



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA (IA-CU)

**EXPLORANDO EL IMPACTO DE LAS INTERACCIONES Y
FUSIONES GALÁCTICAS EN LA FORMACIÓN ESTELAR
CENTRAL DE GALAXIAS APEX/EDGE-CALIFA**

TESIS
QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
MAESTRA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:
YENY GARAY SOLÍS

DIRECTOR DE TESIS:
DR. JORGE KAROLT BARRERA BALLESTEROS
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

CIUDAD UNIVERSITARIA, CD. MX., AGOSTO DE 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.



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

EXPLORANDO EL IMPACTO DE LAS INTERACCIONES
Y FUSIONES GALÁCTICAS EN LA FORMACIÓN
ESTELAR CENTRAL DE GALAXIAS
APEX/EDGE-CALIFA

T E S I S

PARA OPTAR POR EL GRADO DE:

MAESTRA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

P R E S E N T A :

YENY GARAY SOLIS

TUTOR

DR. JORGE K. BARRERA BALLESTEROS



instituto de astronomía

unam

CIUDAD UNIVERSITARIA, Cd. MX., AGOSTO DE 2022

Dedicado con infinito amor a Mamá, Papá, Yaxis, Any, Lari, Emi y Vaniki.

“Es un error capital teorizar antes de tener datos. Sin darse cuenta, uno empieza a deformar los hechos para que se adapten a las teorías, en lugar de adaptar las teorías a los hechos”.

Arthur Conan Doyle

Agradecimientos

Esta tesis es resultado de un esfuerzo constante y disciplina, pero más que esto, es la realización progresiva de un sueño que había estado aletargado por un tiempo. Es el inicio de mi formación como futura investigadora en astrofísica y este logro no hubiera sido posible sin la ayuda que me brindaron: mi familia, mis amigos, mis profesores, la UNAM, el IA y el CONACYT.

Agradezco a mi tutor, Dr. Jorge Barrera-Ballesteros por todo su apoyo, tiempo, paciencia y sobre todo por ser mi guía en esta etapa tan importante de mi vida. También a todos mis profesores que son un gran ejemplo a seguir y me inspiran a ser una gran investigadora, en especial a la Dra. Lety Carigi y al Dr. Sebastián Sánchez.

A mi sinodo: Dr. Dario Colombo, Dra. Irene Cruz, Dra. Mariana Cano, Dra. Patricia Sánchez y Dr. Bernardo Cervantes, muchas gracias por tomarse el tiempo de revisar, darme las correcciones y comentarios para que esta tesis tuviera la formalidad y el nivel que se requiere.

Un agradecimiento especial a mis *amix* Crispin, Ale y *astroMasters*, valoro muchísimo su apoyo incondicional.

A todos ustedes, infinitas gracias por confiar en mí y por todo lo que han aportado en mi vida, y porque lo seguirán haciendo siempre.

Resumen

Los procesos evolutivos por los que puede pasar una galaxia, en diferentes etapas de su vida, afectan las propiedades internas de la galaxia, como lo son: la formación estelar, el reciclado de gas, el enriquecimiento metálico y la energía producida por supernovas o AGNs (Kormendy & Kennicutt, 2004; Kormendy, 2013). Un proceso externo y rápido que afecta significativamente y a gran escala la evolución de galaxias es la interacción/fusión galáctica. Diferentes estudios observacionales y numéricos sugieren un incremento en la formación estelar, relacionada con el aumento del gas molecular en estos objetos debido a las fuerzas de marea que ejercen las galaxias que sufren dicha fusión. En esta tesis estudiamos cómo se comporta la tasa de formación estelar específica, la fracción de gas molecular y la eficiencia de formación estelar en la región central de galaxias con formación estelar (aproximadamente a un radio efectivo), en una muestra de galaxias en distintas fases de fusión, comparándolas con galaxias aisladas. En este análisis, trabajamos con 482 galaxias que son parte de la muestra de CALIFA, de esta muestra 305 galaxias tienen observaciones de gas molecular realizadas por el telescopio milimétrico APEX y 177 por el arreglo de telescopios milimétricos CARMA. Después de clasificar a qué fase de fusión pertenece cada galaxia, seleccionamos solo las que presentan $EW(H\alpha) > 6 \text{ \AA}$ en su región central, resultando: 146 galaxias aisladas (muestra de control), 69 en la fase 1 (pre-fusión), 14 en la fase 2 (fase de fusión activa), 12 en la fase 3 (fase posterior a la fusión) y 11 en la fase 4 (remanente de fusión). Este es el primer trabajo que estudia el impacto de las fusiones e interacciones en una muestra con observaciones homogéneas, tanto en el óptico como en radio, y significativamente grande. Nuestro resultado principal es que el impacto de las interacciones y fusiones en el centro de las galaxias de nuestra

muestra, con formación estelar, se revela como un incremento en la fracción de gas en comparación con galaxias aisladas. Sin embargo, la tasa de formación estelar específica y la eficiencia de formación estelar presentan un decremento en comparación con la muestra aislada. Estos resultados sugieren un efecto diferente al que se ha estimado mediante simulaciones y observaciones de espectroscopia de fibra sencilla: los torques gravitacionales debido a la interacción y posterior fusión mueven gas molecular en vez de incrementar la tasa de formación estelar.

Palabras clave: galaxias en interacción/fusión, formación estelar, gas molecular.

Índice general

| | |
|---|------------|
| Agradecimientos | III |
| Resumen | IV |
| 1. Introducción | 1 |
| 1.1. Formación y Evolución de Galaxias | 3 |
| 1.2. Interacción y fusión de galaxias en pares | 6 |
| 1.3. Galaxias en interacción y fusión | 11 |
| 1.3.1. Evidencias de los efectos de las interacciones y fusiones en la formación estelar. | 13 |
| 1.3.2. Simulaciones de los efectos de las interacciones y fusiones en las galaxias en la formación estelar | 23 |
| 1.4. Relaciones de Escala | 32 |
| 1.4.1. Diagrama SFR – M_{\star} | 33 |
| 1.4.2. Ley de Schmidt–Kennicutt | 42 |
| 1.4.3. Diagrama M_{mol} – M_{\star} | 48 |
| 1.4.4. Correlaciones entre las relaciones de escala | 50 |
| 1.5. Espectroscopia de Campo integral | 52 |
| 1.5.1. Muestreo CALIFA | 56 |
| 1.6. Derivación de la masa de gas molecular a través de la línea de CO . . | 59 |
| 1.6.1. APEX | 61 |
| 1.6.2. CARMA | 62 |
| 1.7. Objetivo | 65 |

| | |
|---|-----------|
| 2. Datos y metodología | 67 |
| 2.1. Propiedades derivadas del muestreo CALIFA | 67 |
| 2.1.1. Masa estelar (M_{\star}) | 67 |
| 2.1.2. Tasa de formación estelar (SFR) | 68 |
| 2.1.3. Anchura Equivalente de $H\alpha$ (EW($H\alpha$)) | 70 |
| 2.2. Masa molecular (M_{mol}) derivada de APEX | 72 |
| 2.3. Masa molecular (M_{mol}) derivada de CARMA | 74 |
| 2.4. Propiedades extensivas e intensivas | 75 |
| 2.5. Caracterización de la muestra | 76 |
| 2.6. Clasificación Morfológica de las fases de fusión | 78 |
| 2.7. Criterios de selección de la muestra | 82 |
| 2.8. Ajuste OLS | 83 |
| 3. Análisis de Resultados | 85 |
| 3.1. Caracterización del diagrama SFR – M_{\star} | 85 |
| 3.2. Relaciones de escala extensivas e intensivas | 88 |
| 3.3. Generación de relaciones de escala usando datos aleatorios | 92 |
| 3.4. Comparación de los residuos con los cocientes de las propiedades | 95 |
| 3.5. Comparación entre los cocientes de las propiedades | 99 |
| 3.6. Residuos de las relaciones de escalas intensivas | 101 |
| 3.6.1. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de fusión 0 | 104 |
| 3.6.2. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de fusión 1 | 111 |
| 3.6.3. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de fusión 2 | 115 |
| 3.6.4. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de fusión 3 | 120 |
| 3.6.5. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de interacción 4 | 124 |

| | |
|--|------------|
| <i>ÍNDICE GENERAL</i> | VIII |
| 4. Discusión | 127 |
| 4.1. Comparación con observaciones previas | 127 |
| 4.2. Comparación con simulaciones | 130 |
| 5. Conclusiones | 134 |
| 5.1. Investigaciones futuras | 138 |
| A. Clasificación morfológica de las fases de fusión | 141 |
| B. Residuos de las relaciones de escala extensivas | 157 |

Índice de figuras

| | |
|---|---|
| 1.1. Diagrama de Hubble tomado de Christensen et al. (2009) donde se muestran las galaxias elípticas de E0 a E7 (lado izquierdo), las galaxias lenticulares S0 (parte central), las galaxias espirales sin barra Sa a Sc (lado derecho superior) y las galaxias espirales con barra SBa a SBc (lado derecho inferior). | 2 |
| 1.2. Cuadro que muestra los procesos de evolución de galaxias, tomado de Kormendy (2013). En el lado izquierdo están los procesos que ocurren internamente en una galaxia y del lado derecho los que ocurren por efectos ambientales en la galaxia, es decir, los procesos externos, como las interacciones de galaxias. La parte superior corresponde a procesos evolutivos rápidos, los cuales ocurren en un tiempo de caída libre. La parte inferior corresponde a procesos lentos que trascurren en un tiempo del orden de varios periodos de rotación de la galaxia. Los procesos físicos que se muestran en el centro son los que están relacionados con todos los procesos evolutivos de las galaxias. | 5 |

| | |
|--|-----------|
| <p>1.3. Ejemplo de las fases de fusión de galaxias considerándolas como un esquema evolutivo. Figura tomada de Barrera-Ballesteros et al. (2015b). Las imágenes son del SDSS en la banda-r y estas galaxias pertenecen a la muestra de CALIFA. En la fase 1-pre-fusión (<i>pre-merger</i>) se muestran las galaxias IC0944 y KUG1349+143. En la fase 2-fusión activa (<i>merger</i>) están las galaxias NGC0169 y NGC0169A. En la fase 3-posterior a la fusión (<i>post-merger</i>) se muestra la galaxia NGC2623. En la fase 4-remanente de fusión (<i>merger remnant</i>) se muestra la galaxia NGC5739.</p> | <p>9</p> |
| <p>1.4. Imágenes a distintos tiempos de las simulaciones de Lotz et al. (2008), de dos galaxias espirales de igual masa estelar y gaseosa, mismas dimensiones y ricas en gas con una colisión prógrado. Imágenes simuladas como si fueran observadas a través del SDSS (u, r, z) con extinción por polvo. Las regiones con formación estelar se indican con color azul y el polvo en color rojo-anaranjado. t=0.59 Gyr corresponde al primer paso, t=1.03 Gyr máxima separación, t=1.66 Gyr fusión, t=2.16 Gyr post-fusión, t= 2.66 Gyr remanente de fusión.</p> | <p>10</p> |
| <p>1.5. Diagramas tomados de Scudder et al. (2012). Los paneles izquierdos muestran el incremento y déficit en función de su r_p de la SFR (panel superior) y de la metalicidad (panel inferior), para toda su muestra (1,899 galaxias) comparadas con su muestra de control (mediana de la SFR y metalicidad de galaxias aisladas). Los paneles de la derecha muestran la mediana en función de su r_p de la SFR y de la metalicidad (panel superior y panel inferior, respectivamente) de su muestra completa por intervalos.</p> | <p>15</p> |
| <p>1.6. Diagrama tomado de Scudder et al. (2012), donde se muestran las variaciones de la SFR (en comparación con su muestra de control) de 425 pares. El eje x indica la variación de la SFR de la galaxia primaria, el eje y de la secundaria. La barra de color indica la separación proyectada r_p entre los pares de galaxias.</p> | <p>16</p> |

1.7. Incremento promedio de la SFR de una muestra de 10,800 galaxias en pares cercanos en función de su separación proyectada $r_p < 80 h^{-1} \text{ kpc}$ y 97 post-fusión (mostradas en la región gris) del muestreo de SDSS DR7, tomada de Ellison et al. (2013). Los círculos en color azul representan el incremento de la SFR estimada en la región de cada galaxia cubierta por la apertura del SDSS (3 arcsec). Los círculos de contorno azul indican el incremento de la SFR fuera de los 3 arcsec. 17

1.8. Diagrama $\Sigma_{\text{mol}} - \Sigma_{\text{SFR}}$ tomado de Kaneko et al. (2022). La línea continua en color negro representa el mejor ajuste de su muestra de galaxias aisladas. Las líneas discontinuas en color negro representan un incremento y decremento por un factor de 3 respecto al mejor ajuste de las galaxias aisladas. Los círculos negros representan las galaxias aisladas. Los círculos blancos representan las 8 galaxias que se encuentran en pares de interacción. 19

1.9. Diagrama $\Sigma_{\text{mol}} - \Sigma_{\text{SFR}}$ tomado de Kaneko et al. (2022). Las equis de color rojo representan las regiones a escalas de kpc de las 8 galaxias en interacción. Los círculos de color negro representan las regiones a escalas de kpc de las 11 galaxias aisladas. 19

1.10. Diagrama ΔSFE vs Δf_{gas} del estudio realizado por Pan et al. (2018). Donde estudiaron 58 galaxias en pares (círculos grandes) con separación proyectada $r_p < 70 \text{ kpc}$. Los círculos pequeños muestran las 154 galaxias aisladas (control) con las que realizaron sus comparaciones. La barra de color indica el ΔSFR . Compararon las variaciones de la SFR, la SFE y la fracción de gas molecular de cada galaxia en par con la media de las galaxias de control. Este resultado indica que la mayoría de su muestra tiene un incremento en su SFR. El más alto incremento de la SFR (círculos rojos) se presenta con un incremento en la SFE y en la f_{gas} , pero hay galaxias que presentan un incremento en su SFR aunque tengan un decremento en su f_{gas} o en su SFE. 22

1.11. Diagrama SFR – M_{H_2} del estudio realizado por Violino et al. (2018).
 Donde estudiaron 11 galaxias en pares con separaciones proyectadas $r_p < 30$ kpc y razón entre masas menor a 4. Las observaciones de masa de gas molecular M_{H_2} fueron realizadas por el telescopio milimétrico de 30 m del IRAM, y las derivaciones de la SFR fueron tomadas del catálogo MPA/JHU. La SFR es corregida a la apertura del telescopio, la cual es de ~ 22 arcsec. Estas galaxias en pares se muestran en círculos rojos. Las equis en color azul muestran las galaxias aisladas con formación estelar, las cuales son de la muestra xCOLD GASS. Los rombos grises son galaxias con fuertes estallidos de formación estelar. La línea azul discontinua es el mejor ajuste de las galaxias aisladas. Las líneas discontinuas negras muestran el tiempo de agotamiento a diferentes tiempos. 23

1.12. Resultado de una de las simulaciones de Toomre & Toomre (1972) de dos galaxias de igual masa con encuentro parabólico retrogrado. Los círculos negros pequeños representan las partículas de prueba. Los círculos negros grandes los centros de cada galaxia. Los círculos blancos representan las partículas de ensayo no interactuantes que inicialmente orbitan un punto de masa central. Los tiempos de la simulación se indican por los números de -1 a 8. 24

1.13. Resultado de una de las simulaciones de Toomre & Toomre (1972) de dos galaxias de igual masa con encuentro parabólico directo. La descripción de los diferentes círculos es igual a la figura 1.12 25

1.14. Simulación de la fusión de dos galaxias espirales de igual masa en colisión parabólica prógrada tomadas de Di Matteo et al. (2005). Las imágenes corresponden a los resultados de cuatro tiempos de las simulaciones con y sin un agujero negro super masivo, superiores e inferiores respectivamente. El gas es coloreado de acuerdo a su temperatura, siendo la más caliente azul y la mas fría de color rojo. 26

1.15. Ley de Schmidt-Kennicutt global de las simulaciones de Di Matteo et al. (2007). Diagrama de la densidad superficial de la masa de gas (Σ_{gas}) versus la densidad superficial de la SFR (Σ_{SFR}). En el panel superior izquierdo se muestra la distribución de las galaxias en su fase de interacción (cuadrados color gris en todos los paneles) y las galaxias asiladas (asteriscos negros). En el panel superior derecho se muestra la distribución de las galaxias en la fase de fusión. El panel inferior izquierdo muestra la distribución de las galaxias en la fase después de la fusión de los núcleos, los cuadros negros indican las galaxias en fusión (en éste y en el siguiente panel), la línea discontinua de color negro indica la ley global de Schmidt de la formación estelar ($\Sigma_{SFR} \propto \Sigma_{gas}^{1.4}$). El panel inferior derecho muestra las galaxias en su fase de post-fusión, los círculos blancos representan las galaxias en la fase después de la fusión. Las figuras en cada panel representan las características de las galaxias con las que se realizó la simulación de acuerdo a las leyendas mostradas. La letra g representa los parámetros que le dieron a cada galaxia, como la masa estelar, la masa gaseosa y las dimensiones de cada galaxia. $E0$, Sa , Sb , Sd indican el tipo morfológico de las galaxias. ret señala que es una colisión retrograda y dir que es una directa o prógrada.

- 1.16. Resultado de las simulaciones de Moreno et al. (2021) para la región del kilopársec central de la galaxia secundaria (panel izquierdo) y de la galaxia primaria (panel derecho). Cada panel es dividido en ocho regiones triangulares, en las cuales se indica el porcentaje de las galaxias de la muestra que están en dicha región. La línea horizontal divide a las que presentaron un incremento en la SFE (arriba) de las que mostraron un decremento (abajo). La línea vertical divide a las que tuvieron un incremento (derecha) o un decremento (izquierda) en la cantidad de masa de H_2 . La línea con pendiente positiva separa las que tuvieron un incremento o decremento en la SFR debida principalmente a la eficiencia (*efficiency driven*) o la cantidad de gas molecular (*fuel driven*). La línea con pendiente negativa al igual que la barra de color divide a las galaxias que presentaron un incremento en la SFR (color azul) de la que tuvieron un decremento (color rojo). 29
- 1.17. Incremento en la SFR del estudio de Patton et al. (2013). La línea azul muestra el incremento medio de la SFR de las observaciones de $\sim 21,100$ galaxias con formación estelar del muestreo del SDSS, en un intervalo de $0.02 < z < 0.2$, estas galaxias están en pares cercanos y presentan diferentes separaciones proyectadas r_p . La línea roja es el incremento de la SFR central (dentro de 1 kpc) y la línea negra el incremento de la SFR global de las simulaciones a diferente r_p 31

1.18. Diagrama SFR – M_* del estudio de 1,754 galaxias del muestreo de MaNGA realizado por Cano-Díaz et al. (2019). En el panel superior izquierdo se muestran las galaxias con clasificación morfológica Sbc-Irr. En el panel superior derecho las tipo S0a-Sb. En el panel inferior izquierdo se muestran las galaxias S0 y las E en el panel inferior derecho. En los cuatro paneles los rombos azules indican las SFGs y los rombos rojos las RGs. Los círculos verdes indican los AGNs, los rombos negros las galaxias sin clasificación y los rombos rosas indican los datos binned para cada tipo de galaxias. Las líneas continuas roja y azul, representan el mejor ajuste y sus respectivas líneas discontinuas la dispersión para las SFGs y RGs. La línea gris representa el mejor ajuste de toda la muestra de las SFGs. 34

1.19. Diagrama SFR – M_* tomado de Sánchez (2020) de una muestra de 8,177 galaxias de los muestreos de AMUSING++, CALIFA, MaNGA y SAMI. De color negro se representan los contornos de densidad de 95 %, 50 % y 10 % de los datos de la muestra. En el panel izquierdo es la muestra total y en los demas paneles son separados por tipo morfológico . La barra de color indica la $EW(H\alpha)$ de cada galaxia. Los círculos verdes indican que es un AGN. 36

1.20. Diagrama SFR – M_* del estudio de 306 galaxias del muestreo de CALIFA realizado por Cano-Díaz et al. (2016). Los círculos verdes indican las galaxias que presentan una $EW(H\alpha) > 6 \text{ \AA}$ y su ionización es dominada su AGN. Los rombos azules representan las SFGs donde su $EW(H\alpha) > 6 \text{ \AA}$ y su ionización es dominada por estrellas jóvenes. Los rombos rojos indican las RGs las cuales presentan una $EW(H\alpha) < 3 \text{ \AA}$ con una ionización dominada por estrellas viejas. Los rombos negros indican las galaxias con $3 < EW(H\alpha) < 6 \text{ \AA}$, y su principal fuente de ionización está indefinida. 37

| | |
|--|----|
| 1.21. Diagrama $\text{SFR} - M_*$ realizado por Speagle et al. (2014) donde compila 25 diferentes estudios para investigar la evolución de la SFMS a diferentes redshifts (z). | 38 |
| 1.22. Diagrama $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_*$ del estudio de 1,754 galaxias del muestreo de MaNGA realizado por Cano-Díaz et al. (2019). Los símbolos siguen la misma descripción de la figura 1.18. | 40 |
| 1.23. Distribución de las relaciones de escala de las propiedades intensivas, tomada de Sánchez et al. (2021b). (a) $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_*$. (b) $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_{\text{mol}}$. (c) $\Sigma_{\text{mol}} - \Sigma_*$. Los círculos amarillos muestran 12,667 SFAs del muestreo de EDGE de aproximadamente 100 galaxias. Los contornos azules representan el 95 %, 40 % y 10 % de un total de 533 SFGs del muestreo de CALIFA. Y los contornos rojos representan los mismos porcentajes pero de la muestra de APEX con un total de 251 SFGs. Las relaciones de EDGE son con datos resueltos (rSFRM, rSK y rMGMS). Los datos de CALIFA son integrados en un área efectiva, $\sim 2R_{\text{eff}}$ (SFRM, SK y MGMS intensivas globales) y los de APEX a la cobertura de la antena del instrumento, $\sim 1R_{\text{eff}}$ (SFRM, SK y MGMS intensivas globales). | 41 |

