos en el eje y ($\Delta SFMS$), espacialmente hablando, son en la misma área, esto es, las medidas son integradas en toda el campo de visión del IFU CALIFA para cada galaxia. Sin embargo, las medidas en el eje x ($\log(F_{\text{gas}})$ y la eficiencia de formación estelar, SFE) son medidas espacialmente diferentes. En el caso de Colombo et al. (2020) ellos están usando solo las medidas dentro de la apertura en la que se puede medir la línea de CO. Esto implica que existe una diferencia entre los objetivos de esta tesis y los objetivos en el trabajo de Colombo et al. (2020)

Hemos mostrado que la fracción de gas se conserva, es decir, la fracción de gas es la misma independientemente si se observa en la parte central o en todo la galaxia ya que observamos medidas similares en el trabajo de Colombo et al. (2020) y el realizado en esta tesis (ver figura 5.1). Estos resultados son válidos tanto para galaxias con formación estelar como para las galaxias retiradas. Sin embargo, observamos

¹Con el fin de tener control sobre el impacto que pudiesen tener otros parámetros en modula la SFR como la morfología o la relación entre SFR y M_* en los resultados, ver sección 3.1. Más adelante se pretende realizar un estudio mucho más detallado explorando todo el rango completo de masa de la muestra eCALIFA en un artículo científico.

un cambio en la SFE (ver figura 5.2). Si fijamos nuestra atención en las galaxias que pertenecen a la secuencia de galaxias retiradas podemos observar un cambio verdaderamente significativo en la SFE comparado con el trabajo de Colombo et al. (2020) (ver figura 5.2, puntos rojos). Esto nos indica que existe una menor eficiencia de formación estelar en la región central comparado con lo que se observa en toda la galaxia.

Los resultados obtenidos en esta tesis sugieren que una posible causa por la cual estamos observando esta gran diferencia con los resultados de Colombo et al. (2020) en la SFE se debe a que existe un cambio en la morfología. Cuando comparamos $\Delta SFMS$ con la morfología (ver figura 4.21) podemos observar que la morfología juega un rol en modular este residuo. Las galaxias de tipo tardío (Sb, Sc, e irregulares) muestran valores de $\Delta SFMS$ consistentes con la dispersión de este valor, es decir sus SFR corresponden a su masa estelar dada la SFMS. Sin embargo, para las galaxias elípticas, S0 y Sa (galaxias de tipo temprano) observamos valores considerablemente más pequeños en $\Delta SFMS$ que para galaxias espirales.

La cantidad de gas molecular en galaxias de tipo temprano no es despreciable, como se ha demostrado en distintos trabajos observacionales (Davis et al. 2011). Esto significa que puede haber gas molecular en galaxias de tipo temprano, es decir, su fracción de gas no es despreciable. Más aún, en este trabajo sugerimos que dicha fracción de gas varía poco respecto a la porción de galaxia considerada (central vs. integrada). Esto implica que el impacto de la fracción de gas en $\Delta SFMS$ es relativamente pequeño para las distintas escalas que estudiamos en este análisis. Esto podría sugerir que la fracción de gas puede no tener un impacto significativo en modular la formación estelar en el universo cercano.

Por otra parte, vemos una clara diferencia entre la SFE derivada para la porción central de las galaxias retiradas y aquella SFE estimada usando propiedades integradas. La SFE en la parte central de las galaxias retiradas es, en promedio, mucho menor que las eficiencias estimadas usando parámetros integrados. Este resultado, junto con la poca variación de la fracción de gas para las dos escalas exploradas, sugiere el impacto significativo que tiene la SFE en modular $\Delta SFMS$ de adentro hacia

afuera de las galaxias. Esto se conoce como *outside-in quenching* (González Delgado, R. M. et al. 2016).