1.24. Diagrama SFR – M_* , tomada de Morokuma-Matsui et al. (2020), donde estudiaron galaxias cercanas del proyecto COMING (*CO Multi-line Imaging of Nearby Galaxies project*) el cual tiene observaciones de CO realizadas por Observatorio de Radio Nobeyama. Estudiaron 147 galaxias que tienen M_* derivadas de los datos de WISE (*Wide-field Infrared Survey Explorer*) y SFR derivadas de los datos de GALEX (Galaxy Evolution Explorer). Los contornos grises muestran las 532 galaxias observadas por xCOLD GASS (*CO Legacy Database for the GASS project*). Los contornos azules indican galaxias de xCOLD GASS que tuvieron detecciones de CO. La línea de color cian indica la SFMS en $z=0$ con un intervalo de dispersión de 0.2 dex. Los círculos blancos son las galaxias de COMING con mediciones de ^{12}CO y los círculos negros las galaxias con mediciones de ^{12}CO y ^{13}CO . Las líneas negras representan la sSFR en distintos intervalos. 42

1.25. Distribución radial de la sSFR para distintos tipos de galaxias, tomado de Sánchez (2020) de una muestra de 8,177 galaxias de los muestreos de AMUSING++, CALIFA, MaNGA y SAMI. Los colores en todos los paneles representan las galaxias con los intervalos de M_* señalados en el primer panel. 43

- 1.26. Relación de Schmidt-Kennicutt tomada de Kennicutt & Evans (2012). En el **panel izquierdo** se muestra la relación con propiedades intensivas derivadas globalmente para los discos de las galaxias, donde los círculos morados representan a las galaxias espirales e irregulares. Las equis de color magenta representan galaxias cercanas con bajo brillo superficial. Los círculos rojos galaxias indican las galaxias infrarrojas luminosas y ultraluminosas (LIRG y ULIRG, respectivamente). Los triángulos color café muestran las galaxias con estallidos estelares circunucleares. El cuadrado negro representa a la Vía Láctea (MW por sus siglas en inglés, *Milky Way*). Los círculos azules muestran a las galaxias irregulares con estallidos estelares de baja masa con abundancias de oxígeno menores a $0.3 Z_{\odot}$. La línea azul muestra una relación con pendiente $N = 1.4$, (no es el ajuste de los datos). En el **panel derecho** se muestra la relación de propiedades extensivas (SFR global y masa de gas molecular denso global). Los círculos azules indican las galaxias LIRGs y ULIRGs y los círculos blancos las galaxias espirales e irregulares. La línea discontinua gris representa el ajuste lineal de las galaxias. 45
- 1.27. Diagrama $SFR - M_{mol}$, tomada de Morokuma-Matsui et al. (2020), donde estudiaron galaxias cercanas del proyecto COMING-WISE-GALEX (ver descripción de la figura 1.24) Los contornos azules indican galaxias de xCOLD GASS que tuvieron detecciones de CO. Los círculos blancos son las galaxias de COMING con mediciones de ^{12}CO y los círculos negros las galaxias con mediciones de ^{12}CO y ^{13}CO . Las líneas negras representan la SFE en distintos intervalos. 47

1.28. Diagrama $M_{\star} - M_{\text{mol}}$, tomada de Lin et al. (2020). Donde muestran la comparación de la distribución de las 46 galaxias de ALMaQUEST (*ALMA-MaNGA QUENching and STar formation survey*) que estudiaron (Círculos) con las galaxias de xCOLD GASS (cuadrados color gris). La barra de color indica la sSFR de las galaxias estudiadas por Lin et al. (2020). La M_{\star} y la M_{mol} se derivaron globalmente en cada galaxias en $1R_{\text{eff}}$. Las líneas discontinuas de color gris indican las fracciones de $M_{\text{mol}}/M_{\star}=0.1$ (línea izquierda) y $M_{\text{mol}}/M_{\star}=0.01$ (línea derecha). 49

1.29. Distribución de los residuos de las relaciones de escala, con datos generados aleatoriamente a través de una simulación simple, tomada del estudio de Sánchez et al. (2021b). Los puntos amarillos muestran los datos que generaron aleatoriamente de las relaciones de escala rSFMS, rSK y rMGMS. Los errores típicos correspondientes a los datos observados se simulan agregando ruido aleatorio a cada uno de los parámetros considerados, Σ_{\star} , Σ_{SFR} y Σ_{mol} , siguiendo una distribución gaussiana simple con desviación estándar de 0.20, 0.20 y 0.22 dex, respectivamente. El contorno rojo representa el 80% de los datos de EDGE y el contorno negro el 80% de los datos simulados. 52

1.30. Esquema del cubo de datos generado por IFS, tomado de Harrison (2016). El eje x indica la ascensión recta, el eje y la declinación y el eje z la longitud de onda. Cada pixel de la imagen tiene un espectro por lo cual se llama spaxel. 54

1.31. Diagrama de los diferentes tipos de IFUs, tomado de Harrison (2016). La luz del plano focal mediante un arreglo de lentes, un paquetes de fibras ópticas o un rebanador de imagen es llevada a un espectrógrafo. La salida del espectrógrafo se almacena normalmente en una cámara CCD que la manda a unos amplificadores para digitalizar la corriente de la CCD y realizar el proceso de reducción de datos para obtener un cubo de datos reducido. 55

| | |
|---|----|
| 1.32. Esquema donde se resume el proceso para el estudio de galaxias mediante la IFS para obtener propiedades físicas tanto del gas como de las poblaciones estelares. | 56 |
| 1.33. Propiedades derivadas del muestreo CALIFA. En el hexágono central se muestra la distribución de las 331 fibras científicas del PPAK en el FoV del telescopio. La imagen bidimensional de la galaxia da información acerca de su morfología (brazos y bulbo). Cada fibra es un spaxel que tiene la información espectral de la región de la galaxia donde se ubica. Los 6 hexágonos de los lados muestran diferentes mapas de varias galaxias de las propiedades derivadas por PIPE3D del muestreo de CALIFA. Del hexágono superior y en sentido del reloj son: imagen óptica en las bandas (r, g, b); densidad superficial de masa estelar; edad de las poblaciones estelares; líneas de emisión $H\alpha$, [NII] y [OIII]; flujo de $H\alpha$; velocidad de $H\alpha$. Imagen tomada del Centro Astronómico Hispano-Alemán (https://www.caha.es/es/), | 58 |
| 1.34. Transmisión cenital de la atmósfera en el Llano de Chajnantor en frecuencias de 200-1,600 GHz. Se muestran las ventanas atmosféricas accesibles desde el suelo donde trabaja APEX con distintos receptores, tomada de Güsten et al. (2006). | 62 |

2.1. Diagrama SFR- M_* de las propiedades globales (integradas) de las galaxias de nuestra muestra. La línea azul representa el ajuste realizado en esta tesis de la secuencia principal de la formación estelar La línea roja el ajuste realizado por Cano-Díaz et al. (2016). Los pentágonos representan las galaxias con morfología E-S0. El símbolo de estrella representa las galaxias con clasificación morfológica Sa, Sb y Sc. Los círculos representan las galaxias Sd-Irr. Los paneles superiores muestran las galaxias de la muestra de APEX. Los paneles inferiores las galaxias de la muestra de EDGE-CARMA. En los diagramas de la izquierda la barra de color representa la $EW(H\alpha)$ global de cada galaxia. En los diagramas de la derecha la barra de color representa la M_{mol} derivada en cada galaxia dentro de la apertura del beam de APEX. 77

2.2. Ejemplos de las 5 fases de fusión de nuestra muestra. Las imágenes fueron tomadas de *Aladin sky atlas* en la banda óptica del SDSS9. En la fase 0-galaxias aisladas se muestra la galaxia UCG12250. En la fase 1-pre-fusión se muestran las galaxias IC0208 y NGC0825. En la fase 2-fusión activa están las galaxias NGC7253B y NGC7253A. En la fase 3-posterior a la fusión se muestra la galaxia ARP180. En la fase 4-Remanente de fusión se muestra la galaxia NGC2507. En la fase 0 y 1 el círculo verde representa un diámetro de 10 arcmin. En la fase 2, 3 y 4 el círculo es de un diámetro de 3 arcmin. 79

3.1. Diagramas SFR – M_{\star} de las galaxias de nuestra muestra con una SNR ≥ 3 (pentágonos) y de las galaxias con una SNR < 3 (equis). En los paneles de la columna izquierda la SFR y la M_{\star} extensivas fueron derivadas dentro del FoV de CALIFA. En los paneles de la columna derecha se muestran las propiedades extensivas derivadas dentro del beam. Las relaciones de escala extensivas de la fila superior son considerando una anchura equivalente de $H\alpha$ promediada en toda la cobertura del FoV de CALIFA. Los paneles de la fila inferior son para las mismas propiedades extensivas pero considerando el promedio de la EW($H\alpha$) en el beam. Para estimar la mejor SFMS de las propiedades extensivas de cada diagrama, realizamos un ajuste OLS con un corte de EW($H\alpha$) $> 6 \text{ \AA}$ (línea azul). En todos los paneles, la línea roja muestra el ajuste derivado por Cano-Díaz et al. (2016). 86

3.2. Relaciones de escalas extensivas de las propiedades medidas dentro de la apertura del beam para la muestra de galaxias con SNR ≥ 3 (pentágonos) y para SNR < 3 (equis). La línea discontinua azul representa el mejor ajuste para cada relación (ver Tabla 3.2). 89

3.3. Relaciones de escalas intensivas de las propiedades medidas dentro de la apertura del beam para la muestra de galaxias con SNR ≥ 3 (pentágonos) y para SNR < 3 (equis). La línea discontinua azul representa el mejor ajuste para cada relación (ver Tabla 3.2). La línea roja representa el ajuste de la muestra de APEX realizado por Sánchez et al. (2021b). 92

3.4. Relaciones de escalas extensivas de las galaxias mock-data. Los contornos negros representan los porcentajes 68, 50 y 10, respectivamente y la línea discontinua negra el mejor ajuste. Los contornos azules representan los mismos porcentajes pero de los datos observacionales y la línea discontinua azul representa el mejor ajuste (ver la Tabla 3.2). Cada pentágono representa una galaxia mock data con una SFR, M_{\star} y M_{mol} aleatoria. 94

3.5. Relaciones de escalas intensivas de las galaxias mock-data. Cada pentágono representa una galaxia con una Σ_{SFR} , una Σ_{\star} y una Σ_{mol} aleatorias. Descripción de contornos y datos igual que la Figura 3.4 94

3.6. Distribución de los residuos con los cocientes de las propiedades extensivas para la muestra de galaxias con $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y para $\text{SNR} < 3$ (equis). De izquierda a derecha: ΔSFMS_e vs sSFR_e , ΔSK_e vs SFE_e y ΔMGMS_e vs f_{mol}^e . La línea azul representa el ajuste en cada panel, donde α indica su pendiente y β su punto de corte. La línea discontinua negra es con una pendiente 1. La r indica el coeficiente de correlación. 97

3.7. Distribución de los residuos con los cocientes de las propiedades intensivas. De izquierda a derecha: ΔSFMS_i vs sSFR_i , ΔSK_i vs SFE_i y ΔMGMS_i vs f_{mol}^i . Descripción de ajustes, datos y r , igual que la Figura 3.6 98

3.8. Distribución de los cocientes de las propiedades extensivas para la muestra de galaxias con $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y para $\text{SNR} < 3$ (equis). De izquierda a derecha: sSFR_e vs SFE_e , sSFR_e vs f_{mol}^e y SFE_e vs f_{mol}^e . En cada diagrama el contorno azul representa $\sim 68\%$ de los datos observados y el contorno negro $\sim 68\%$ de los mock-data. La r indica el factor de correlación de los datos observados (en azul) y los mock-data (en negro). 100

3.9. Distribución de los cocientes de las propiedades intensivas. De izquierda a derecha: sSFR_i vs SFE_i , sSFR_i vs f_{mol}^i y SFE_i vs f_{mol}^i . Descripción de contornos, datos y r igual que la Figura 3.8. 100

3.10. Residuos derivados de las propiedades intensivas para nuestra muestra de galaxias con $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y para $\text{SNR} < 3$ (equis). De izquierda a derecha: ΔSFMS_i vs ΔSK_i , ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i . La línea azul representa el mejor ajuste de este trabajo. La línea roja representa el mejor ajuste realizado por Sánchez et al. (2021b). El contorno azul representa $\sim 68\%$ de los datos observados. El contorno negro representa $\sim 68\%$ de los mock-data. La r indica el factor de correlación de los datos observados (en azul) y los mock-data (en negro). 102

3.11. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 0**, es decir, galaxias aisladas (muestra de control) con una $\text{SNR} \geq 3$ (círculos verdes) y con una $\text{SNR} < 3$ (equis). De izquierda a derecha: ΔSFMS_i vs ΔSK_i , ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i . El contorno azul representa $\sim 68\%$ de la muestra total de datos observados. El contorno negro representa el $\sim 68\%$ de los mock-data (muestra aleatoria total). Los números romanos (I, II, III y IV) indican el cuadrante al que hacemos referencia en cada panel. En paréntesis se indica el porcentaje de las galaxias en cada cuadrante. 104

3.12. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 1** con una $\text{SNR} \geq 3$ (cuadrados rojos) y con una $\text{SNR} < 3$ (equis). Descripción de contornos y números romanos igual que la Figura 3.11. Las galaxias aisladas (círculos verdes) son descritas en la Subsección 3.6.1. p indica que tan significativamente igual es la distribución de esta fase con la muestra de control. 111

3.13. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 2** con una $SNR \geq 3$ (triángulos rosas). Descripción de contornos y números romanos igual que la Figura 3.11. Las galaxias aisladas (círculos verdes) son descritas en la Subsección 3.6.1. **p** indica que tan significativamente igual es la distribución de esta fase con la muestra de control. 116

3.14. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 3** con una $SNR \geq 3$ (cruces moradas). Descripción de contornos y números romanos igual que la Figura 3.11. Las galaxias aisladas (círculos verdes) son descritas en la Subsección 3.6.1. **p** indica que tan significativamente igual es la distribución de esta fase con la muestra de control. 120

3.15. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 4** con $SNR \geq 3$ (estrellas magenta). Descripción de contornos y números romanos igual que la Figura 3.11. Las galaxias aisladas (círculos verdes) son descritas en la Subsección 3.6.1. **p** indica que tan significativamente igual es la distribución de esta fase con la muestra de control. 124

4.1. En el panel (a) mostramos el diagrama ΔSFE vs Δf_{gas} del estudio de Pan et al. (2018), para más detalles ver la figura 1.10. En el panel (b) se muestran las galaxias en interacción (cuadrados rojos), para más detalles ver la Figura 3.12. En el panel (c) mostramos las galaxias en la fase 2 (triángulos rosas), ver Figura 3.13. En el panel (c) y (d) se muestran las galaxias aisladas (muestra de control) en círculos verdes. 128

- 4.2. A manera de comparar las simulaciones de Moreno et al. (2021) con nuestros resultados, en el panel (a) se encuentran los resultados de las simulaciones de la galaxia primaria (ver figura 1.16, para más detalles). En el panel (b) se muestran las galaxias aisladas (círculos), para más detalles ver la Figura 3.11. En el panel (c) se muestran las galaxias en interacción (cuadrados), para más detalles ver la Figura 3.12. En el panel (d) mostramos las galaxias en la fase 2 (triángulos), ver Figura 3.13. En el panel (b), (c) y (d) se muestran las barras de colores que indican la $\Delta SFMS$, de cada fase. Cada panel está dividido por regiones triangulares que indican el porcentaje de galaxias en dichas regiones. 131
- B.1. Residuos derivados de las propiedades extensivas (ver Sección 3.2) para nuestra muestra de galaxias con $SNR \geq 3$ (pentágonos) y para $SNR < 3$ (equis) de galaxias con formación estelar en la región central. De izquierda a derecha: $\Delta SFMS_e$ vs ΔSK_e , $\Delta SFMS_e$ vs $\Delta MGMS_e$ y ΔSK_e vs $\Delta MGMS_e$. La línea azul representa el mejor ajuste de este trabajo. El contorno azul representa $\sim 68\%$ de los datos observados. El contorno negro representa $\sim 68\%$ de los mock-data (ver Sección 3.3). La r indica el factor de correlación de los datos observados (en azul) y los mock-data (en negro). 157
- B.2. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 0** con una $SNR \geq 3$ (círculos verdes) y con una $SNR < 3$ (equis). El contorno azul representa $\sim 68\%$ de la muestra total de datos observados. El contorno negro representa el $\sim 68\%$ de los mock-data. Los números romanos (I, II, III y IV) indican el cuadrante al que hacemos referencia en cada panel. En paréntesis se indica el porcentaje de las galaxias en cada cuadrante. 158

B.3. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 1** con una $SNR \geq 3$ (cuadrados rojos) y con una $SNR < 3$ (equis). Descripción de contornos y números romanos igual que la figura B.2. 158

B.4. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 2** con una $SNR \geq 3$ (triángulos rosas). Descripción de contornos y números romanos igual que la figura B.2. 158

B.5. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 3** con una $SNR \geq 3$ (cruces moradas). Descripción de contornos y números romanos igual que la figura B.2. 159

B.6. Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 4** con $SNR \geq 3$ (estrellas magenta). Descripción de contornos y números romanos igual que la figura B.2. 159

Capítulo 1

Introducción

Las galaxias son las estructuras básicas del Universo. Estos bloques básicos están compuestos principalmente por gas, polvo, estrellas y materia oscura, todos unidos gravitacionalmente. Estas estructuras tienen diferentes formas, las cuales desde las publicaciones de [Hubble \(1926, 1934\)](#) se han intentado clasificar. Edwin Hubble estableció un esquema con base en su apariencia visual, el cual es llamado "Diagrama de Hubble", y sus ideas básicas se siguen manteniendo (e.g., [Christensen et al., 2009](#)). En la figura [1.1](#) mostramos este diagrama, en el lado izquierdo se encuentran las galaxias con morfología elíptica, éstas se clasifican por la letra E seguida de un número n que describe la elipticidad de la galaxia, calculada mediante la ecuación $n = (1 - \frac{b}{a})10$, donde a es el semieje mayor y b el semieje menor. Una galaxia con clasificación morfológica E0 es una elíptica con forma circular y una E7 es una elíptica muy achatada. La elipticidad de la galaxia depende de la inclinación respecto a la línea de visión con la que se proyecta. En el centro del diagrama se ubican las galaxias lenticulares S0 que en apariencia pueden verse como intermedias entre las elípticas y espirales ya que presentan un bulbo rodeado por un disco extendido y alrededor estructuras en formas de anillos. A la derecha superior se encuentran las galaxias espirales sin barra S y en la parte inferior las espirales con barra SB. Para las espirales ya sea con barra o sin barra, la letra en minúscula indica que tan cerrados son sus brazos y que tan evidente es su bulbo y barra, por ejemplo, en una Sa o SBa la letra a indica que son galaxias con brazos cerrados difusos y un bulbo muy notable. En una Sc o SBc, la

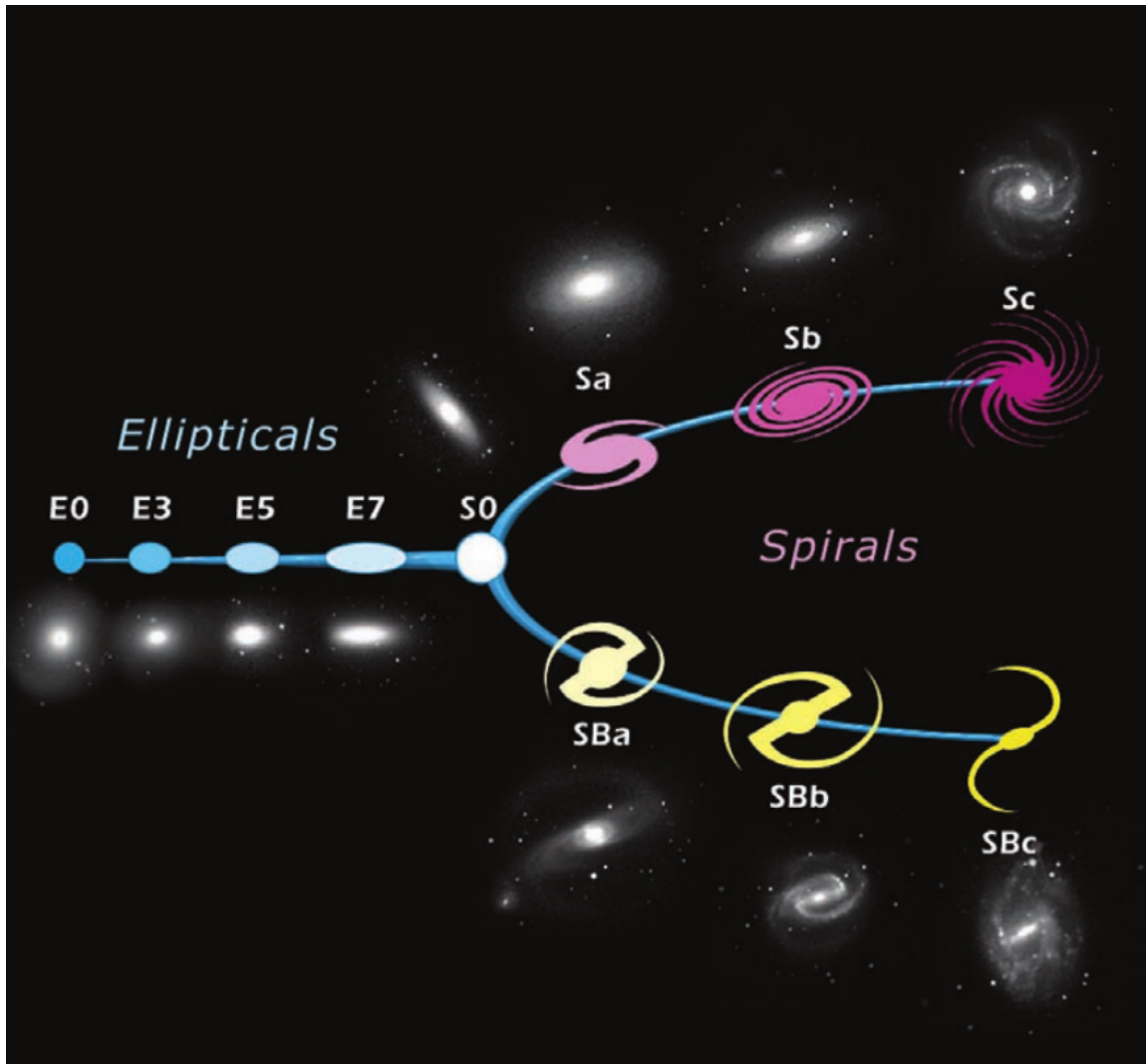


Figura 1.1: Diagrama de Hubble tomado de [Christensen et al. \(2009\)](#) donde se muestran las galaxias elípticas de E0 a E7 (lado izquierdo), las galaxias lenticulares S0 (parte central), las galaxias espirales sin barra Sa a Sc (lado derecho superior) y las galaxias espirales con barra SBa a SBc (lado derecho inferior).

letra c indica que son galaxias con brazos menos cerrados y un bulbo menos notorio.

Al principio se pensó que esta clasificación solo describía la apariencia visual de las galaxias pero su morfología tiene correlación con procesos físicos que involucran la cantidad de estrellas, la cantidad de gas disponible para formar estrellas y el ambiente donde se encuentra cada galaxia (e.g., [Christensen et al., 2009](#)). Las galaxias elípticas generalmente tienen las características de ser de un color rojo (en el intervalo visible del espectro electromagnético) dominadas por poblaciones estelares viejas, presentar poco gas, y estar en cúmulos ([Dressler et al., 1987](#)) y su cinemática es soportada

por dispersión. Por otra parte, las galaxias espirales en general son de color azul (en la banda visible), frecuentemente dominadas por estrellas jóvenes, presentan mucho gas y su cinemática es soportada por rotación (e.g., [Carroll & Ostlie, 2014](#)). Edwin Hubble en un principio consideró que las galaxias que se formaban primero eran las elípticas y después las espirales, por eso a las primeras las llamó tempranas y a las segundas tardías. Actualmente sabemos que esto no es correcto, una prueba de ello es que el Universo temprano es dominado por galaxias espirales e irregulares (e.g., [Christensen et al., 2009](#)).

Unas de las grandes interrogantes en la astrofísica extragaláctica son ¿cómo se formaron las galaxias? y ¿qué es lo que determina que tengan cierta morfología? Por lo cual un área importante de investigación es el desarrollo de modelos teóricos para estudiar ciertas componentes de la evolución de las galaxias, por ejemplo, el contenido de estrellas de distintas masas, desde su nacimiento hasta el momento en que las observamos. Estos modelos requieren el conocimiento de la evolución de las estrellas de diferentes masas y suponer las historias de formación estelar, para poder deducir una evolución que coincida con la masa estelar y contenido de gas observado en las galaxias (e.g., [Longair, 1998](#)). El contenido de gas molecular disponible para formar estrellas está relacionado con el tipo morfológico, es decir, generalmente las galaxias espirales tienen suficiente gas molecular para seguir formando estrellas a diferencia de las elípticas que ya no forman estrellas (e.g. [Christensen et al., 2009](#); [Carroll & Ostlie, 2014](#); [Sánchez et al., 2021a](#)). Una de las razones por la que las galaxias siguen o no creando estrellas está relacionada con el aumento o disminución del gas molecular y una de las posibles causas es la interacción o fusión de galaxias, ya que hay evidencias de que existen galaxias fusionándose o interactuando y entre ellas puede haber un incremento en la formación estelar ([Patton et al., 2011](#)).

1.1. Formación y Evolución de Galaxias

Basado en la teoría de materia oscura fría (CDM por sus siglas en inglés, *Cold Dark Matter*) donde la mayoría de la materia del Universo está en una forma que

solo se puede detectar por sus efectos gravitacionales, ya que no emite radiación, se propuso un modelo de formación y evolución de galaxias jerárquico. En este modelo los primeros sistemas en colapsar y comenzar a formar estrellas eran pequeños y las galaxias se formaron a partir de fusiones de estructuras más pequeñas a las que observamos actualmente (White & Rees, 1978; White & Frenk, 1991; Kauffmann et al., 1993).

En el inicio del Universo, la evolución de las galaxias fue dominada por colapsos disipativos (Eggen et al., 1962), los cuales no conservan su energía debido a pérdidas por fricción u otras causas, ya que posterior a la recombinación, el gas empieza a caer muy rápidamente a los pozos de potencial de los halos de materia oscura. Estos últimos formados por sobre-densidades del Universo temprano. También las fusiones de galaxias dominaron a comienzos del Universo (Toomre, 1977). En la figura 1.2 se muestran estos procesos evolutivos ubicados en la parte superior ya que son eventos rápidos y violentos, que ocurrieron en un tiempo de caída libre (t_{ff} , del inglés *free-fall time*) $t_{ff} \sim (G\rho)^{-0.5}$ ¹. Los colapsos disipativos ocurren internamente en cada galaxia y las fusiones son debidas a factores externos a las galaxias, es decir, las condiciones del medio intergaláctico donde se desarrollan (Kormendy & Kennicutt, 2004; Kormendy, 2013). Las galaxias espirales se formaron cuando los halos de materia oscura acumularon lentamente el gas que formó discos. Las elípticas se formaron cuando las galaxias chocaron y se fusionaron (Toomre, 1977). Por ejemplo, la fusión de dos galaxias espirales puede formar una galaxia elíptica (e.g., Barnes & Hernquist, 1996; Khalatyan et al., 2008). Conforme el Universo se expandió, los cúmulos galácticos se virializaron, las fusiones se volvieron menos comunes (Toomre, 1977; Conselice et al., 2003) y los procesos seculares internos y externos dominaron, éstos se ubican en la parte inferior de la figura 1.2 y tienen la característica de ser más lentos, transcurren en varios periodos de rotación de la galaxia (del orden de Gyrs), por ejemplo, el calentamiento del disco, el cual es un proceso secular interno debido a las explosiones de estrellas en las nubes moleculares (Spitzer & Schwarzschild, 1951, 1953).

¹G=constante de gravedad, ρ =densidad media del sistema. Tiempo aproximado en que tardaría en colapsar un sistema

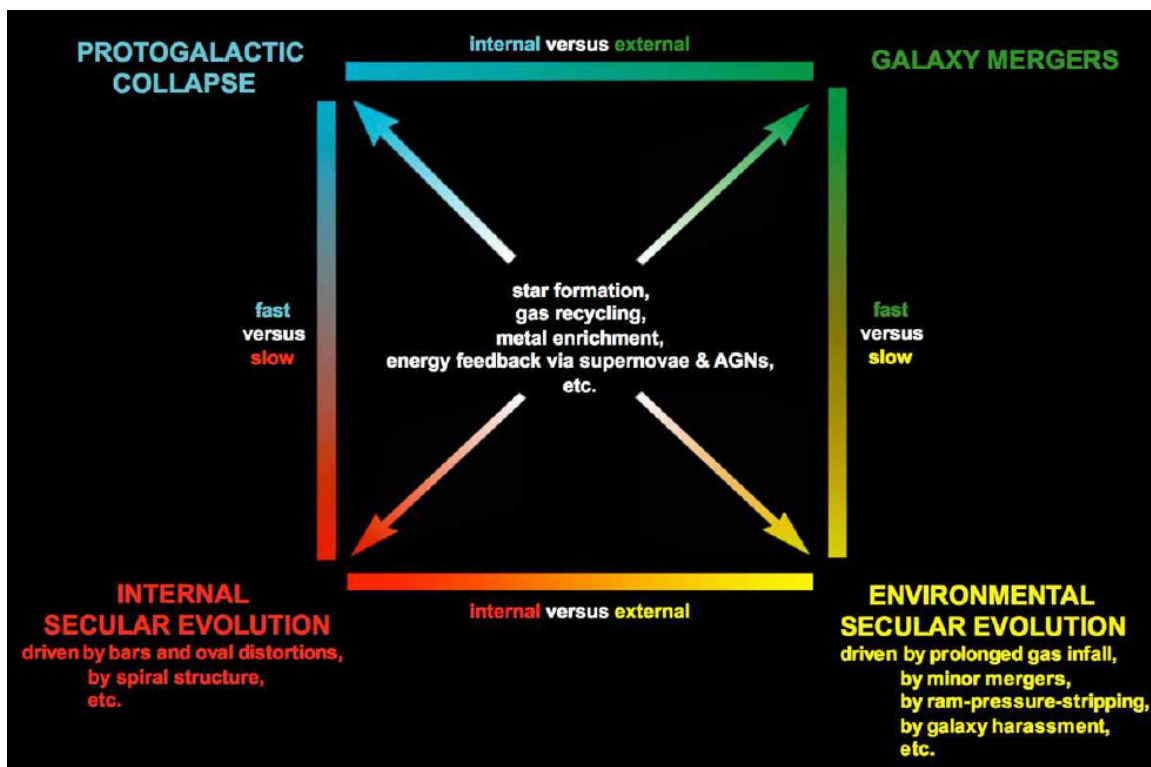


Figura 1.2: Cuadro que muestra los procesos de evolución de galaxias, tomado de [Kormendy \(2013\)](#). En el lado izquierdo están los procesos que ocurren internamente en una galaxia y del lado derecho los que ocurren por efectos ambientales en la galaxia, es decir, los procesos externos, como las interacciones de galaxias. La parte superior corresponde a procesos evolutivos rápidos, los cuales ocurren en un tiempo de caída libre. La parte inferior corresponde a procesos lentos que trascurren en un tiempo del orden de varios periodos de rotación de la galaxia. Los procesos físicos que se muestran en el centro son los que están relacionados con todos los procesos evolutivos de las galaxias.

Los procesos seculares internos generalmente involucran el reordenamiento lento de energía, momento angular y masa que resulta de las interacciones de las estrellas y nubes de gas con fenómenos colectivos como barras, distorsiones ovaladas, estructura en espiral y halos triaxiales de materia oscura ([Kormendy & Kennicutt, 2004](#); [Kormendy, 2013](#)). Los procesos seculares externos dependen del ambiente en el que se encuentre la galaxia y afectan su cantidad de gas, por ejemplo, una fusión con una galaxia pequeña (fusiones menores) puede incrementar su masa de gas o las interacciones en los cúmulos galácticos pueden hacer que una galaxia pierda gas por efecto de la *ram pressure* (una traducción sería presión de ariete). La *ram pressure* está relacionada con la densidad externa a la que se somete la galaxia y a su veloci-

dad (Gunn & Gott, 1972). Siguiendo este modelo evolutivo conforme el Universo se expande las fusiones son menos comunes por lo que las galaxias pasaran largos periodos sin experimentar eventos rápidos y violentos por lo cual podrán desarrollarse los procesos seculares (Kormendy, 2013). De manera general, estos cuatro procesos evolutivos pueden ocurrir en una galaxia en diferentes etapas de su vida, por lo que pueden afectar las propiedades internas de la galaxia, los cuales se muestran en el centro de la figura 1.2. Éstos son la formación estelar, el reciclado de gas, el enriquecimiento metálico y la energía producida por supernovas o AGNs (Kormendy & Kennicutt, 2004; Kormendy, 2013).

A partir del escenario jerárquico, se deriva que las grandes galaxias son formadas por las fusiones y la captura gravitacional de objetos más pequeños, es decir, las interacciones y fusiones entre galaxias afectan de manera importante su formación y evolución (Christensen et al., 2009; Carroll & Ostlie, 2014). Con base en lo anterior y sabiendo la importancia de las fusiones galácticas en los procesos evolutivos de las galaxias, en la siguiente Sección describiremos las distintas fases de una fusión galáctica.

1.2. Interacción y fusión de galaxias en pares

Lotz et al. (2008) definen a una fusión mayor de galaxias (en inglés *major merger*) como un par de galaxias que están unidas gravitacionalmente y cuyas órbitas se desintegrarán dinámicamente de modo que sus núcleos se fusionarán, para relaciones de masa mayores a 1:3 típicamente en 1-3 Gyr, donde la más masiva es la galaxia primaria y la otra es la secundaria. El proceso de fusión de galaxias dura varios miles de millones de años (Gyr por su abreviación en inglés) y las características de las galaxias cambian en cada fase de la fusión, lo cual complica identificar correctamente las fases en las que se encuentran las galaxias (Lotz et al., 2008). Con base en los modelos jerárquicos de galaxias, la mayoría de las galaxias masivas podrían considerarse una fusión en curso o un remanente de fusión que sufrirá otro evento de fusión dentro de unos pocos Gyr (e.g., Stewart et al., 2008). Para identificar galaxias en una

fase de fusión, una forma es mediante una inspección visual cualitativa con el fin de encontrar alteraciones morfológicas (e.g., Brinchmann et al., 1998; Bundy et al., 2005; Kampczyk et al., 2007). Esta identificación visual no asegura que la clasificación de la fase de fusión de una galaxia sea definitiva, ya que puede variar dependiendo de los parámetros de observación utilizados, por ejemplo, si se tiene una alta resolución espacial, se favorece la visualización de los núcleos para determinar si hay alguna alteración morfológica, al igual que los límites de brillo superficial profundos favorecen la detección de colas de mareas débiles (Veilleux et al., 2002). Es decir, se pueden pasar por desapercibidas ciertas características morfológicas que ayudan a determinar la fase de fusión.

A continuación describiremos un esquema de clasificación morfológica de las fases de fusiones galácticas presentado por Veilleux et al. (2002) para analizar una muestra de galaxias infrarrojas ultraluminosas locales (ULIG por sus siglas en inglés, *UltraLuminous Infrared Galaxies*), el cual es visto como un conjunto de fases por las que una galaxia espiral pasa en su proceso de evolución a través de la fusión con otra galaxia espiral. Este esquema está basado en el trabajo de Surace (1998) y en los resultados de las simulaciones numéricas de (Barnes & Hernquist, 1992; Mihos & Hernquist, 1996).

- ★ **Primer acercamiento.** Esta fase se refiere a la etapa más temprana de la interacción, antes del primer paso cercano de las galaxias, cuando los discos de las galaxias permanecen relativamente imperturbables y separados, por lo que no muestran evidencia de colas de marea o puentes o alguna perturbación.
- ★ **Primer contacto.** En esta fase, los discos se superponen pero aún no se han formado perturbaciones ni colas de marea fuertes.
- ★ **Prefusión.** Esta fase se caracteriza por tener dos núcleos definidos (separados) y presentar colas de marea y puentes bien definidos. Dentro de esta etapa, hay dos subclases en función de sus separaciones proyectadas (r_p):

- binario amplio: galaxias con $r_p > 10$ kpc

- binario cerrado: galaxias con $r_p \leq 10$ kpc.

Cuando las galaxias presentan movimiento prógrado, es decir, la galaxia primaria gira en la misma dirección en la que se aproxima la secundaria, se generan fuertes colas de marea debidas a la resonancia fuerte entre los movimientos orbitales y rotacionales de las estrellas y el gas en los discos (Toomre & Toomre, 1972; Mihos & Hernquist, 1996). Cuando el movimiento es retrógrado (la galaxia primaria gira en diferente dirección que la secundaria), la falta de resonancia en los discos inhibe la formación de colas de marea extendidas pero genera la formación de brazos espirales inducidos por mareas, barras centrales y escombros de marea difusos (Mihos & Hernquist, 1996).

★ **Fusión.** Esta fase ocurre después de que los núcleos aparentemente se han fusionado. Estas galaxias tienen características de marea prominentes, pero solo se puede detectar un núcleo en longitudes de onda ópticas y del infrarrojo cercano. El único núcleo de la galaxia frecuentemente se extiende notablemente y tiende a ser cortado por muchas líneas de polvo. Esta fase se divide en dos categorías:

- fusión difusa: tiene regiones centrales extendidas y difusas, típicamente compuestas por regiones más pequeñas de emisión extendidas que parecen estar cortadas por líneas de polvo.
- fusión compacta: están dominadas por una única fuente puntual, particularmente en longitudes de onda largas.

Conforme se desarrolla esta fase, las colas de marea desaparecen gradualmente a medida que el material de las colas se vuelve a acumular en la remanente o se escapa del sistema por completo.

★ **Fusión antigua.** Esta fase es la remanente de la fusión y no muestra ningún signo directo de colas de marea fuertes (son débiles), pero tienen morfologías centrales perturbadas similares a la fase anterior, presenta formas de capas y ondulaciones y un núcleo fusionado completamente, es decir, no presenta

distorsiones como en la fase anterior. En esta etapa, el brillo superficial de las mareas ha caído por debajo del límite de detección, dejando solo visible el alto brillo superficial del núcleo relajado (como el de una galaxia elíptica).

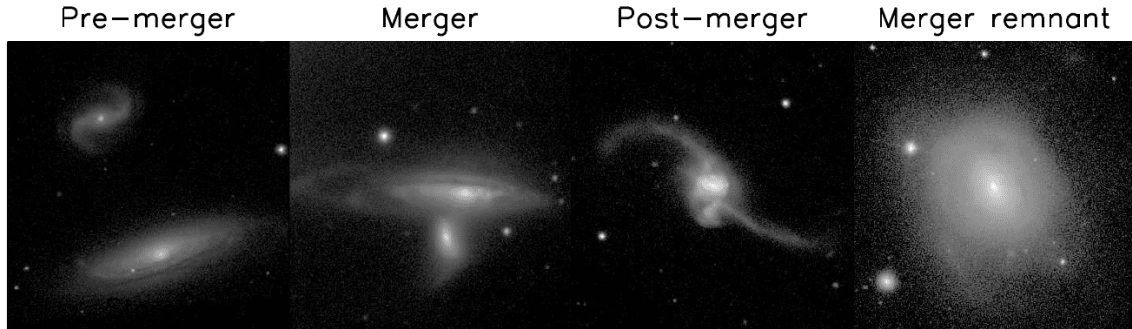


Figura 1.3: Ejemplo de las fases de fusión de galaxias considerándolas como un esquema evolutivo. Figura tomada de [Barrera-Ballesteros et al. \(2015b\)](#). Las imágenes son del SDSS en la banda-r y estas galaxias pertenecen a la muestra de CALIFA. En la fase 1-pre-fusión (*pre-merger*) se muestran las galaxias IC0944 y KUG1349+143. En la fase 2-fusión activa (*merger*) están las galaxias NGC0169 y NGC0169A. En la fase 3-posterior a la fusión (*post-merger*) se muestra la galaxia NGC2623. En la fase 4-remanente de fusión (*merger remnant*) se muestra la galaxia NGC5739.