De este modo podemos decir no es que haya poco gas en estas galaxias (puntos rojos figura 4.21) sino que la eficiencia de formación estelar es muy baja (ver figura 4.20). Esto sugiere que la morfología tiene un gran impacto sobre la SFE. De esto podemos afirmar entonces que el exceso o escasez de gas en la galaxia no es realmente contundente, es la eficiencia que posee la galaxia para poder formar estrellas lo que impacta de manera importante a la SFR. En este trabajo podemos observar que la morfología impacta de manera significativa a la eficiencia de formación estelar.

Finalmente podemos decir que una de las razones por las cuales observamos que la SFE es mucho menor en la parte central de la galaxia comparada con lo observado si tomamos toda la galaxia es por el cambio morfológico, es decir, inferimos que la aparición de un bulbo en la galaxia no provoca que haya más o menos gas sino que se formen más estrellas.

Esto sugiere que existe un apagado morfológico (*morphological quenching*), es decir, las estructuras morfológicas en galaxias de tipo temprano como elípticas y lenticulares más que reducir la cantidad de gas, inhiben la formación estelar, esto explica el por qué en la parte central de las galaxias retiradas vemos una SFE mucho más pequeña que si tomamos en cuenta toda la galaxia. Cuando tomamos toda la galaxia, la eficiencia crece mucho más. Y eso en otras palabras es lo que se llama *inside-out quenching*, es decir, el cese de formación estelar se produce de manera radial, hay menos formación estelar en la parte interna que en la parte externa de la galaxia (González Delgado, R. M. et al. 2016). El inside-out quenching que observamos no se debe a la fracción de gas, se debe a la eficiencia de formación estelar.

No es la escasez de gas lo que coloca a las galaxias en la RGS, es el hecho de no estar formando más estrellas lo que termina retirándolas.

Capítulo 6

Conclusiones

En este trabajo hemos realizado una exploración cualitativa sobre el impacto que tiene la fracción de gas, la eficiencia de formación estelar (SFE) y la morfología en los residuos de la relación SFR- M_* (Δ SFMS). Este estudio se ha realizado usando una muestra de galaxias masivas ($10.5 < \log(M_* [M_\odot]) < 11.5$) utilizando datos integrados en el óptico obtenidos de la muestra eCALIFA.

Comparamos nuestros resultados con los resultados realizados por Colombo et al. (2020). Hemos encontrado que tanto la fracción de gas como la eficiencia de formación estelar juegan un rol en modular Δ SFMS (figuras 5.1 y 5.2 respectivamente).

Comparando con los resultados de Colombo et al. (2020) encontramos que la fracción de gas observada en toda la galaxia y en la parte central es similar, por lo cual inferimos que la fracción de gas no varía significativamente a lo largo de la extensión de galaxias tanto de formación estelar activa (SF) como pasivas (RGS, ver figura 5.1).

También comparando con Colombo et al. (2020), en la SFE se observa un cambio verdaderamente significativo sobre todo en las galaxias RGS: observamos que la eficiencia con la que las galaxias forman estrellas es mayor si consideramos toda la galaxia que si consideramos solo la parte central. Esto implica que la SFR parece apagarse de manera radial desde el centro hacia el exterior (inside-out quenching, ver figura 5.2).

Parece ser que las estructuras morfológicas de las galaxias de tipo temprano tienen

un gran impacto en modular la formación de estrellas (ver figura 4.21). La aparición del bulbo en la galaxia no reduce la cantidad de gas disponible sino que inhibe la formación de estrellas al reducir la eficiencia con la cual la galaxia puede formarlas, en este trabajo hemos encontrado que este cambio en la eficiencia se debe al cambio en la morfología, por lo cual podríamos estar hablando que el inside-out quenching es una consecuencia de un apagado morfológico (morphological quenching).