En la figura 1.3 mostramos el ejemplo de este esquema evolutivo utilizado por [Barrera-Ballesteros et al. \(2015b\)](#), donde presentaron las propiedades cinemáticas estelares y del gas ionizado espacialmente resueltas para una muestra de 103 galaxias de CALIFA (por sus siglas en inglés, *Calar Alto Large Integral Field Area*) que se fusionan. Cada imagen de esta figura 1.3 fue tomada del SDSS (Sloan Digital Sky Survey) en la band-r y representa una fase ejemplificando las principales características morfológicas mencionadas anteriormente. En este trabajo se clasificaron las galaxias en 4 fases, basadas en el esquema de [Veilleux et al. \(2002\)](#): la fase 1-pre-fusión abarcan el primer acercamiento y el primer contacto, porque observacionalmente no se puede asegurar que una galaxia se encuentre en una u otra fase. Para tener una idea más clara de esto último, en la figura 1.4 se muestran las simulaciones de [Lotz et al. \(2008\)](#) de las distintas fases por las que puede pasar una galaxia, en el tiempo $t=0$ Gyr y en $t=1.03$ Gyr las galaxias observacionalmente pueden ser identificadas como primer acercamiento o primer contacto, más si en el primer paso ($t=0.59$ Gyr) la separación es tal que no induce ninguna deformación morfológica después del primer

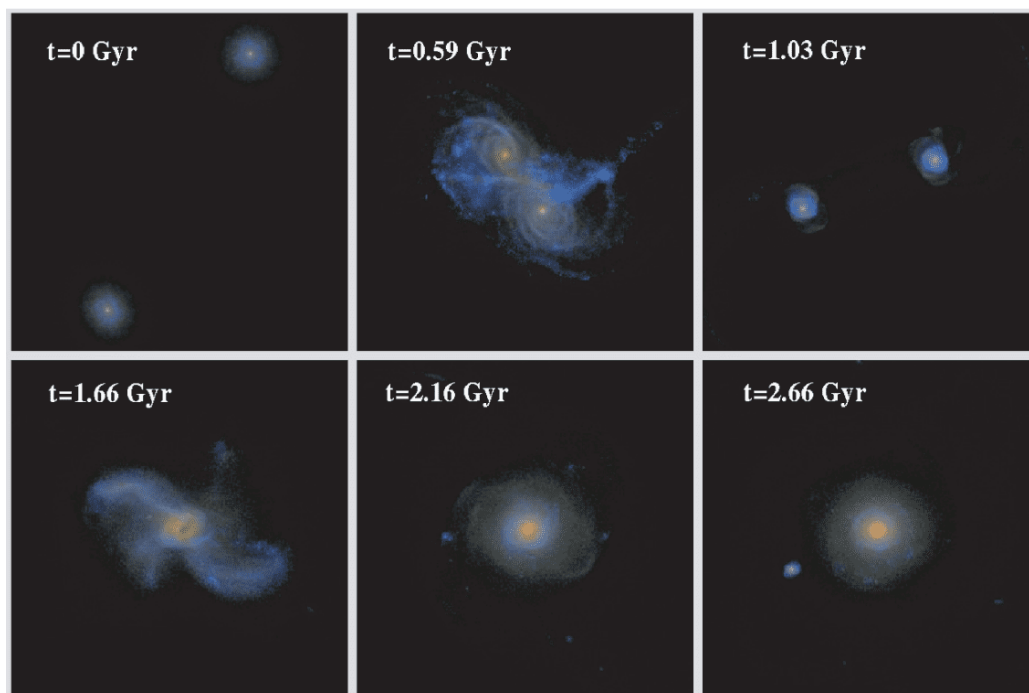


Figura 1.4: Imágenes a distintos tiempos de las simulaciones de [Lotz et al. \(2008\)](#), de dos galaxias espirales de igual masa estelar y gaseosa, mismas dimensiones y ricas en gas con una colisión prógrado. Imágenes simuladas como si fueran observadas a través del SDSS (u, r, z) con extinción por polvo. Las regiones con formación estelar se indican con color azul y el polvo en color rojo-anaranjado. $t=0.59$ Gyr corresponde al primer paso, $t=1.03$ Gyr máxima separación, $t=1.66$ Gyr fusión, $t=2.16$ Gyr post-fusión, $t=2.66$ Gyr remanente de fusión.

paso (en esta simulación las galaxias en el primer paso tuvieron un acercamiento tal que si causó alteraciones morfológicas en la máxima separación, $t=1.03$ Gyr); la fase 2-fusión activa es equivalente a la etapa de pre-fusión; la fase 3-posterior a la fusión es similar a la etapa de fusión y la fase 4-remanente de fusión corresponde a la etapa de fusión antigua. A pesar de que este esquema se deriva de simulaciones numéricas de dos galaxias espirales, [Barrera-Ballesteros et al. \(2015b\)](#) lo utilizaron para fusiones de diferentes tipos morfológicos, por ejemplo, la fusión de una galaxia espiral con una elíptica, por lo que es utilizado como un indicador amplio de las fases de fusión. La morfología de la remanente de fusión puede variar dependiendo principalmente de las proporciones de masa, la fracción de gas de las progenitoras y la configuración de la fusión ([Hopkins et al., 2009a,b](#)). Para fracciones de gas moderadas, es probable que los remanentes lleguen a formar galaxias de tipo esferoidal ([Naab et al., 2006](#)).

Para las remanentes de fusiones de igual masa y ricos en gas, su morfología puede ser similar a la de las galaxias en forma de disco (Lotz et al., 2008).

Barrera-Ballesteros et al. (2015b) consideraron en la fase 1 a las galaxias que cumplían con los siguientes criterios:

- ★ separación proyectada $r_p < 160$ kpc basada en los resultados de Patton et al. (2013), en los que encontraron (observacionalmente y en simulaciones) un aumento en la formación estelar hasta separaciones proyectadas de ~ 150 kpc, en pares de galaxias con una razón entre masas de 2.5:1.
- ★ diferencia de velocidad sistémica $\Delta v < 300$ km s⁻¹ basada en el umbral definido para grandes estudios de pares de galaxias en los trabajos de Ellison et al. (2008); Ellison et al. (2013).
- ★ y diferencia en magnitudes en la banda-r $\Delta \text{mag} < 2$ mag.

Es importante mencionar que en la literatura cuando hacen referencia a pares cercanos, de acuerdo a la descripción usada por Barrera-Ballesteros et al. (2015b), es equivalente a las fases 1 y 2, es decir, si la separación proyectada es $r_p \leq 30$ kpc es semejante a la fase de fusión activa, y si $r_p > 30$ kpc es similar a la fase de pre-fusión (Patton et al., 1997; Ellison et al., 2008; Scudder et al., 2012; Satyapal et al., 2014; Scudder et al., 2015), Scudder et al. (2012) define a la fase de pre-fusión como pares amplios.

1.3. Galaxias en interacción y fusión

Se ha encontrado que en cúmulos densamente poblados, como por ejemplo en el cúmulo de Coma, hay una mayor proporción de galaxias elípticas en el centro que en las zonas exteriores, las cuales tienen menor densidad numérica de galaxias (Carroll & Ostlie, 2014). Esto sugiere una correlación entre el aumento de la probabilidad de interacciones y/o fusiones entre galaxias con las regiones de mayor densidad numérica de galaxias (Patton et al., 2011). En cúmulos densos se ha encontrado que gran parte

del gas caliente se localiza en el espacio intergaláctico. Lo que indica que la influencia gravitacional entre las galaxias que interactúan en un cúmulo puede extraer el gas de las galaxias y dejarlo atrapado en el pozo gravitacional del mismo cúmulo, también en colisiones directas se logra perder un poco de gas y en las fusiones de galaxias se puede provocar una fuerte formación estelar que cause supervientos galácticos que expulsan el gas de las galaxias (Carroll & Ostlie, 2014).

Como evidencia de las deformaciones que puede sufrir una galaxia debido a interacciones/fusiones, el estudio de hidrógeno neutro (HI) en discos galácticos, realizado con el radiotelescopio VLA (por sus siglas en inglés, *Very Large Array*), encontró que al menos el 50 % de todas las galaxias espirales muestran discos deformados (Binney, 1992). Ciertas deformaciones del disco pueden haber sido originadas por interacciones con galaxias satélites más pequeñas (Barnes & Hernquist, 1992). La dispersión de velocidad estelar tiende a aumentar en las galaxias en interacción, en galaxias espirales esto puede destruir la estructura del disco y provocar que las galaxias se relajen a perfiles de tipo elíptico, cuya densidad tiene una dependencia con el radio del tipo $r^{1/4}$ (Carroll & Ostlie, 2014). Por otro lado, más de la mitad de todas las galaxias elípticas muestran estructuras finas en forma de capas (Barnes & Hernquist, 1992).

En corrimientos al rojo (redshifts, z) $0 < z < 1$, las galaxias que ya no forman estrellas, mejor conocidas como galaxias retiradas, (RGs por sus siglas en inglés, *Retired Galaxies*) se han duplicado en masa y las galaxias que forman estrellas (SFGs por sus siglas en inglés, *Star Forming Galaxies*) permanece sin cambios (e.g., Faber et al., 2007; Martin et al., 2007; Ruhland et al., 2009). Conforme evolucionan las galaxias, la tasa de fusión de galaxias disminuye (e.g., Lin et al., 2008) al igual que la tasa de formación estelar (SFR por sus siglas en inglés, *Star Formation Rate*,) en cada galaxia (Madau et al., 1996). Lo anterior sugiere una transición de galaxias espirales a elípticas (López-Sanjuan et al., 2010; Oesch et al., 2010). Con base en esto, la evolución de una galaxia, también está determinada por su historial de fusiones, las cuales dependen de su entorno (e.g., Ellison et al., 2008). Por ejemplo, en un cúmulo con alta densidad numérica de galaxias, hay más probabilidad de fusiones, respecto a uno de menor densidad numérica, y generalmente se suprime la formación de estrellas

debida a la extracción de gas ya sea por los campos de mareas, por ram pressure o por estrangulación (Byrd & Valtonen, 1990; Moore et al., 1999; Diaferio et al., 2001). Por otro lado la formación estelar inducida por interacciones, la cual ocurre más en la parte central de las galaxias ricas en gas que en su disco extendido, solo se ve en entornos de densidad baja o intermedia, lo cual probablemente sea debido a que las galaxias en entornos de baja densidad presentan típicamente fracciones de gas más altas (Ellison et al., 2010). También Li et al. (2008) encontraron evidencia de que las interacciones no solo conducen a una mayor formación estelar en las galaxias, sino que también pueden causar cambios estructurales, como el crecimiento del bulbo y cambio a una forma esferoidal de la galaxia.

1.3.1. Evidencias de los efectos de las interacciones y fusiones en la formación estelar.

En el estudio de la evolución galáctica, debido a que cada galaxia tiene diferentes propiedades que influyen en el resultado específico de una fusión, lo óptimo es usar grandes muestras de galaxias que abarquen varios intervalos de propiedades intrínsecas de éstas, para caracterizar los cambios que experimentan dichas galaxias, tales como: la masa estelar, relaciones de masa entre las galaxias en distintas fases de interacción/fusión, propiedades estructurales, entornos, separación proyectada, metalicidad, formación estelar, tasas de acreción de agujeros negros, etc. (Perez et al., 2009; Ellison et al., 2013). Por lo que a continuación resumiremos algunos estudios de galaxias en interacción y fusión, incluyendo los de grandes muestras, enfocados en la formación estelar.

Las galaxias en pares cercanos (galaxias en interacción sin perturbaciones morfológicas) y fusiones activas (galaxias morfológicamente perturbadas), en general, tienden a presentar en la banda visible fuertes líneas de emisión y colores muy azules. Por ejemplo, a un redshift de 0.33, Patton et al. (1997) interpretan esto como la primera evidencia clara de formación estelar inducida por fusión que ocurre en galaxias con este corrimiento al rojo. En $0.1 < z < 0.6$ Patton et al. (2005) encontraron que las

galaxias en pares son muy azules y llegaron a la conclusión de que cerca de la mitad de los pares de galaxias de su muestra están en proceso de actividad de fusión y que la mayoría de fusiones van acompañadas de una fuerte formación estelar. [Patton et al. \(2011\)](#) detectaron signos claros de formación estelar inducida por la interacción dentro de los pares de galaxias azules. Esta formación estelar es más fuerte en pares cercanos (con una separación proyectada $r_p < 30 \text{ h}^{-1} \text{ kpc}$ y velocidades relativas $\Delta v < 200 \text{ km s}^{-1}$), la cual disminuye en pares más separados ($r_p > 60 \text{ h}^{-1} \text{ kpc}$ y $\Delta v < 200 \text{ km s}^{-1}$) y desaparece en pares que solo tienen una cercanía proyectada pero presentan una velocidad relativa alta ($r_p < 30 \text{ h}^{-1} \text{ kpc}$ y $\Delta v > 3000 \text{ km s}^{-1}$). En galaxias retiradas no se observa formación estelar, solo enrojecimiento en pequeñas separaciones. [Patton et al. \(2011\)](#) interpretan estos resultados usando un modelo simple de inducción de brotes de formación estelar, en un escenario en el que los pasajes pericéntricos cercanos inducen la formación estelar en los centros de galaxias que son ricas en gas y después conforme se separan las galaxias se enrojecen gradualmente y sus brotes estelares envejecen. En general, se deduce que las interacciones y fusiones galácticas influyen en las galaxias ricas en gas afectando su formación estelar, ya sea incrementándola al hacer que el gas fluya a la región central de las galaxias o frenándola al extraer gas de las galaxias pudiendo transformar por completo la morfología de las galaxias.

[Ellison et al. \(2008\)](#) realizaron estudios en una muestra de 1,716 galaxias del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) Data Release 4 (DR4), donde las galaxias se encuentran en la fase de pares cercanos con una $r_p < 80 \text{ h}^{-1} \text{ kpc}$, $\Delta v < 500 \text{ km s}^{-1}$ y la razón de su masa estelar de la primaria (M1) con la secundaria (M2) está en un intervalo de 0.1 a 10 y presentan un $z < 0.16$. En comparación con una muestra de control, donde las galaxias presentan la misma distribución de masa estelar, encontraron un incremento en la tasa de formación estelar de aproximadamente un 70 % en los pares de galaxias con una $r_p < 30 - 40 \text{ h}^{-1} \text{ kpc}$. Este incremento es mayor para los pares donde la masa de las galaxias es aproximadamente la misma, donde presentan una razón de $0.5 < M1/M2 < 2$ y disminuye constantemente conforme las razones de las masas estelares de las galaxias son diferentes. En los estudios de [Ellison et al. \(2011\)](#)

para una muestra de 11,060 galaxias del SDSS con $0.01 < z < 0.20$, encontraron que la fracción de AGN en pares cercanos con una $r_p < 10 h^{-1} \text{kpc}$ aumenta hasta 2.5, la cual depende de la razón entre sus masas estelares, donde las fracciones más altas se presentan en pares con masas estelares iguales. Este aumento en la fracción de AGNs se presenta junto con el aumento de galaxias que presentan fotoionización originada por la actividad del AGN y por la formación estelar, por lo que sugieren que la actividad del AGN ocurre mucho antes de la coalescencia final y al mismo tiempo que la formación estelar.

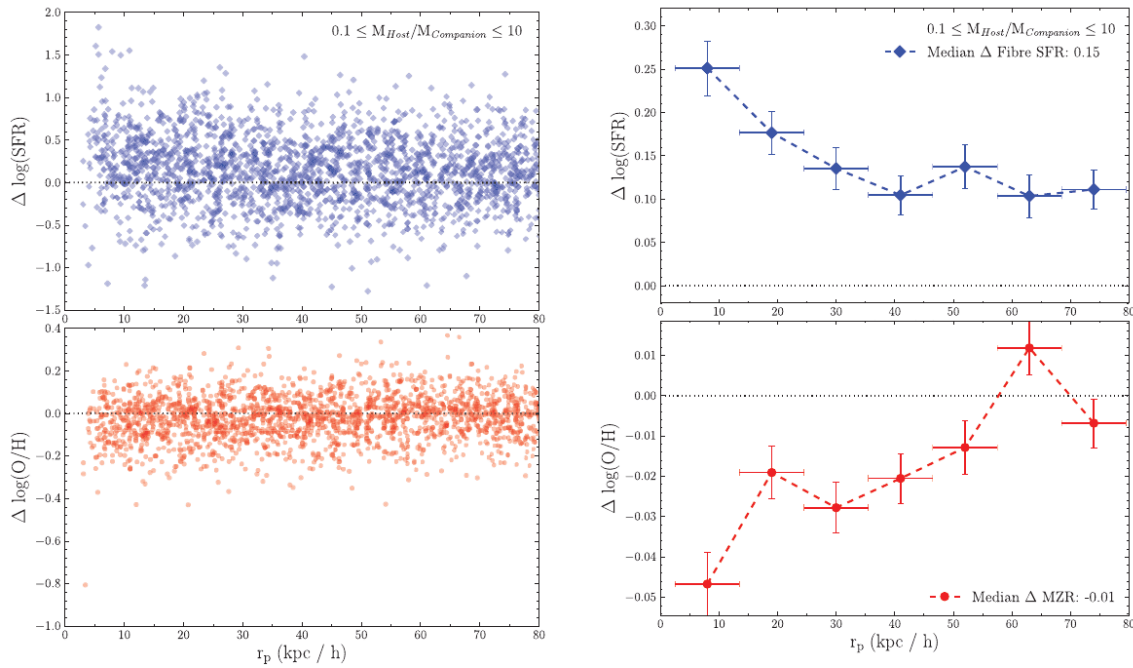


Figura 1.5: Diagramas tomados de [Scudder et al. \(2012\)](#). Los paneles izquierdos muestran el incremento y déficit en función de su r_p de la SFR (panel superior) y de la metalicidad (panel inferior), para toda su muestra (1,899 galaxias) comparadas con su muestra de control (mediana de la SFR y metalicidad de galaxias aisladas). Los paneles de la derecha muestran la mediana en función de su r_p de la SFR y de la metalicidad (panel superior y panel inferior, respectivamente) de su muestra completa por intervalos.

[Scudder et al. \(2012\)](#) analizaron una muestra de 1,899 galaxias en pares cercanos del SDSS DR7 con una $r_p < 80 h^{-1} \text{kpc}$, $\Delta v < 300 \text{ km s}^{-1}$ y razones de masas estelares entre un intervalo de 0.1 a 10. Encontraron que en promedio la SFR se incrementa un 60 % más en los pares con una $r_p < 30 h^{-1} \text{kpc}$ que en su muestra de control (galaxias aisladas). El incremento en promedio se presenta hasta en un 30 % en pares con una

$r_p < 80 h^{-1}$ kpc. Así mismo, encontraron que la metalicidad generalmente se diluye en pares de galaxias en ~ 0.02 dex, con una disminución en promedio de -0.03 dex en las separaciones más pequeñas. En la figura 1.5 se muestran los cambios en la metalicidad y en la SFR de los pares de galaxias en función de su r_p para todas las galaxias de su muestra comparadas con su muestra de control. En el panel superior izquierdo se muestran los incrementos y decrementos de la SFR y en el panel inferior izquierdo las variaciones de la metalicidad. En los paneles de la derecha se muestran las medianas del incremento de la SFR (panel superior) y de la metalicidad (panel inferior), por intervalos. Se puede observar que la metalicidad disminuye conforme disminuye la separación proyectada de los pares y la SFR se incrementa. También encontraron que para los pares donde ambas galaxias están en su muestra (425 pares, es decir, 850 galaxias), en 48 % de estos pares el incremento en la SFR ocurre en ambas galaxias (cuadrante superior derecho de la figura 1.6), y en 14.59 % de los pares ambas galaxias presentan un déficit en la SFR (cuadrante inferior izquierdo de la figura 1.6).

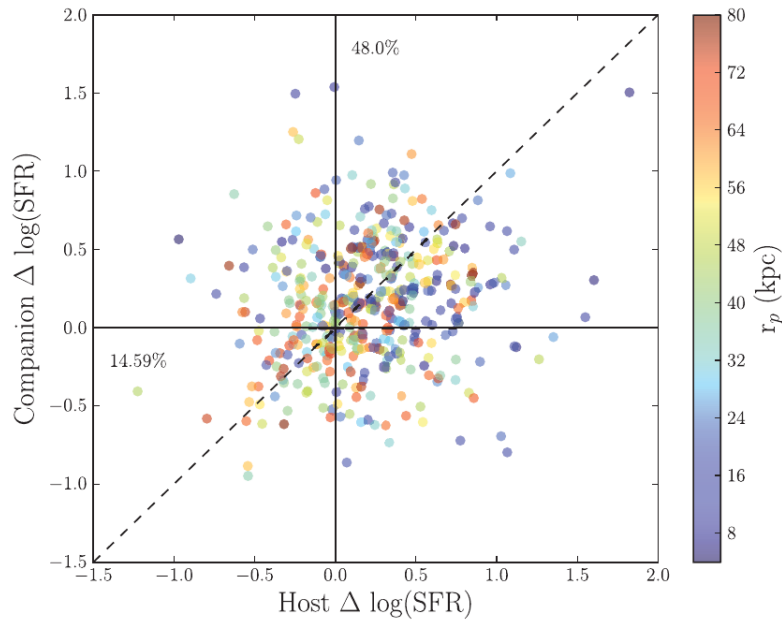


Figura 1.6: Diagrama tomado de [Scudder et al. \(2012\)](#), donde se muestran las variaciones de la SFR (en comparación con su muestra de control) de 425 pares. El eje x indica la variación de la SFR de la galaxia primaria, el eje y de la secundaria. La barra de color indica la separación proyectada r_p entre los pares de galaxias.

[Ellison et al. \(2013\)](#) estudiaron 10,800 galaxias en pares cercanos con una $r_p <$

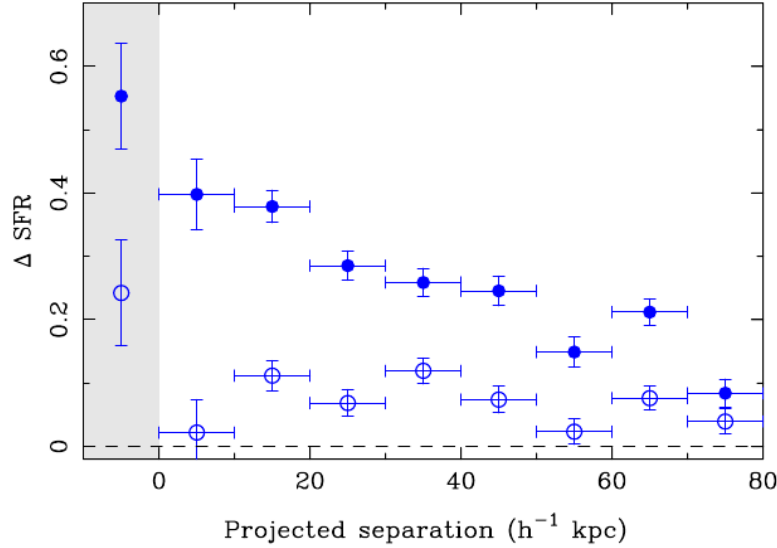


Figura 1.7: Incremento promedio de la SFR de una muestra de 10,800 galaxias en pares cercanos en función de su separación proyectada $r_p < 80 \text{ h}^{-1} \text{ kpc}$ y 97 post-fusión (mostradas en la región gris) del muestreo de SDSS DR7, tomada de [Ellison et al. \(2013\)](#). Los círculos en color azul representan el incremento de la SFR estimada en la región de cada galaxia cubierta por la apertura del SDSS (3 arcsec). Los círculos de contorno azul indican el incremento de la SFR fuera de los 3 arcsec.

$80 \text{ h}^{-1} \text{ kpc}$, $\Delta v < 300 \text{ km s}^{-1}$ y una razón entre masas estelares de $0.25 \leq M1/M2 \leq 4$ del muestreo SDSS DR7 y 97 galaxias en la fase de post-fusión. En la figura 1.7 se muestra uno de sus resultados. Los círculos en color azul representan el incremento de la SFR estimada en la región central de cada galaxia cubierta por la apertura del SDSS (3 arcsec). Los círculos de contorno azul indican el incremento de la SFR fuera de los 3 arcsec, determinada por una corrección dependiente del color para la luz total detectada. En esta figura se muestran incrementos más significativos en la SFR cuando la separación proyectada en las galaxias es menor ($r_p < 20 \text{ h}^{-1} \text{ kpc}$). En la fase pos-fusión (región en color gris) hay un incremento (respecto a la muestra control) en la SFR en un 40 %, tanto para la región interna como externa de la galaxia. Las metalicidades en los pares cercanos son más bajas respecto a su muestra de control presentando una disminución uniforme conforme las separaciones proyectadas son más cortas, es decir, los pares más separados son más metálicos. Las galaxias en la fase post-fusión son aun más pobres en metales que las galaxias en las fases anteriores. Otra conclusión de su estudio es que probablemente la mayoría de las pos-fusiones

con formación estelar ya hayan presentado formación estelar en la fase de pre-fusión. También encontraron que hay una mayor actividad de los AGNs en la fase post-fusión. Por otro lado en los estudios de [Satyapal et al. \(2014\)](#) encontraron que hay un aumento en la fracción de AGNs en los pares cercanos, la cual se incrementa conforme la separación proyectada disminuye.

[Barrera-Ballesteros et al. \(2015a\)](#) estudiaron la tasa de formación estelar específica y la abundancia de oxígeno de una muestra de 103 galaxias de CALIFA, donde incluyeron galaxias en pares cercanos hasta remanentes de fusión. Sus resultados muestran que el incremento en la tasa de formación estelar específica, en la región central de las galaxias en interacción es moderado (respecto a una muestra de 80 galaxias aisladas). En las regiones externas, la tasa de formación estelar específica es similar o un poco suprimida respecto a las aisladas. Respecto a su muestra de galaxias aisladas y normalizadas en masas estelares, encontraron metalicidades similares en las regiones internas de las galaxias en interacción, y en las regiones mayores a un radio efectivo, encontraron que la metalicidad es diluida. Con base en sus resultados, [Barrera-Ballesteros et al. \(2015a\)](#) sugieren que procesos como la retroalimentación estelar, pueden contribuir al enriquecimiento de metales en las galaxias en interacción.

[Kaneko et al. \(2022\)](#) estudiaron cuatro pares de galaxias en interacción (correspondientes a las fases 1 y 2, ver Sección 1.2), con datos resueltos a escalas de kpc. Las mediciones de CO fueron a través del Radiotelescopio Nobeyama de 45 m. Las mediciones de hidrógeno neutro fueron tomadas con el radiotelescopio VLT (*Very Large Array*). La masa estelar fue derivada con mediciones de 2MASS (*Two Micron All Sky Survey*), utilizando fotometría con las imágenes de la banda k_s . La SFR la derivaron usando imágenes del ultravioleta lejano del telescopio espacial GALEX (*Galaxy Evolution Explorer*). [Kaneko et al. \(2022\)](#) encontraron que la mayoría de su muestra a escalas galácticas no presentan un incremento considerable en su SFR, en comparación con el mejor ajuste de sus galaxias aisladas, ya que están dentro de un factor de 3, lo cual se observa en la figura 1.8. A escalas de kpc la eficiencia de formación estelar se incrementa de manera local y distribuye asimétricamente a lo largo de las galaxias o en regiones fuera del centro, la cual puede ser inducida por el choque. Sus estudios

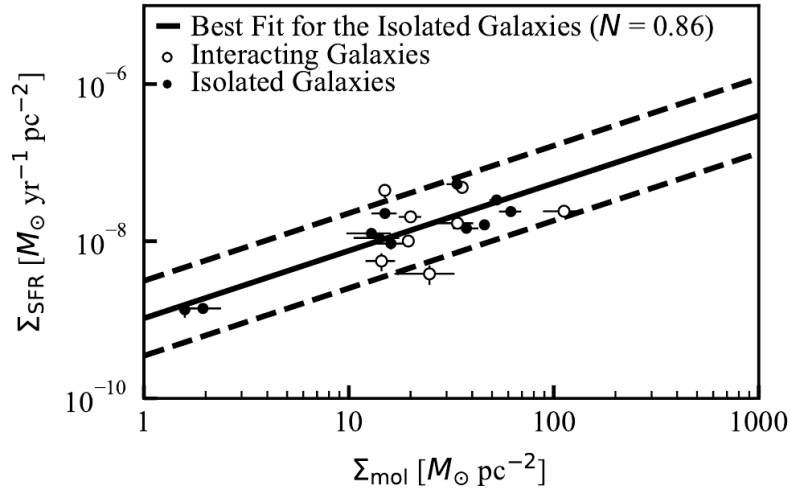


Figura 1.8: Diagrama $\Sigma_{\text{mol}} - \Sigma_{\text{SFR}}$ tomado de [Kaneko et al. \(2022\)](#). La línea continua en color negro representa el mejor ajuste de su muestra de galaxias aisladas. Las líneas discontinuas en color negro representan un incremento y decremento por un factor de 3 respecto al mejor ajuste de las galaxias aisladas. Los círculos negros representan las galaxias aisladas. Los círculos blancos representan las 8 galaxias que se encuentran en pares de interacción.

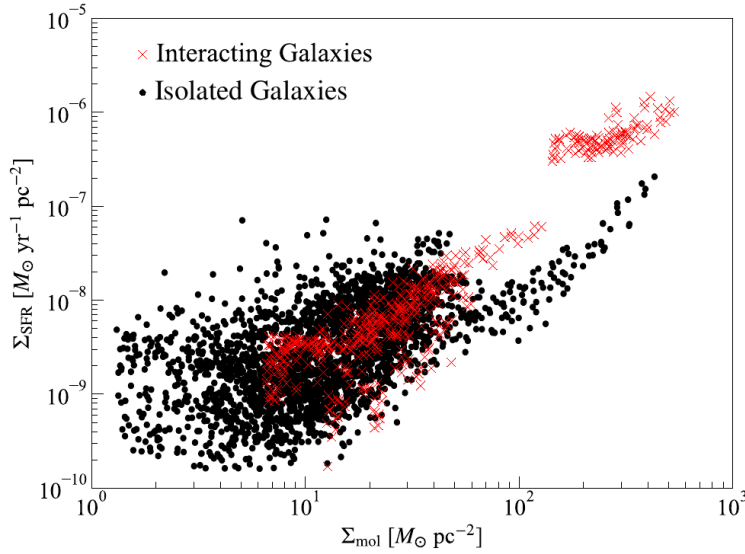


Figura 1.9: Diagrama $\Sigma_{\text{mol}} - \Sigma_{\text{SFR}}$ tomado de [Kaneko et al. \(2022\)](#). Las equis de color rojo representan las regiones a escalas de kpc de las 8 galaxias en interacción. Los círculos de color negro representan las regiones a escalas de kpc de las 11 galaxias aisladas.

sugieren que el gas molecular no varía en las fases tempranas de la interacción aunque, a escalas de kpcs, sus galaxias que interactúan tienen en ciertas zonas una fracción de gas molecular más alta que sus galaxias aisladas. En la figura 1.9 se muestra la

distribución a escalas de kpc de la densidad superficial de la masa molecular versus la densidad superficial de la SFR, de las galaxias aisladas (círculos negros) y las galaxias en interacción (equis rojas). Aquí se observa que su distribución es similar y siguen la ley de Schmidt-Kennicutt, la cual se explicará en la Subsección 1.4.2.

Ueda et al. (2021) estudiaron 28 remanentes de fusiones de galaxias locales, las cuales tienen mediciones por el Gran Telescopio Milimétrico. Estas remanentes fueron identificadas visualmente y presentan colas de marea y capas o conchas que indican interacciones dinámicas pasadas. Sus resultados sugieren, en comparación con galaxias aisladas y galaxias en fase de pre y post fusión de trabajos previos de Privon et al. (2015); Herrero-Illana et al. (2019), que la eficiencia de la formación estelar se ve incrementada en la fase de fusión y se mantiene en niveles altos incluso después de la coalescencia final. Por lo que las interacciones y fusiones podrían cambiar el modo y continuar afectando las propiedades de la formación estelar en la fase posterior a la fusión.

Pan et al. (2018) estudiaron la SFR, la M_{mol} , la f_{gas} y la SFE de una muestra de 58 galaxias en pares, las cuales tienen separaciones proyectadas $r_p < 70$ kpc. Esta muestra es una compilación de cuatro diferentes catastros de mediciones de CO: 21 galaxias del programa PI, el cual tiene observaciones por telescopio submilimétrico James Clerk Maxwell de 15 m de diámetro (JCMT, por sus siglas en inglés *James Clerk Maxwell Telescope*); 5 galaxias del catastro de exploración de polvo y gas en galaxias cercanas usando el JCMT (JINGLE, por sus siglas en inglés, *JCMT dust and gas In Nearby Galaxies Legacy Exploration*); 5 galaxias de JINGLE pilot, de las cuales 2 tienen observaciones por JCMT, 2 por el telescopio milimétrico de 14 m del observatorio Purple Mountain (PMO, por sus siglas en inglés *Purple Mountain Observation*) y una por el telescopio submilimétrico de 10.4 m del Observatorio submilimétrico de Caltech (CSO, por sus siglas en inglés, *Caltech Submillimeter Observatory*); 27 galaxias son de xCOLD GASS (*eXtended CO Legacy Database for the GASS project*), las cuales tienen mediciones de CO por el telescopio milimétrico de 30 m del Instituto de Radioastronomía Milimétrica (IRAM). Los pares en interacción fueron comparadas

con una muestra de control de 154 galaxias aisladas, las cuales son de xCOLD GASS. La masas estelar y la tasa de formación estelar para todas las galaxias fue tomada del catálogo MPA-JHU DR7, donde tomaron la SFR global de cada galaxia derivada por fotometría, determinada por una corrección dependiente del color para la luz total detectada. Como algunas galaxias tienen cobertura óptica mayor a la apertura de los telescopios milimétricos, realizaron una corrección de apertura para los flujos de CO medidos y convertirlos en estimaciones del flujo total de CO de cada galaxia basado en la distribución de la SFR. Pan et al. (2018) realizaron las estimaciones de las variaciones de la SFR, la M_{mol} , la f_{gas} y la SFE, restando a cada galaxia la mediana de las galaxias aisladas, emparejadas por redshift, masa estelar y radio efectivo. En la figura 1.10 se muestra la distribución de las galaxias en pares (círculos grandes) y las galaxias control (círculos pequeños) en el diagrama $\Delta\text{SFE} - \Delta f_{\text{gas}}$, coloreado por la ΔSFR . Encontraron que las galaxias en pares presentan un incremento en su SFR, masa de gas molecular y en su fracción de gas en un factor de 2.5 veces en comparación con las aisladas, y la eficiencia en un factor de 2. Asimismo sus resultados indican que estas propiedades aumentan conforme disminuye la separación de los pares, y los incrementos son mayores en sistemas con una relación de masa estelar más pequeña. Pan et al. (2018) concluyen que las interacciones galácticas modifican las propiedades del gas molecular, aunque la fuerza de tal efecto depende de la configuración de la fusión.

Violino et al. (2018) estudiaron 11 galaxias en pares del catastro xCOLD GASS, con separaciones proyectadas $r_p < 70$ kpc. Las mediciones de la SFR y la M_{\star} son tomadas del catálogo MPA-JHU DR7. La SFR y M_{\star} fueron derivadas a la apertura del telescopio milimétrico del IRAM (22 arcsec). La determinación de la variación de la SFR y masa molecular la realizaron restando la mediana de cada propiedad de su muestra de galaxias aisladas, emparejadas por masa estelar y redshift. En la figura 1.11 mostramos unos de sus resultados en el diagrama SFR- M_{mol} . Los círculos rojos representan a las galaxias en pares y las equis azules las galaxias aisladas, y la línea azul el mejor ajuste de las galaxias de control, las líneas discontinuas representan el tiempo de agotamiento a diferentes tiempos. Las galaxias en pares se ubican por

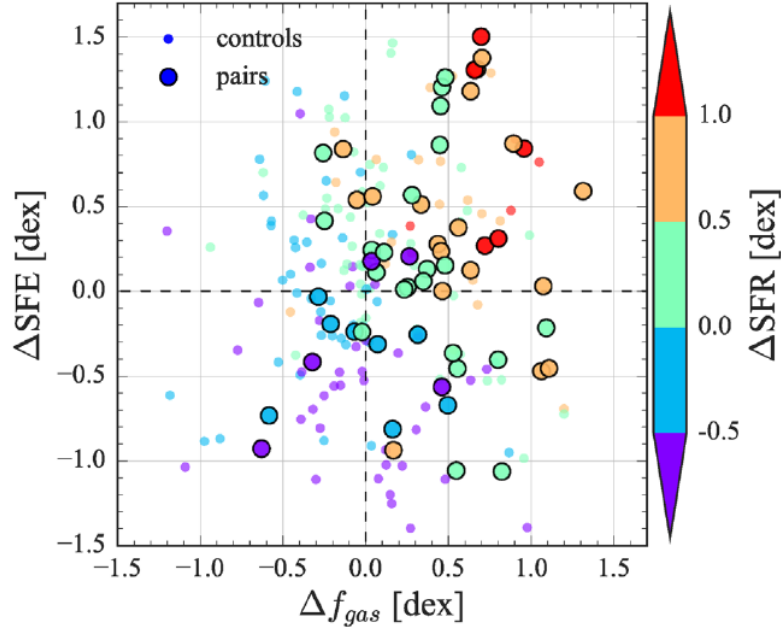


Figura 1.10: Diagrama ΔSFE vs Δf_{gas} del estudio realizado por Pan et al. (2018). Donde estudiaron 58 galaxias en pares (círculos grandes) con separación proyectada $r_p < 70$ kpc. Los círculos pequeños muestran las 154 galaxias aisladas (control) con las que realizaron sus comparaciones. La barra de color indica el ΔSFR . Compararon las variaciones de la SFR, la SFE y la fracción de gas molecular de cada galaxia en par con la media de las galaxias de control. Este resultado indica que la mayoría de su muestra tiene un incremento en su SFR. El más alto incremento de la SFR (círculos rojos) se presenta con un incremento en la SFE y en la f_{gas} , pero hay galaxias que presentan un incremento en su SFR aunque tengan un decremento en su f_{gas} o en su SFE.

encima del mejor ajuste (con un desplazamiento promedio $< 1\sigma$). Violino et al. (2018) encontraron en su pares de galaxias (en comparación con su muestra de control), tiempos de agotamiento más cortos y un incremento promedio de la fracción de gas molecular de 0.4 dex. Las masas de gas molecular y sus fracciones son consistentes con los de las galaxias aisladas, donde presentan incrementos en su SFR parecidos. Concluyen que tanto las interacciones externas como los procesos internos de las galaxias pueden conducir a un incremento del gas molecular y a una disminución de los tiempos de agotamiento.

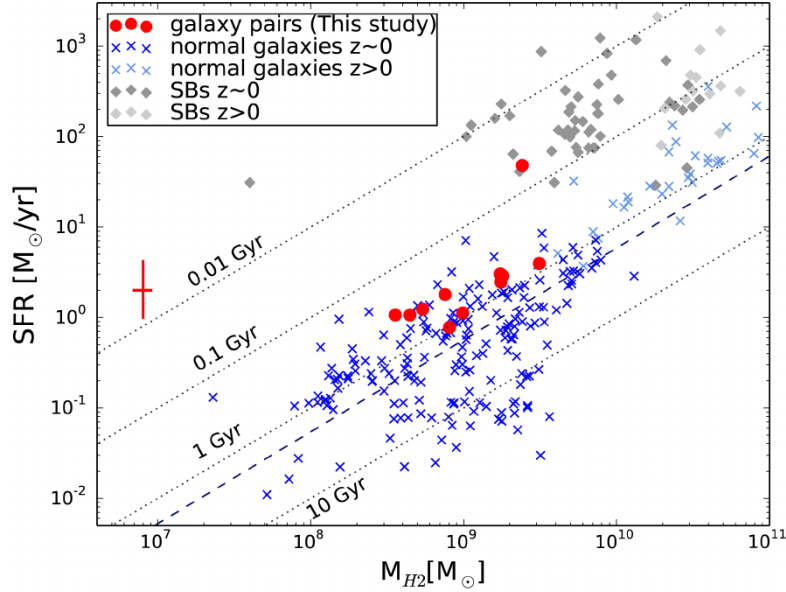


Figura 1.11: Diagrama SFR – M_{H_2} del estudio realizado por [Violino et al. \(2018\)](#). Donde estudiaron 11 galaxias en pares con separaciones proyectadas $r_p < 30$ kpc y razón entre masas menor a 4. Las observaciones de masa de gas molecular M_{H_2} fueron realizadas por el telescopio milimétrico de 30 m del IRAM, y las derivaciones de la SFR fueron tomadas del catálogo MPA/JHU. La SFR es corregida a la apertura del telescopio, la cual es de ~ 22 arcsec. Estas galaxias en pares se muestran en círculos rojos. Las equis en color azul muestran las galaxias aisladas con formación estelar, las cuales son de la muestra xCOLD GASS. Los rombos grises son galaxias con fuertes estallidos de formación estelar. La línea azul discontinua es el mejor ajuste de las galaxias aisladas. Las líneas discontinuas negras muestran el tiempo de agotamiento a diferentes tiempos.

1.3.2. Simulaciones de los efectos de las interacciones y fusiones en las galaxias en la formación estelar

[Toomre & Toomre \(1972\)](#) realizaron las primeras simulaciones de galaxias para explicar los puentes y colas de mareas vistos como un resultado de encuentros cercanos entre galaxias. Consideraron sólo el encuentro aproximadamente parabólico entre dos galaxias idealizadas como un disco de partículas de ensayo no interactuantes que inicialmente orbitan un punto de masa central. En la figura 1.12 se muestra uno de los resultados de sus simulaciones de dos galaxias de igual masa con un encuentro retrogrado, donde los círculos negros son partículas de prueba que conforme transcurre la interacción en tiempos de -1 a 8 (en múltiplos de 10^8 años), se ven afectados por la gravedad de la compañera. En el tiempo 5 se ve como las distorsiones provocadas

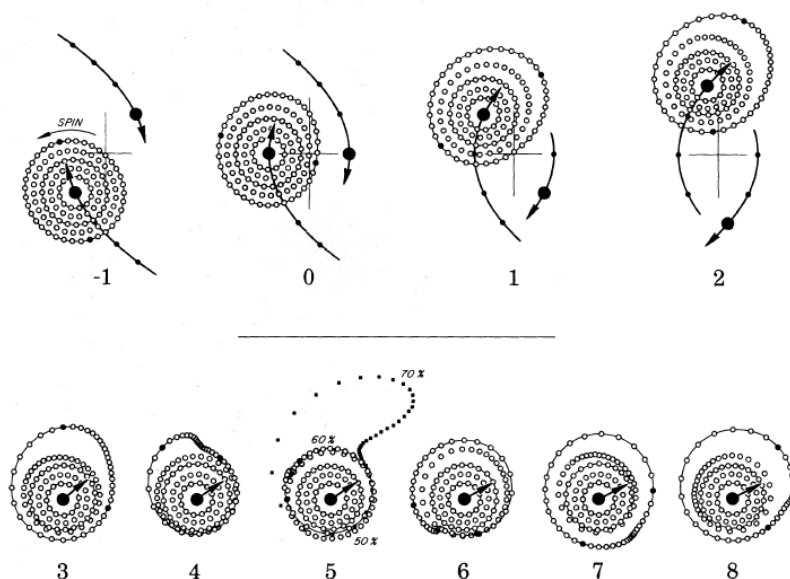


Figura 1.12: Resultado de una de las simulaciones de [Toomre & Toomre \(1972\)](#) de dos galaxias de igual masa con encuentro parabólico retrogrado. Los círculos negros pequeños representan las partículas de prueba. Los círculos negros grandes los centros de cada galaxia. Los círculos blancos representan las partículas de ensayo no interactuantes que inicialmente orbitan un punto de masa central. Los tiempos de la simulación se indican por los números de -1 a 8.

pueden evolucionar en algunos rasgos notablemente estrechos y alargados, es decir, las partes exteriores del disco de la galaxia primaria a menudo se deforman tanto en un brazo espiral cercano o "puente" que se extiende hacia este satélite. En la figura 1.13 se muestra el encuentro directo entre dos galaxias de igual masa donde resulta una larga cola de marea como se ve en el tiempo 5.