Apéndice A

Código función de regresión lineal

```
1  '''funcion de regresion'''
2  def reglin(x,y):
3      x=sm.add_constant(x)
4      model=sm.OLS(y,x).fit()
5      B0=model.params[0]
6      B1=model.params[1]
7      x=x[:,1]
8      #Regresa la suma y la grafica
9      x2=np.linspace(x.min(),x.max(),100)
10     y_hat=x2*B1+B0
11     return model,B0,B1
```

Figura A.1: Esta función realizada en PYTHON3 fue utilizada para calcular cada uno de los datos resultantes de la regresión, y corresponde a la ecuación: $y_i = mx_i + b$. Los parámetros de salida que se obtienen con el algoritmo son *model* que corresponde al modelo de regresión lineal, *B1* corresponde a la pendiente del modelo y *B0* que corresponde al valor de la ordenada al origen.

Apéndice B

Recalibración de la sSFR con EW(H α)

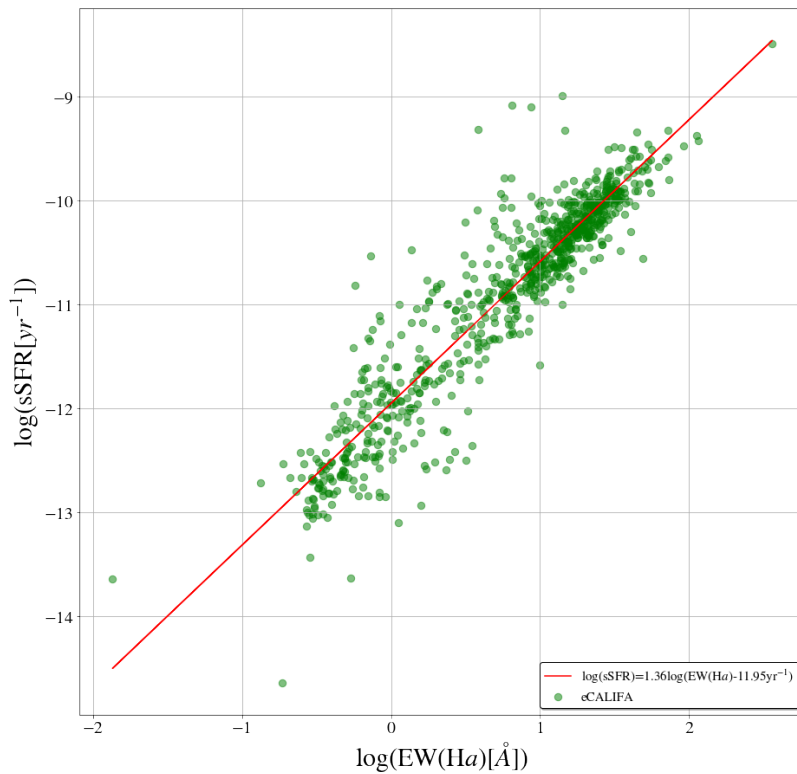


Figura B.1: En este gráfico se muestra la recalibración de la relación $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ contra $\log(\text{sSFR})$. Los puntos verdes representa galaxias de toda la muestra de eCALIFA y la línea roja es la recta de ajuste lineal cuya pendiente es de $1.36 \log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ y ordenada de -11.95yr^{-1}

Bibliografía

- Aptoula, E., Lefèvre, S., & Collet, C. 2006, Proceedings of the EURASIP European Signal Processing Conference (EUSIPCO)
- Bacon, R., Adam, G., Baranne, A., et al. 1995, , 113, 347
- Bacon, R., Copin, Y., Monnet, G., et al. 2001, , 326, 23
- Bacon, R., Accardo, M., Adjali, L., et al. 2010, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7735, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III, ed. I. S. McLean, S. K. Ramsay, & H. Takami, 773508
- Baldry, I. K., Glazebrook, K., Brinkmann, J., et al. 2004, 600, 681
- Barrera-Ballesteros, J. K., Utomo, D., Bolatto, A. D., et al. 2019, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 492, 2651–2662
- Bell, E. F., Wolf, C., Meisenheimer, K., et al. 2004, , 608, 752
- Bershady, M. A., Verheijen, M. A. W., Swaters, R. A., et al. 2010, , 716, 198
- Blanc, G. A., Gebhardt, K., Heiderman, A., et al. 2010, The VIRUS-P Exploration of Nearby Galaxies (VENGA): Survey Design and First Results, arXiv:1001.5035
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, , 351, 1151
- Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., et al. 2015, , 798, 7
- Cano-Díaz, M., Ávila-Reese, V., Sánchez, S. F., et al. 2019, , 488, 3929
- Cano-Díaz, M., Sánchez, S. F., Zibetti, S., et al. 2016, , 821, L26
- Cappellari, M. 2016, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 54, 597–665
- Cappellari, M., Emsellem, E., Krajnović, D., et al. 2011, , 413, 813
- Cappellari, M., Emsellem, E., Krajnović, D., et al. 2011, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 416, 1680

- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, , 345, 245
- Cardiel, N., Elbaz, D., Schiavon, R. P., et al. 2003, *The Astrophysical Journal*, 584, 76
- Catalán-Torrecilla, C., de Paz, A. G., Castillo-Morales, A., et al. 2017, *The Astrophysical Journal*, 848, 87
- Catalán-Torrecilla, C., Gil de Paz, A., Castillo-Morales, A., et al. 2015, *A&A*, 584, A87
- Cid Fernandes, R., Pérez, E., García Benito, R., et al. 2013, *A&A*, 557, A86
- Colombo, D., Sanchez, S. F., Bolatto, A. D., et al. 2020, *Astronomy & Astrophysics*, 644, A97
- Content, R. 1997, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 2871, *Optical Telescopes of Today and Tomorrow*, ed. A. L. Ardeberg, 1295–1305
- Croom, S. M., Lawrence, J. S., Bland-Hawthorn, J., et al. 2012, , 421, 872
- Das, A., Pandey, B., & Sarkar, S. 2021, arXiv e-prints, arXiv:2101.02564
- Davis, T. A., Alatalo, K., Sarzi, M., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 417, 882
- de Vaucouleurs, G. 1961, , 5, 233
- de Zeeuw, P. T., Bureau, M., Emsellem, E., et al. 2002, , 329, 513
- dos Santos, J. B., de Oliveira, A. C., Gunn, J., et al. 2014, *Advances in Optical and Mechanical Technologies for Telescopes and Instrumentation*, doi:10.1117/12.2056460
- Fernandes, R. C., Stasińska, G., Schlickmann, M. S., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 403, 1036
- Ferreras, I., Cayón, L., Martínez-González, E., & Benítez, N. 1999, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 304, 319
- Fioc, M., & Rocca-Volmerange, B. 1999, , 351, 869
- Galbany, L., Anderson, J. P., Sánchez, S. F., et al. 2018, *The Astrophysical Journal*, 855, 107
- Gallazzi, A., Charlot, S., Brinchmann, J., White, S. D. M., & Tremonti, C. A. 2005, , 362, 41
- Gavazzi, G., Fumagalli, M., Cucciati, O., & Boselli, A. 2010, *A&A*, 517, A73