A partir de estas simulaciones de [Toomre & Toomre \(1972\)](#) se han desarrollado varias simulaciones de fusiones de galaxias para explicar su evolución. Algunas simulaciones numéricas muestran que los flujos de gas hacia el centro de las galaxias ocurren cuando los torques gravitacionales eliminan el momento angular del gas galáctico impactado y generalmente el 60 % del gas de los discos de las galaxias puede distribuirse en una nube nuclear de aproximadamente 0.1 kpc. Estos flujos inducen brotes de formación estelar en las galaxias que interactúan ([Noguchi, 1988](#); [Hernquist, 1989](#); [Combes et al., 1990](#); [Barnes & Hernquist, 1991, 1996](#)).

En las simulaciones de [Di Matteo et al. \(2005\)](#) encuentran que las fusiones ga-

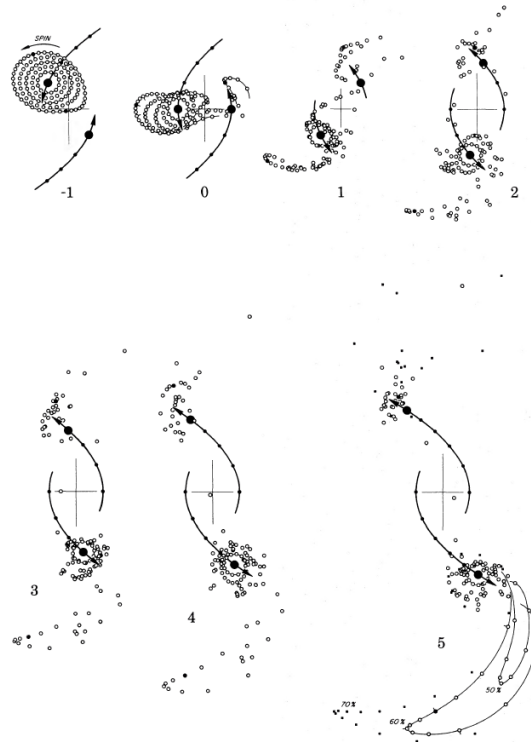


Figura 1.13: Resultado de una de las simulaciones de [Toomre & Toomre \(1972\)](#) de dos galaxias de igual masa con encuentro parabólico directo. La descripción de los diferentes círculos es igual a la figura [1.12](#)

lácticas a parte de generar brotes de formación estelar, generan fuertes flujos de gas que alimentan al agujero negro supermasivo central. La energía que libera el AGN es suficiente para apagar la formación estelar y el agujero negro, el cual tiene un tiempo de actividad de aproximadamente 100 millones de años, lo que explica la relación de la masa del agujero negro con la dispersión de la velocidad estelar. En la figura [1.14](#) se muestra la imagen donde se comparan cuatro tiempos de la simulación. Las imágenes superiores son de galaxias con un agujero negro super masivo y las inferiores sin un agujero negro super masivo. La distribución del gas se representa por colores de acuerdo a su temperatura, la cual va de azul a rojo. Las galaxias son de igual masa, con un halo extendido de materia oscura, un bulbo estelar y un disco de estrellas con un 20% gas. Las galaxias colisionan en forma parabólica y prógrada. El tiempo de 1.1 Gyr muestra la fase después del primer paso. El tiempo 1.4 Gyr muestra las galaxias distorsionadas morfológicamente antes de fusionarse (se ven sus núcleos separados). El tiempo 1.6 Gyr indica la fase cuando los dos núcleos se fusionaron y

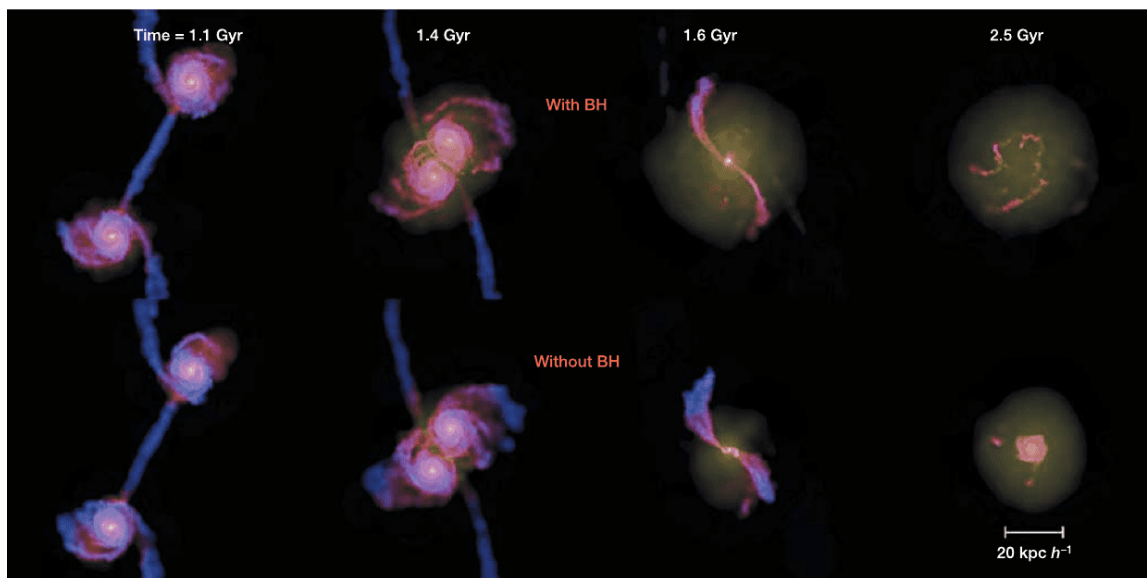


Figura 1.14: Simulación de la fusión de dos galaxias espirales de igual masa en colisión parabólica prógrada tomadas de [Di Matteo et al. \(2005\)](#). Las imágenes corresponden a los resultados de cuatro tiempos de las simulaciones con y sin un agujero negro super masivo, superiores e inferiores respectivamente. El gas es coloreado de acuerdo a su temperatura, siendo la más caliente azul y la mas fría de color rojo.

se presenta un pico en la formación estelar y en la acreción del agujero negro. En la imagen de la simulación con agujero negro gran parte del gas de las regiones internas es expulsado debido a los vientos generados por la energía de retroalimentación de la acreción. En el tiempo de 2.5 Gyr se muestra la imagen de las remanentes de la fusión, formando galaxias esferoidales cuasi-estáticas. La imagen superior (con agujero negro), muestra una remanente con poco gas comparada con la que no tiene agujero negro.

En estas simulaciones de fusiones ricas en gas (fusiones húmedas) se predice que antes de detener la formación de estrellas, debería haber una fase de mayor actividad ([Di Matteo et al., 2005](#)). Con base en lo anterior, los pares cercanos o las fusiones activas pueden ser los precursores de las galaxias que no forman estrellas, es decir, galaxias retiradas, que se ven en entornos densos ([Ellison et al., 2008](#)).

En las simulaciones numéricas de [Di Matteo et al. \(2007\)](#) se estudiaron los incrementos de la eficiencia de formación estelar (SFE por sus siglas en inglés, *Star Formation Efficiency*) desde la fase del primer acercamiento hasta la post-fusión de

216 pares de galaxias de varios tipos morfológicos con formación estelar y diversas fracciones de gas. Los incrementos en la SFE se determinaron comparándolos con los de simulaciones de galaxias aisladas. Encontraron que las interacciones y fusiones galácticas no siempre pueden desencadenar brotes de formación estelar. En promedio las galaxias que pasan muy cerca, una de la otra, en el primer paso pericéntrico tienen brotes de formación estelar más bajos debido a la gran cantidad de gas arrastrado hacia fuera de la galaxia por las fuertes colas de marea. Las galaxias que en el primer paso sufren acciones de marea menos intensas son capaces de conservar una mayor fracción de masa de gas en el disco, que será de la cual se formen las estrellas en la región central en la fase de fusión. En general, el incremento de la formación estelar ocurre principalmente en las regiones centrales inducido por los flujos de gas hacia el interior impulsados por asimetrías no axiales en los discos galácticos. El gas expulsado por las colas de marea parcialmente puede ser capturado por las galaxias en la última fase de la fusión. También encontraron que la cantidad total de la masa de gas acumulada en toda la galaxia (incluyendo la de las colas) no influye en la SFR de la última fase de fusión y no es el parámetro principal que determina la SFE. Las galaxias con encuentros retrógrados generan brotes estelares más fuertes y presentan una mayor SFE que las de encuentros prógrados (directos). En la figura 1.15 se encuentran uno de los resultados de estas simulaciones, donde muestran que globalmente, la ley de Schmidt-Kennicutt es aplicable estadísticamente para las siguientes fases: fase de interacción (panel superior izquierdo), fase de fusión (panel superior derecho), fase justo después de terminar la fusión de los núcleos (panel inferior izquierdo) y fase post-fusión (panel inferior derecho). En general, en sus resultados la SFE depende del giro orbital, la separación pericéntrica, la morfología y las dimensiones de las galaxias.

En las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#) se estudiaron la SFR, SFE, la cantidad de gas molecular (H_2) y gas neutro (HI) a escalas de pársec, en las galaxias que están en interacción. Estas simulaciones fueron enfocadas en las fases del primer y segundo paso, donde su separación proyectada está en el intervalo de $20 < r_p < 120$ kpc. La razón entre las masas es de 2.5 a 1. En la figura 1.16 se muestran uno de los resultados de sus simulaciones en la región del kilopársec central de la galaxia

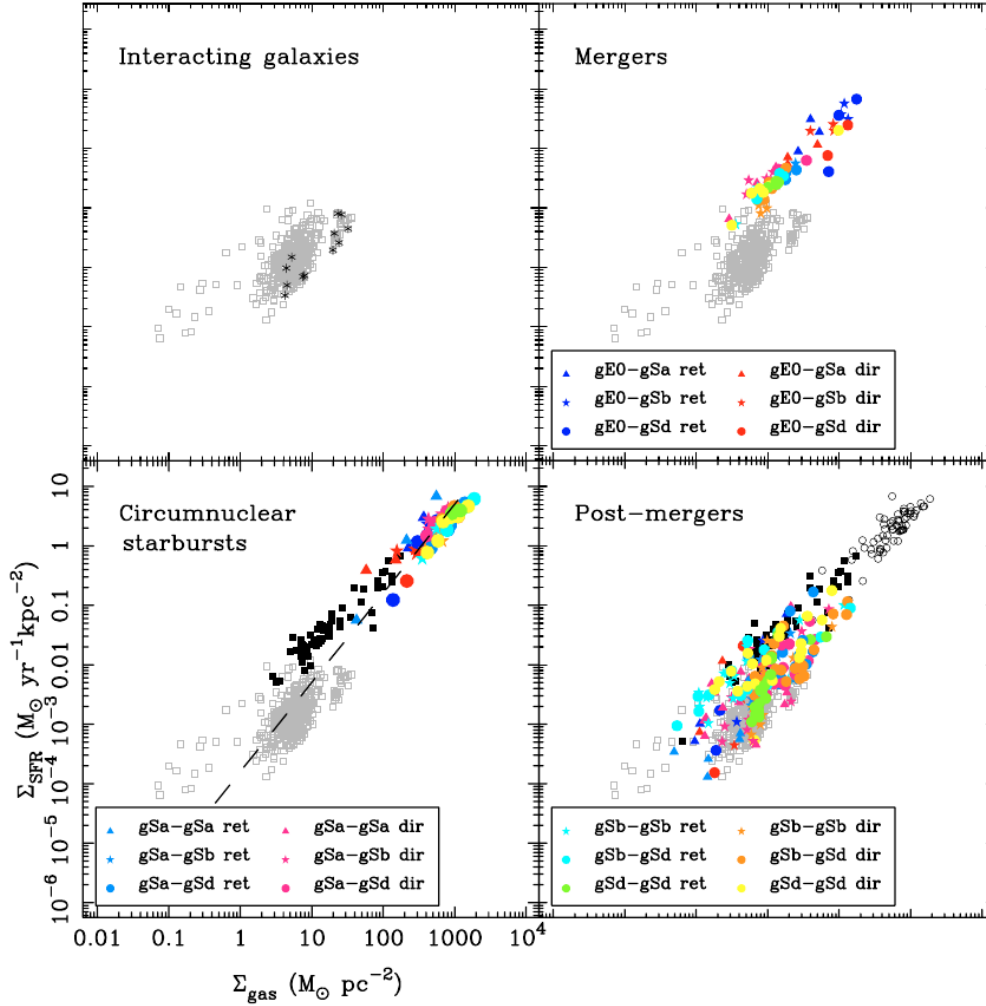


Figura 1.15: Ley de Schmidt-Kennicutt global de las simulaciones de [Di Matteo et al. \(2007\)](#). Diagrama de la densidad superficial de la masa de gas (Σ_{gas}) versus la densidad superficial de la SFR (Σ_{SFR}). En el panel superior izquierdo se muestra la distribución de las galaxias en su fase de interacción (cuadrados color gris en todos los paneles) y las galaxias asiladas (asteriscos negros). En el panel superior derecho se muestra la distribución de las galaxias en la fase de fusión. El panel inferior izquierdo muestra la distribución de las galaxias en la fase después de la fusión de los núcleos, los cuadros negros indican las galaxias en fusión (en éste y en el siguiente panel), la línea discontinua de color negro indica la ley global de Schmidt de la formación estelar ($\Sigma_{SFR} \propto \Sigma_{gas}^{1.4}$). El panel inferior derecho muestra las galaxias en su fase de post-fusión, los círculos blancos representan las galaxias en la fase después de la fusión. Las figuras en cada panel representan las características de las galaxias con las que se realizó la simulación de acuerdo a las leyendas mostradas. La letra g representa los parámetros que le dieron a cada galaxia, como la masa estelar, la masa gaseosa y las dimensiones de cada galaxia. $E0$, Sa , Sb , Sd indican el tipo morfológico de las galaxias. ret señala que es una colisión retrograda y dir que es una directa o prógrada.

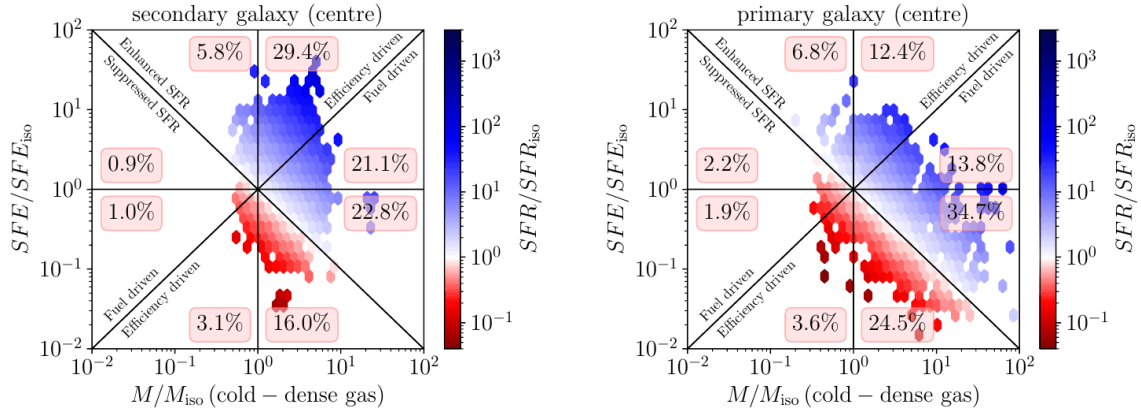


Figura 1.16: Resultado de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#) para la región del kilopársec central de la galaxia secundaria (panel izquierdo) y de la galaxia primaria (panel derecho). Cada panel es dividido en ocho regiones triangulares, en las cuales se indica el porcentaje de las galaxias de la muestra que están en dicha región. La línea horizontal divide a las que presentaron un incremento en la SFE (arriba) de las que mostraron un decremento (abajo). La línea vertical divide a las que tuvieron un incremento (derecha) o un decremento (izquierda) en la cantidad de masa de H_2 . La línea con pendiente positiva separa a las que tuvieron un incremento o decremento en la SFR debida principalmente a la eficiencia (*efficiency driven*) o la cantidad de gas molecular (*fuel driven*). La línea con pendiente negativa al igual que la barra de color divide a las galaxias que presentaron un incremento en la SFR (color azul) de la que tuvieron un decremento (color rojo).

secundaria (panel izquierdo) y de la galaxia primaria (panel derecho). En comparación con las simulaciones de las galaxias aisladas el incremento o decremento de la cantidad de masa del H_2 se muestra en el eje horizontal, el de la SFE en el eje vertical y el de la SFR global se indica con la barra de colores (rojo decremento y azul incremento). La diagonal con pendiente negativa separa a las galaxias que presentaron un incremento de las que tienen un decremento de su SFR. La diagonal con pendiente positiva separa a las galaxias donde el factor dominante para el incremento o decremento de la SFR es la eficiencia (*efficiency driven*) o el contenido de masa molecular (*fuel driven*). Su muestra queda dividida en ocho regiones triangulares donde se indica el porcentaje de cada una. Por ejemplo, en el panel izquierdo, 29.4% de la muestra de la galaxia secundaria presentó un incremento en la masa de gas molecular, en la SFE y en la SFR, pero el factor dominante para el incremento de la SFR fue la eficiencia. El 21.1% igual presentó un incremento en la masa de gas, SFE y SFR, pero el factor dominante para el incremento de la SFR es debido principalmente a la cantidad de

gas molecular. Comparando la galaxia primaria con la secundaria se observa que en la primaria el mayor porcentaje de las galaxias (34.7%) presentó un incremento en la cantidad de gas molecular, una disminución en la SFE, pero tiene un incremento en la SFR debida principalmente a la cantidad de gas molecular; y en la galaxia secundaria se presentó un 22.8%. Las galaxias con un decremento en la SFR global también contienen una cantidad de gas molecular en sus reservas, 16.0% y 24.5% para la secundaria y primaria, respectivamente. Pero los niveles bajos de la SFE hacen que disminuya la SFR. En general, el 55% del incremento de la SFR para la galaxia secundaria está impulsado por la cantidad de gas molecular y en la primaria es el 71%. El decremento de la SFR está impulsada 91% por la eficiencia para la secundaria y un 97% para la primaria.

[Moreno et al. \(2021\)](#) concluyeron que la supresión de la formación estelar no es estadísticamente significativa en la región de 1 a 10 kpc, a pesar de que en un pequeño intervalo de radios dentro de esta región hay decrementos de la SFR, su fuerza depende de la geometría orbital y el tiempo de observación después del primer encuentro. En función del tiempo, la masa de gas molecular crece en radios más externos.

Las simulaciones se pueden comparar con las observaciones en distintos tiempos y regiones, por ejemplo, en las simulaciones de [Mihos & Hernquist \(1994, 1996\)](#); [Barnes & Hernquist \(1996\)](#) los brotes de formación estelar inducidos por interacciones ocurren específicamente en las regiones centrales de la galaxia, aproximadamente a 1-2 kpc. Para lo cual [Smith et al. \(2007\)](#) encontraron incrementos en la SFR en el centro de galaxias que interactúan. También estas simulaciones predicen que los brotes de formación estelar dependen de la distribución de masa en los pares de galaxias. Por otro lado [Patton et al. \(2013\)](#) con una muestra de $\sim 21,100$ galaxias con formación estelar del muestreo del SDSS que están en pares cercanos con una $r_p < 200$ kpc en un intervalo de redshift de 0.02 a 0.2, comparan el incremento de la SFR media (respecto a una muestra aislada de control) con el incremento de la SFR central y total de simulaciones (con los mismos parámetros de las observaciones) versus la separación proyectada. Estos resultados se muestran en la figura 1.17, en las simulaciones totales (línea negra), se muestran altos incrementos de la SFR en $r_p <$

10 kpc que corresponden a sistemas fusionados. Las simulaciones centrales (línea roja) y observaciones indican fuertes incrementos en $r_p < 20$ kpc, incrementos moderados en $20 < r_p < 100$ kpc aproximadamente y después ligeros incrementos hasta $r_p \sim 150$ kpc. Estas simulaciones también indican que la SFR puede permanecer elevada durante más de 1 Gyr después del primer paso por el pericentro, donde las galaxias pueden estar separadas entre 100 y 150 kpc. Esto sugiere un intervalo de separación entre estos límites para estudios observacionales de galaxias en interacción. [Patton et al. \(2013\)](#) indican, de acuerdo a un censo, que el 66 % del incremento en la formación estelar ocurre en $r_p > 30$ kpc. Por lo que llegan a la conclusión de que el incremento significativo en la SFR inducida por interacciones no se limita a remanentes de fusión o sistemas de galaxias con r_p pequeñas.

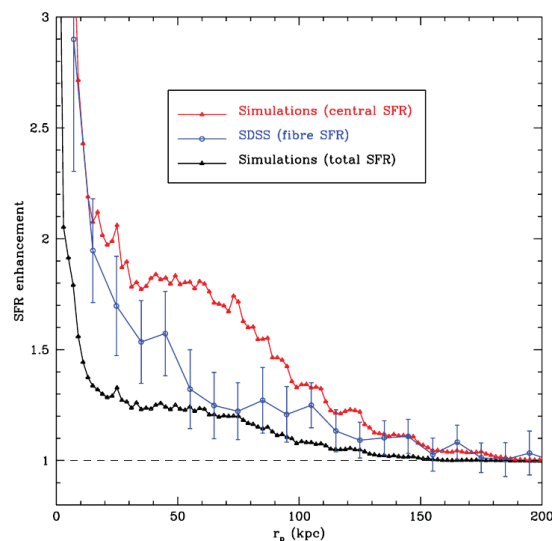


Figura 1.17: Incremento en la SFR del estudio de [Patton et al. \(2013\)](#). La línea azul muestra el incremento medio de la SFR de las observaciones de $\sim 21,100$ galaxias con formación estelar del muestreo del SDSS, en un intervalo de $0.02 < z < 0.2$, estas galaxias están en pares cercanos y presentan diferentes separaciones proyectadas r_p . La línea roja es el incremento de la SFR central (dentro de 1 kpc) y la línea negra el incremento de la SFR global de las simulaciones a diferente r_p .

También, en las simulaciones de [Springel & Hernquist \(2005\)](#); [Cox et al. \(2006\)](#); [Naab et al. \(2006\)](#); [Robertson et al. \(2006\)](#); [Cox et al. \(2008\)](#); [Khalatyan et al. \(2008\)](#) se presenta una formación estelar significativa mucho después de la fusión, es decir, en la remanente de fusión, por lo que la fotometría y morfología observada de cada

remanente varían, ya que es probable que la historia de formación estelar, la morfología y la cinemática de la remanente dependan de las propiedades de las progenitoras y de las condiciones de fusión en cada etapa (Lotz et al., 2008).

1.4. Relaciones de Escala

Las relaciones de escala representan las distribuciones de dos propiedades observables. De acuerdo a la correlación que presentan, se busca caracterizar dicha relación de esas propiedades con un sentido físico. Por ejemplo, la relación Tully-Fisher relaciona la velocidad de rotación de las galaxias espirales con su luminosidad absoluta. La velocidad de rotación puede medirse con mucha precisión desde el ancho de la línea del hidrógeno de 21 cm, por lo que esta relación es un buen indicador de la distancia a la que se encuentran las galaxias, porque conociendo la velocidad de rotación de una galaxia, por medio de esta relación de escala, se determina su luminosidad y con esta última se estima su distancia (Tully & Fisher, 1977). Otro ejemplo, es la relación Faber-Jackson (Faber & Jackson, 1976) (luminosidad absoluta - velocidad de dispersión) para galaxias elípticas. Existen varias relaciones de escala, como la del plano fundamental (de donde se proyectan las relaciones de escala anteriores), la dispersión de velocidad de las galaxias con la masa de su agujero negro supermasivo central (SMBH), la magnitud del bulbo con masa del SMBH, la relación masa estelar con la metalicidad (del gas), la SFR con la masa estelar, la SFR con la masa molecular y la masa estelar con la masa molecular.

Las últimas cuatro relaciones de escala se pueden realizar utilizando las propiedades extensivas globales de cada galaxia, que son aquellas cuyo valor es proporcional al tamaño del sistema que describe y son propiedades aditivas. También se pueden realizar con propiedades intensivas que no dependen del tamaño del sistema y no son aditivas. Si el sistema se divide en varios subsistemas el valor de las cantidades intensivas permanecerá inalterable. En general, cualquier propiedad aditiva dividida por el área se vuelve intensiva, por ejemplo, para determinar la densidad superficial de la SFR (Σ_{SFR}) y la densidad superficial de la masa estelar (Σ_{\star}), se pueden divi-

dir las propiedades extensivas entre el área de cada galaxia (Sánchez, 2020; Sánchez et al., 2021b,a). En la siguiente Subsección describiremos las relaciones $\text{SFR} - M_*$, $\text{SFR} - M_{\text{mol}}$ y $M_{\text{mol}} - M_*$, puesto que son las más relacionadas con la formación estelar.

En las galaxias existe un intercambio de materia entre las estrellas y el medio interestelar (gas y polvo distribuido entre las estrellas, ISM por sus siglas en inglés, *InterStellar Medium*): las estrellas se forman donde el gas molecular (H_2) tiene cierta densidad y temperatura para generar una inestabilidad de Jeans y al morir eyectan material enriquecido químicamente al medio interestelar. Los procesos físicos relacionados con ellos afectan la evolución y estructura de las galaxias. Por ejemplo, el contenido de cada galaxia depende de su historia de formación estelar. Una manera de medir la formación de estrellas es la tasa de formación estelar, que es la masa total de estrellas formadas por año cuyas unidades son masas solares por año ($M_{\odot} \text{yr}^{-1}$). La SFR se mide, entre otros indicadores, a través de las líneas de emisión del gas ionizado por estrellas masivas O-B, usando un factor de conversión que depende de la longitud de onda observada. Como las estrellas masivas (con $M_* > 10 M_{\odot}$ y $t_{\text{vida}} < 20 \text{Myr}$) son las que contribuyen significativamente al flujo integrado de la emisión, este método proporciona una medición casi instantánea de la SFR, independiente del historial de formación estelar (Kennicutt, 1998a). Existen otros indicadores de la formación estelar, como la luminosidad en el UV, el infrarrojo cercano, etc. (ver Kennicutt & Evans (2012) para una revisión al respecto). En general, la SFR en las galaxias fue más alta en el Universo temprano (Heavens et al., 2004; Speagle et al., 2014).

1.4.1. Diagrama $\text{SFR} - M_*$

Las galaxias presentan una bimodalidad respecto a sus SFRs, es decir, están las galaxias que forman estrellas (SFGs por sus siglas en inglés, *Star Forming Galaxies*) y las galaxias que presentan poca o nula formación estelar, llamadas galaxias retiradas (RGs por sus siglas en inglés, *Retired Galaxies*). En las SFGs su SFR es mayor a las RGs y esta bimodalidad presenta una fuerte correlación con las propiedades morfológicas, estructurales y dinámicas de las galaxias (Cano-Díaz et al., 2019; Sánchez,

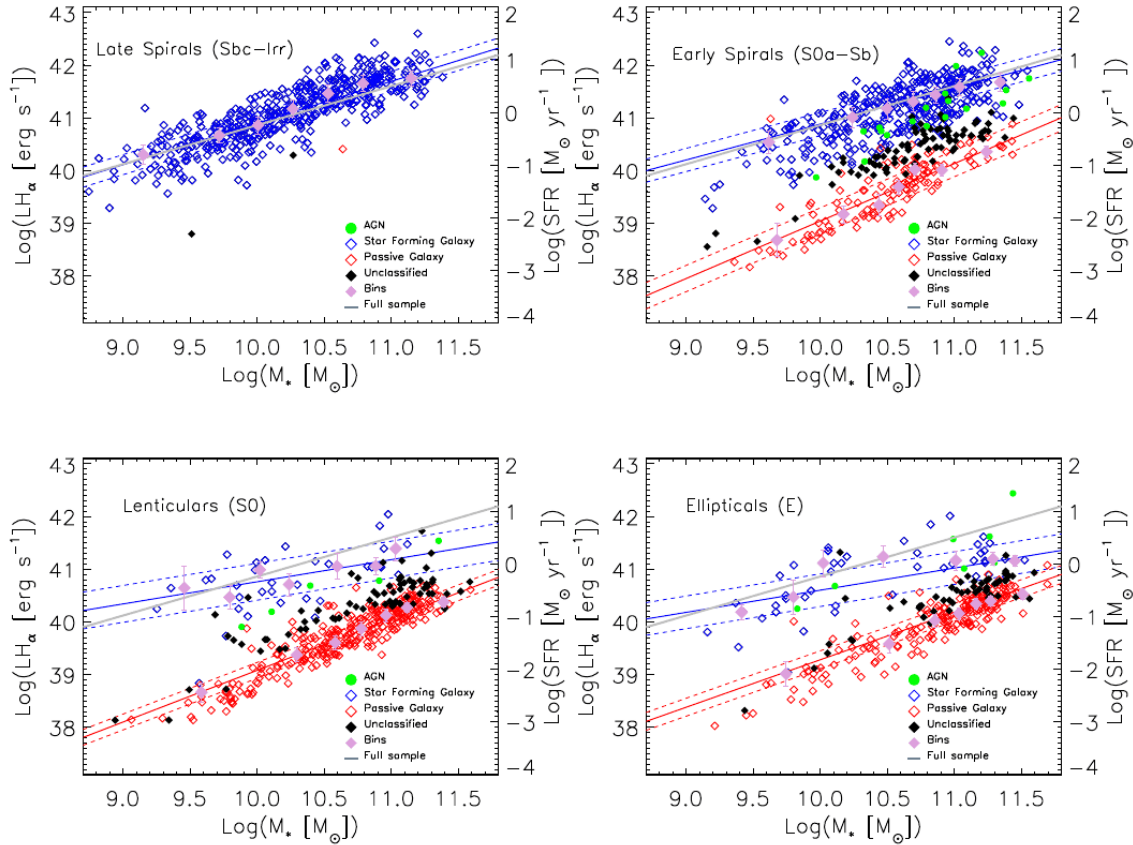


Figura 1.18: Diagrama SFR – M_* del estudio de 1,754 galaxias del muestreo de MaNGA realizado por [Cano-Díaz et al. \(2019\)](#). En el panel superior izquierdo se muestran las galaxias con clasificación morfológica Sbc-Irr. En el panel superior derecho las tipo S0a-Sb. En el panel inferior izquierdo se muestran las galaxias S0 y las E en el panel inferior derecho. En los cuatro paneles los rombos azules indican las SFGs y los rombos rojos las RGs. Los círculos verdes indican los AGNs, los rombos negros las galaxias sin clasificación y los rombos rosas indican los datos binned para cada tipo de galaxias. Las líneas continuas roja y azul, representan el mejor ajuste y sus respectivas líneas discontinuas la dispersión para las SFGs y RGs. La línea gris representa el mejor ajuste de toda la muestra de las SFGs.

2020). Dicha correlación se puede apreciar en la figura 1.18 tomada de [Cano-Díaz et al. \(2019\)](#), donde estudiaron 1,754 galaxias a redshifts de 0.01 a 0.15 del muestreo MaNGA (por sus siglas en inglés, *Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory*), de las cuales 892 son SFGs, 616 RGs, 30 AGNs y 216 indeterminadas. En general, las SFGs son galaxias de tipo espiral (S0a-Irr), como se muestra en los paneles superiores (rombos azules). En estas galaxias la principal fuente de ionización es debida a las estrellas O-B. Las RGs son en su mayoría de tipo lenticular y elíptico, las cuales se ven en los paneles inferiores (rombos rojos). Estas galaxias tienen

la característica de presentar poco gas ionizado por estrellas O-B o gas ionizado por estrellas viejas.

A corrimientos al rojo bajos, las galaxias de tipo temprano han crecido al menos en un factor de dos en los últimos ~ 8 Gyr, pero muestran poca o ninguna formación estelar (Bell et al., 2006; López Fernández et al., 2018; Sánchez et al., 2018). Las SFG actuales han disminuido constantemente sus SFR a lo largo del mismo período de tiempo, mostrando en promedio poblaciones estelares ligeramente más antiguas. Esto implica que debería haber una población de galaxias en transición de SFG a RG. Este evento podría durar unos pocos Gyrs y conlleva a una profunda transformación morfológica y estructural de esas galaxias, así como un envejecimiento de sus poblaciones estelares. Este proceso se conoce como extinción (*quenching*) o detención rápida de la actividad de formación estelar (Casado et al., 2015; Saintonge et al., 2016; Sánchez, 2020).

Una manera de comparar la SFR con la masa estelar (M_*) de las galaxias es a través del diagrama SFR – M_* . Donde la distribución de las galaxias formadoras de estrellas presenta una clara agrupación separada de la distribución de las galaxias retiradas (Renzini & Peng, 2015; Cano-Díaz et al., 2016; Cano-Díaz et al., 2019; Sánchez, 2020). En la figura 1.18 se observa dicha separación de la distribución de las SFGs y de las RGs. También en la figura 1.19 realizada por Sánchez (2020) se observa esta separación. En el panel izquierdo de la figura 1.19, está la muestra total de 8,177 galaxias de los muestreos de AMUSING++, CALIFA, MaNGA y SAMI. En los demás paneles se separan por tipo morfológico de temprano a tardío. Estos diagramas los realizó utilizando las propiedades extensivas globales de cada galaxia, que son aquellas cuyo valor es proporcional al tamaño del sistema que describe y son propiedades aditivas. La separación entre las SFGs y las RGs es a partir de la anchura equivalente de $H\alpha$ ($EW(H\alpha)$), la cual tiene un corte promedio de $3 - 6 \text{ \AA}$, puesto que la SFR es más alta en las SFGs y casi nula en las RGs, ésta se relaciona con la luminosidad de la línea de $H\alpha$ (esto último se detalla en la Subsección 2.1.2). En la figura 1.19 se puede notar que las SFGs en su mayoría son del tipo Sc/Sd seguidas por las Sa/Sb y las RGs son en su mayoría E/S0, lo cual concuerda con los resultados

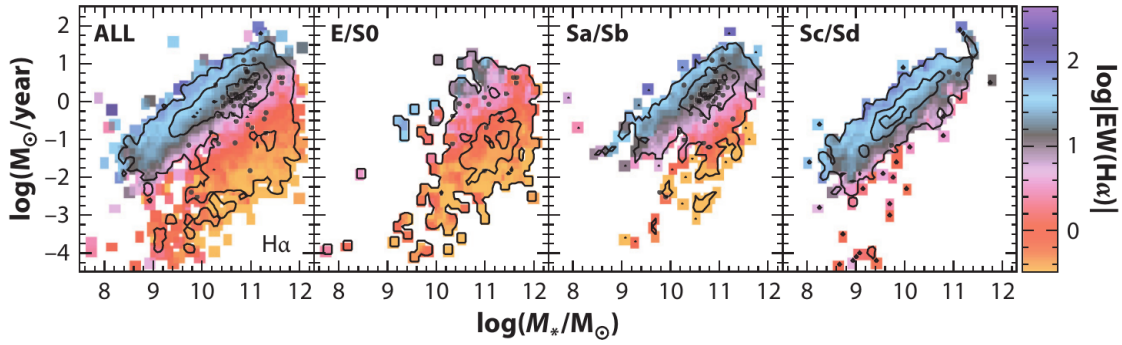


Figura 1.19: Diagrama SFR – M_* tomado de [Sánchez \(2020\)](#) de una muestra de 8,177 galaxias de los muestreos de AMUSING++, CALIFA, MaNGA y SAMI. De color negro se representan los contornos de densidad de 95 %, 50 % y 10 % de los datos de la muestra. En el panel izquierdo es la muestra total y en los demas paneles son separados por tipo morfológico . La barra de color indica la $EW(H\alpha)$ de cada galaxia. Los círculos verdes indican que es un AGN.

de [Cano-Díaz et al. \(2019\)](#).

La distribución de las SFGs presenta una estrecha relación que es llamada la secuencia principal de formación estelar (SFMS por sus siglas en inglés, *Star-Formation Main Sequence*), la cual ha sido caracterizada en varios estudios con diferentes muestras de galaxias, con datos de una sola apertura y de espectroscopia de campo integral (IFS por sus siglas en inglés, *Integral Field Spectroscopy*). Por ejemplo, [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#) caracterizaron 306 galaxias de CALIFA, el cual proporciona datos especialmente resueltos usando IFS (este muestreo se describirá en la Subsección 1.5.1). En este estudio, usando datos integrados para cada galaxia, encontraron una pendiente para la SFMS de 0.81 ± 0.02 , ésta se representa con la línea azul en la figura 1.20. También [Cano-Díaz et al. \(2019\)](#) para su muestra de 892 SFGs de MaNGA, usando datos integrados, encontraron una pendiente para la SFMS de 0.74 ± 0.01 , la cual se representa con la línea gris en la figura 1.18. En este último estudio las pendientes para las distribuciones de las SFGs separándolas por morfología son: 0.79 ± 0.01 para las tipo Sbc–Irr, 0.42 ± 0.02 para las tipo S0, 0.68 ± 0.01 para las tipo S0a–Sb y 0.42 ± 0.01 para las tipo E, las cuales se representan con la línea azul en cada panel correspondiente (de la figura 1.18).

La distribución de las RGs es muy por debajo de la SFMS, esta región corresponde

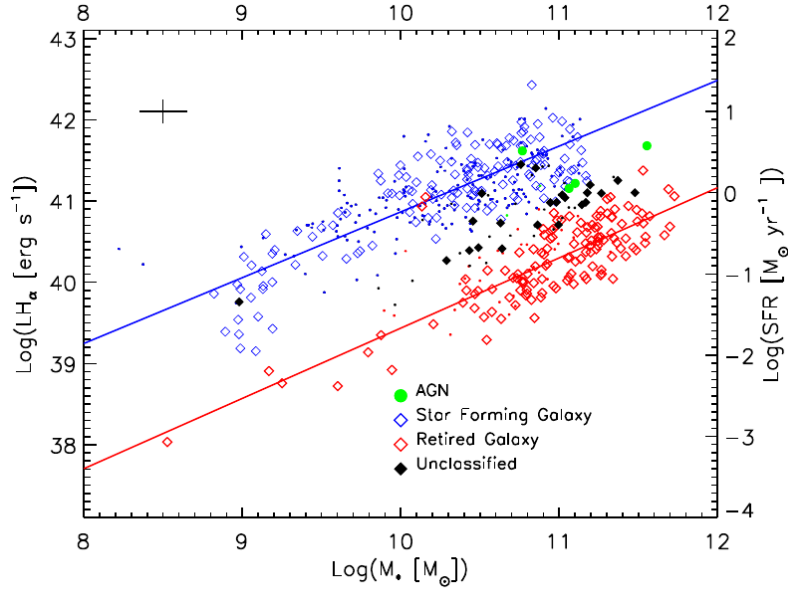


Figura 1.20: Diagrama SFR – M_* del estudio de 306 galaxias del muestreo de CALIFA realizado por [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#). Los círculos verdes indican las galaxias que presentan una $EW(H\alpha) > 6 \text{ \AA}$ y su ionización es dominada su AGN. Los rombos azules representan las SFGs donde su $EW(H\alpha) > 6 \text{ \AA}$ y su ionización es dominada por estrellas jóvenes. Los rombos rojos indican las RGs las cuales presentan una $EW(H\alpha) < 3 \text{ \AA}$ con una ionización dominada por estrellas viejas. Los rombos negros indican las galaxias con $3 < EW(H\alpha) < 6 \text{ \AA}$, y su principal fuente de ionización está indefinida.

a una $EW(H\alpha) \sim 1 \text{ \AA}$. Entre la ubicación de las SFGs y las RGs se encuentra una región conocida como el valle verde (GV por sus siglas en inglés, *Green Valley*) la cual presenta una densidad numérica de galaxias mucho menor y cuyas galaxias se consideran en tránsito entre las SFGs y RGs. El número limitado de galaxias en el GV se ha interpretado como una consecuencia de un proceso rápido de transformación. Se han encontrado galaxias con AGNs distribuidos desde la SFMS a la zona de las RGs cubriendo principalmente el GV (ver figuras 1.20 y 1.18), lo que sugiere que existe una conexión entre la actividad del AGN y la transformación de las SFGs a las RGs ([Sánchez, 2020](#)).

En general, la SFMS global usando propiedades extensivas (SFR y M_* integradas de cada galaxia), presenta una dispersión de $\sim 0.2 - 0.3$ dex en su SFR, con una pendiente ~ 0.8 en redshifts bajos ([Sánchez, 2020](#)). También se ha encontrado que los discos de galaxias con diferentes morfologías presentan las mismas relaciones SFMS

globales extensivas (Méndez-Abreu et al., 2019). Además se ha encontrado que la SFMS evoluciona con el tiempo (Speagle et al., 2014; Rodríguez-Puebla et al., 2016; Sánchez et al., 2018). En la figura 1.21 se muestra que a medida que las galaxias tienen una menor masa estelar, exhiben un SFR más grande en redshifts más altos (Speagle et al., 2014). En general, el punto cero de la SFMS es esencialmente constante en el Universo cercano ($z < 0.15$), seguido de un fuerte aumento en $z \sim 0.2-2$, y la pendiente presenta una tendencia similar, pero con evolución más débil o nula (Sánchez et al., 2018).