- Glazebrook, K., Blake, C., Economou, F., Lilly, S., & Colless, M. 1999, , 306, 843
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Vílchez, J. M., et al. 2016, *A&A*, 585, A92
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., et al. 2016, *A&A*, 590, A44
- Hubble, E. P. 1922, , 56, 400
- . 1925, *Popular Astronomy*, 33, 252
- . 1926, , 64, 321
- Humason, M. L. 1936, , 83, 10
- Ibarra-Medel, H. J., Avila-Reese, V., Sánchez, S. F., González-Samaniego, A., & Rodríguez-Puebla, A. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 483, 4525
- IRAS. ????
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003, , 341, 54
- Kelz, A., Verheijen, M. A. W., Roth, M. M., et al. 2006, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 118, 129
- Kennicutt, Robert C., J., Tamblyn, P., & Congdon, C. E. 1994, , 435, 22
- Kennicutt, R. C. 1998, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36, 189–231
- Kennicutt, R. C., & Evans, N. J. 2012, , 50, 531
- Lacerda, E. A. D., Cid Fernandes, R., Couto, G. S., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 474, 3727
- Larson, R. B., & Tinsley, B. M. 1978, , 219, 46
- Lintott, C. J., Schawinski, K., Slosar, A., et al. 2008, , 389, 1179
- López-Cobá, C., Sánchez, S. F., Moiseev, A. V., et al. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 467, 4951
- Madau, P., & Dickinson, M. 2014, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 52, 415–486
- Madau, P., Pozzetti, L., & Dickinson, M. 1998, *The Astrophysical Journal*, 498, 106
- Makarov, D., Prugniel, P., Terekhova, N., Courtois, H., & Vauglin, I. 2014, , 570, A13
- Masters, K. L., Mosleh, M., Romer, A. K., et al. 2010, , 405, 783

- Morgan, W. W., & Mayall, N. U. 1957, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 69, 291
- Noeske, K. G., Weiner, B. J., Faber, S. M., et al. 2007, , 660, L43
- Perna, M., Arribas, S., Catalán-Torrecilla, C., et al. 2020, *Astronomy Astrophysics*, 643, A139
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2016, *A&A*, 594, A13
- Pozzetti, L., Bolzonella, M., Zucca, E., et al. 2010, *A&A*, 523, A13
- Renzini, A., & Peng, Y.-j. 2015, *The Astrophysical Journal*, 801, L29
- Riess, A. G., Macri, L., Casertano, S., et al. 2009, *The Astrophysical Journal*, 699, 539–563
- Rosales-Ortega, F. F., Kennicutt, R. C., Sánchez, S. F., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, doi:10.1111/j.1365-2966.2010.16498.x
- Salpeter, E. E. 1955, , 121, 161
- Sánchez, S. F., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., et al. 2016a, , 52, 21
- . 2016b, , 52, 171
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, *A&A*, 538, A8
- Sánchez, S. F., García-Benito, R., Zibetti, S., et al. 2016, *A&A*, 594, A36
- Sardaneta, M. M., Rosado, M., & Sánchez-Cruces, M. 2020, , 56, 71
- Schawinski, K., Lintott, C., Thomas, D., et al. 2009, , 396, 818
- Sersic, J. L. 1968, *Atlas de Galaxias Australes*
- Speagle, J. S., Steinhardt, C. L., Capak, P. L., & Silverman, J. D. 2014, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 214, 15
- Stasińska, G. 2017, in *Cosmic Feast of the Elements*, ed. C. Morisset, G. Delgado-Inglada, & J. García-Rojas, 37
- Stasińska, G., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., et al. 2008, , 391, L29
- Strateva, I., Ivezić, Ž., Knapp, G. R., et al. 2001, , 122, 1861
- Sánchez, S. F. 2020, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 58, 99–155
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., de Paz, A. G., et al. 2010, *CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey: Early Report*, arXiv:1012.3002

- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, *Astronomy Astrophysics*, 538, A8
- Sánchez, S. F., Barrera-Ballesteros, J. K., Sánchez-Menguiano, L., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 469, 2121
- Vega-Ferrero, J., Diego, J. M., Miranda, V., & Bernstein, G. M. 2018, 853, L31
- Vives, S., & Prieto, E. 2006, *Optical Engineering*, 45, 1
- Walcher, C. J., Wisotzki, L., Bekeraité, S., et al. 2014, *A&A*, 569, A1
- Whitaker, K. E., van Dokkum, P. G., Brammer, G., & Franx, M. 2012, *The Astrophysical Journal*, 754, L29
- Wyder, T. K., Martin, D. C., Schiminovich, D., et al. 2007, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 173, 293
- Yoast-Hull, T. M., Gallagher, John S., I., Aalto, S., & Varenus, E. 2017, , 469, L89