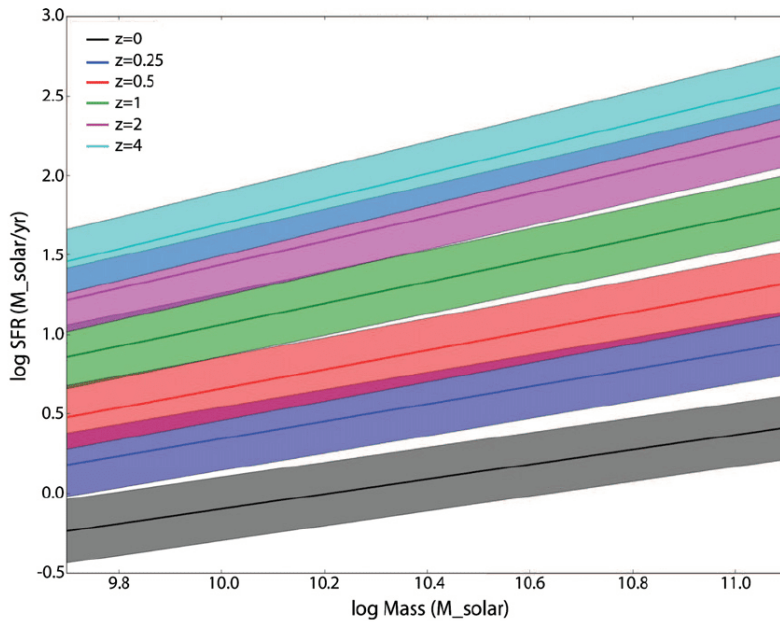


Figura 1.21: Diagrama SFR – M_{\star} realizado por Speagle et al. (2014) donde compila 25 diferentes estudios para investigar la evolución de la SFMS a diferentes redshifts (z).

Es importante aclarar que la SFMS realizada con las propiedades extensivas, es decir, la SFR ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) y la M_{\star} (M_{\odot}) de toda la galaxia, en la literatura normalmente se llama SFMS global o integrada o solo SFMS, se dice integrada porque generalmente en este caso, las propiedades son derivadas usando datos resueltos pero integrándolos en la cobertura total de cada galaxia (e.g., Speagle et al., 2014; Cano-Díaz et al., 2016; Cano-Díaz et al., 2019; Colombo et al., 2020; Lin et al., 2020; Morokuma-Matsui et al., 2020; Sánchez, 2020; Ellison et al., 2021; Sánchez et al., 2021a,b). Las propiedades integradas del gas ionizado de las galaxias revelan el proceso físico dominante o una

mezcla de varios, pero es importante recordar que una galaxia es un sistema astrofísico espacialmente resuelto, por lo tanto, la fuente de ionización para determinar si es una SFG o una RG es siempre local y no global, porque una galaxia no está siendo ionizada por una sola fuente de ionización, puede tener varias como la ionización por estrellas jóvenes O-B asociadas con la formación estelar, la ionización por estrellas viejas en su fase de post-AGB, la ionización por un AGN o la ionización producida por choques. Con base en lo anterior la clasificación de la fuente de ionización en una galaxia debe ser local, requiriendo información espacialmente resuelta (Sánchez, 2020).

El diagrama $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_{\star}$ es realizado utilizando las propiedades intensivas, ya sea resueltas, por ejemplo en escalas de kilopársecs, o integradas en la apertura del instrumento utilizado. Cuando el diagrama $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_{\star}$ se realiza en regiones resueltas en cada galaxia, las áreas con formación estelar (SFAs por sus siglas en inglés, *Star-Forming Areas*), son regiones en la galaxia donde su ionización está dominada por estrellas jóvenes tipo O-B y las regiones con poca a nula formación estelar son llamadas áreas retiradas (RAs por sus siglas en inglés, *Retired Areas*), es decir, su ionización no es dominada por estrellas tipo O-B, la cual puede ser debida a estrellas viejas. En este diagrama, igual que en el $\text{SFR} - M_{\star}$ se sigue manteniendo la bimodalidad entre las SFAs y RAs. Las SFAs están asociadas a regiones en el disco (donde domina la formación estelar) y las RAs a regiones en el bulbo (zonas dominadas por la extinción estelar) (Sánchez et al., 2021a,b). La bimodalidad entre las SFGs y RGs (propiedades intensivas) se puede apreciar en la figura 1.22 realizada por Cano-Díaz et al. (2019) para una muestra de 1,754 galaxias del muestreo de MaNGA. En este diagrama utilizaron las propiedades intensivas derivadas en toda el área cubierta de cada galaxia y la línea azul representa la SFMS, la cual tiene una pendiente de 0.66 ± 0.1 que en la literatura es conocida como SFMS intensiva global (Cano-Díaz et al., 2019; Sánchez, 2020; Sánchez et al., 2021b,a).

La estrecha relación en la distribución de las SFAs, se ha confirmado en diversos estudios, resultando con una pendiente de $\sim 0.78 - 0.94$ para redshifts bajos y en la literatura la secuencia principal de formación estelar para este diagrama $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_{\star}$ se conoce como rSFMS o SFMS local (e.g., Cano-Díaz et al., 2016; Cano-Díaz et al.,

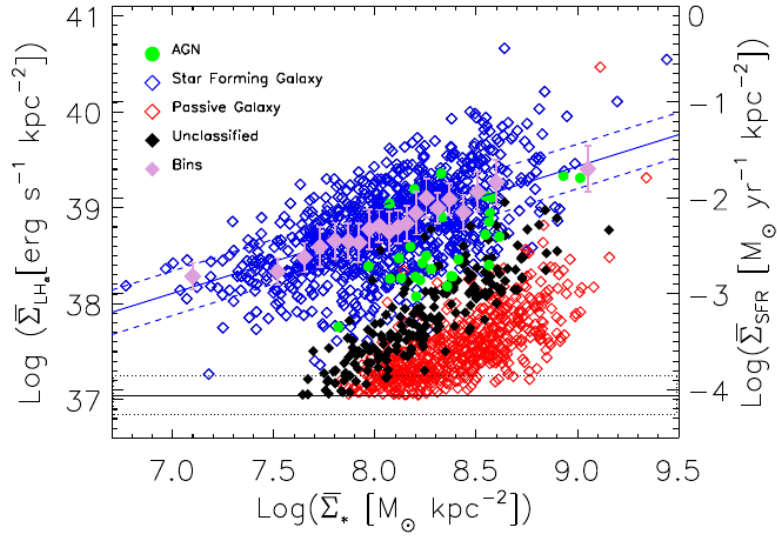


Figura 1.22: Diagrama $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_{\star}$ del estudio de 1,754 galaxias del muestreo de MaNGA realizado por [Cano-Díaz et al. \(2019\)](#). Los símbolos siguen la misma descripción de la figura 1.18.

[2019](#); [Lin et al., 2019](#); [Sánchez, 2020](#); [Ellison et al., 2021](#); [Sánchez et al., 2021b,a](#)).

Las distribuciones de las relaciones de escala rSFMS y SFMS intensiva global son las mismas como lo demuestran [Sánchez et al. \(2021a,b\)](#) donde estas relaciones cubren el mismo intervalo de valores y siguen las mismas tendencias. En la figura 1.23 tomada de [Sánchez et al. \(2021b\)](#) se observa esto último. En el primer panel, la rSFMS obtenida de EDGE es similar a la SFMS intensiva global de los datos de CALIFA y APEX.

Tasa de formación estelar específica

La tasa de formación estelar específica (sSFR por sus siglas en inglés, *Specific Star-Formation Rate*) se define como la razón entre la SFR y la M_{\star} para las propiedades extensivas y la razón entre la Σ_{SFR} y Σ_{\star} para las propiedades intensivas (resueltas o integradas) ([Sánchez et al., 2021a](#)). La sSFR tiene unidades de yr^{-1} por lo que puede ser interpretada como la cantidad de tiempo necesaria para formar la masa estelar actual a la SFR actual ([González Delgado et al., 2016](#)). Esto indica que las galaxias a su Σ_{SFR} actual requerirían cientos de Gyrs para formar su Σ_{\star} actual, lo cual es particularmente cierto para galaxias elípticas, por lo que la SFR en el pasado debió haber sido considerablemente más alta que en la actualidad, a cualquier distancia

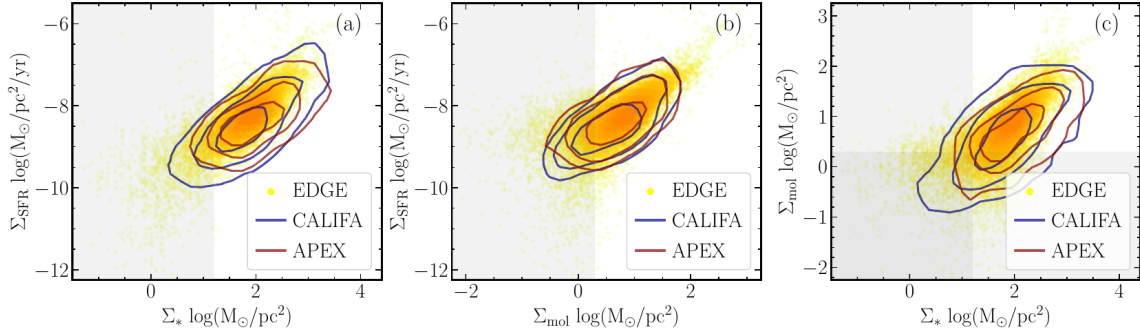


Figura 1.23: Distribución de las relaciones de escala de las propiedades intensivas, tomada de [Sánchez et al. \(2021b\)](#). (a) $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_{\star}$. (b) $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_{\text{mol}}$. (c) $\Sigma_{\text{mol}} - \Sigma_{\star}$. Los círculos amarillos muestran 12,667 SFAs del muestreo de EDGE de aproximadamente 100 galaxias. Los contornos azules representan el 95 %, 40 % y 10 % de un total de 533 SFGs del muestreo de CALIFA. Y los contornos rojos representan los mismos porcentajes pero de la muestra de APEX con un total de 251 SFGs. Las relaciones de EDGE son con datos resueltos (rSFRM, rSK y rMGMS). Los datos de CALIFA son integrados en un área efectiva, $\sim 2R_{\text{eff}}$ (SFRM, SK y MGMS intensivas globales) y los de APEX a la cobertura de la antena del instrumento, $\sim 1R_{\text{eff}}$ (SFRM, SK y MGMS intensivas globales).

galactocéntrica ([Sánchez, 2020](#)). En la figura 1.24 la líneas discontinuas de color negro representan la sSFR en el diagrama $SFR - M_{\star}$. Se puede apreciar que entre mayor sea la SFR la sSFR aumenta para el mismo intervalo de M_{\star} . Lo que sugiere que las galaxias con una sSFR actual mayor llegaron más rápido a su M_{\star} actual que las de una sSFR actual menor a la misma M_{\star} .

En la figura 1.25 está la distribución radial de la sSFR de propiedades intensivas resueltas ($sSFR = SFR/M_{\star}$) realizada por [Sánchez \(2020\)](#) donde muestra que para las galaxias Sa-Sc la sSFR presenta valores similares de $\sim 10^{-11} \text{ yr}^{-1}$ con posibles variaciones de ± 0.25 dex. Las galaxias E/S0, en cualquier masa, muestran una clara disminución de la sSFR hacia las regiones internas a pesar del pico observado en su Σ_{SFR} , lo cual ha sido interpretado como evidencia de la extinción de adentro hacia afuera. Este proceso está relacionado con la presencia o influencia de un bulbo donde la actividad de la formación estelar se ha frenado directamente por escasez de gas o por un AGN ([Sánchez, 2020](#)). [Sánchez et al. \(2021a\)](#) muestran que las galaxias tempranas masivas tienen la sSFR menor de $\sim 10^{-11.75} \text{ yr}^{-1}$, y las galaxias tardías menos masivas presentan una $sSFR \sim 10^{-10.50} \text{ yr}^{-1}$. Las galaxias tipo temprano presentan gradientes positivos y las galaxias tipo tardío gradientes poco profundos y ligeramente negativos.

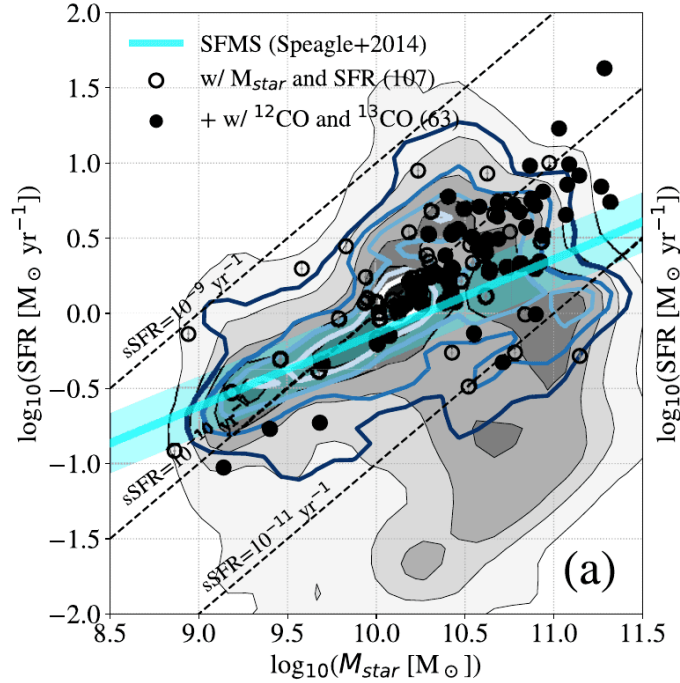


Figura 1.24: Diagrama SFR – M_* , tomada de [Morokuma-Matsui et al. \(2020\)](#), donde estudiaron galaxias cercanas del proyecto COMING (*CO Multi-line Imaging of Nearby Galaxies project*) el cual tiene observaciones de CO realizadas por Observatorio de Radio Nobeyama. Estudiaron 147 galaxias que tienen M_* derivadas de los datos de WISE (*Wide-field Infrared Survey Explorer*) y SFR derivadas de los datos de GALEX (*Galaxy Evolution Explorer*). Los contornos grises muestran las 532 galaxias observadas por xCOLD GASS (*CO Legacy Database for the GASS project*). Los contornos azules indican galaxias de xCOLD GASS que tuvieron detecciones de CO. La línea de color cian indica la SFMS en $z=0$ con un intervalo de dispersión de 0.2 dex. Los círculos blancos son las galaxias de COMING con mediciones de ^{12}CO y los círculos negros las galaxias con mediciones de ^{12}CO y ^{13}CO . Las líneas negras representan la sSFR en distintos intervalos.

Estas tendencias indican que la SFR relativa a la masa estelar (lo que mide la sSFR) para las galaxias tipo temprano es más fuerte en las regiones externas que en sus regiones internas. Esto puede indicar un rejuvenecimiento externo debido a la captura de galaxias ricas en gas. En las galaxias de tipo tardío, la formación estelar ocurre a una tasa relativamente similar con respecto a la masa estelar.

1.4.2. Ley de Schmidt–Kennicutt

[Schmidt \(1959\)](#) considerando que todas las estrellas se forman localmente a partir del gas disponible y que no hay intercambio de estrellas y gas con el entorno cercano,

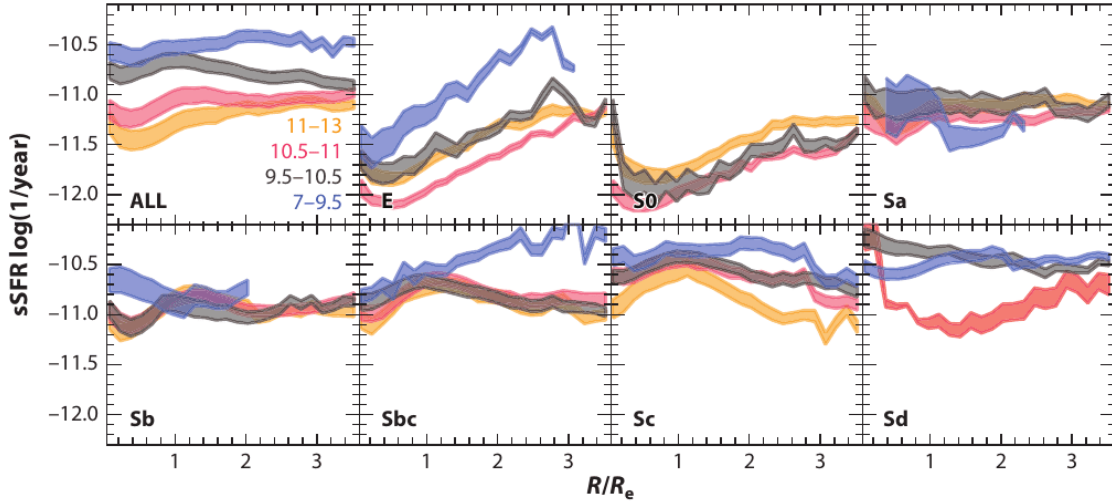


Figura 1.25: Distribución radial de la sSFR para distintos tipos de galaxias, tomado de [Sánchez \(2020\)](#) de una muestra de 8,177 galaxias de los muestreos de AMUSING++, CALIFA, MaNGA y SAMI. Los colores en todos los paneles representan las galaxias con los intervalos de M_* señalados en el primer panel.

propuso que la SFR debería depender de la masa de gas total (atómico y molecular) incluida en un volumen, con la forma de una simple ley de potencias. [Kennicutt et al. \(1989\)](#) considerando que todo el gas colapsa para formar estrellas dentro de un tiempo de caída libre, llegaron a la relación donde la densidad de la SFR es proporcional a la densidad de gas elevada a 1.5, es decir, $\rho_{SFR} \propto \rho_{gas}^{1.5}$. [Kennicutt \(1998b\)](#) demostró empíricamente que la densidad superficial de la SFR sigue una relación con la densidad superficial del gas similar a la propuesta. Esta relación se derivó originalmente con todos los datos disponibles de nuestra galaxia y se conoce como la ley de Schmidt-Kennicutt (SK) o ley de formación estelar (SF Law por sus siglas en inglés, *Star Formation Law*). Fue formulada para propiedades intensivas y se verifica a escalas de kilopársec solo para el gas molecular (H_2) ([Sánchez, 2020](#); [Ellison et al., 2020](#); [Lin et al., 2020](#); [Morokuma-Matsui et al., 2020](#); [Ellison et al., 2021](#); [Sánchez et al., 2021a](#); [Kaneko et al., 2022](#)). En el panel izquierdo de la figura 1.26 se muestra el diagrama $\Sigma_{SFR} - \Sigma_{gas}$, donde la Σ_{SFR} y Σ_{gas} (gas atómico y molecular) se derivaron para los discos de distintas galaxias. La línea azul indica la relación $\Sigma_{SFR} \propto \Sigma_{gas}^{1.4}$. La dispersión de las galaxias espirales e irregulares presentan una dispersión de ± 0.3 dex, la cual no puede atribuirse a las incertidumbres observacionales, por lo que [Kennicutt](#)

& Evans (2012) sugieren que gran parte de la dispersión tiene un origen físico. Las galaxias pobres en metales (círculos blancos) se desvían más de la relación principal pero puede deberse al factor de conversión (ver Sección 1.6) utilizado para estimar la cantidad de gas molecular en estas galaxias (Kennicutt & Evans, 2012). En el panel derecho de la figura 1.26 se muestra el diagrama SFR – M_{mol} con las propiedades extensivas derivadas globalmente en cada galaxia. La línea discontinua gris muestra el ajuste de estas galaxias. Esta relación lineal implica un fuerte acoplamiento entre las masas de los cúmulos moleculares densos y las estrellas formadas, que es en gran medida independiente del entorno galáctico de formación estelar. Esta relación se cumple a escalas de las nubes moleculares pequeñas (que forman estrellas individuales) hasta cúmulos moleculares densos en la MW (Kennicutt & Evans, 2012), lo que sugiere que estas regiones son formadoras de estrellas por lo que la fracción de masa del medio interestelar y la fracción de gas molecular total de estos cúmulos moleculares densos debe aumentar con la SFR (Kennicutt & Evans, 2012).

La ley de SK se entiende como producto de la formación de estrellas a partir del gas molecular y se ha estudiado en varios trabajos utilizando propiedades intensivas, es decir, la relación de la densidad superficial de la SFR (Σ_{SFR} , $M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ pc}^{-2}$) y la densidad superficial de gas molecular (Σ_{mol} , $M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$), ya sean derivadas de manera global (integradas) o de manera local (resueltas). La relación de escala intensiva local se conoce en la literatura como rSK y la global como SK (Bolatto et al., 2017; Barrera-Ballesteros et al., 2020; Lin et al., 2019; Ellison et al., 2021; Sánchez, 2020; Sánchez et al., 2021a,b). Se ha encontrado que la rSK se mantiene hasta escalas de ~ 500 pc (usando Σ_{mol}) y presenta una pendiente cercana a 1 con una dispersión ~ 0.2 dex en la Σ_{SFR} (Wong & Blitz, 2002; Robert C. Kennicutt et al., 2007; Bigiel et al., 2008; Leroy et al., 2013; Sánchez, 2020). Una pendiente igual a uno para una galaxia dada o diferentes galaxias, indicaría que la conversión entre gas y estrellas se puede caracterizar por una sola eficiencia. Una pendiente más grande implicaría que las Σ_{mol} más altas conducen a Σ_{SFR} aún más altas, por lo que la formación de estrellas se ve regulada por procesos no lineales que operan en regiones de alta densidad de gas (e.g., Ellison et al., 2021).

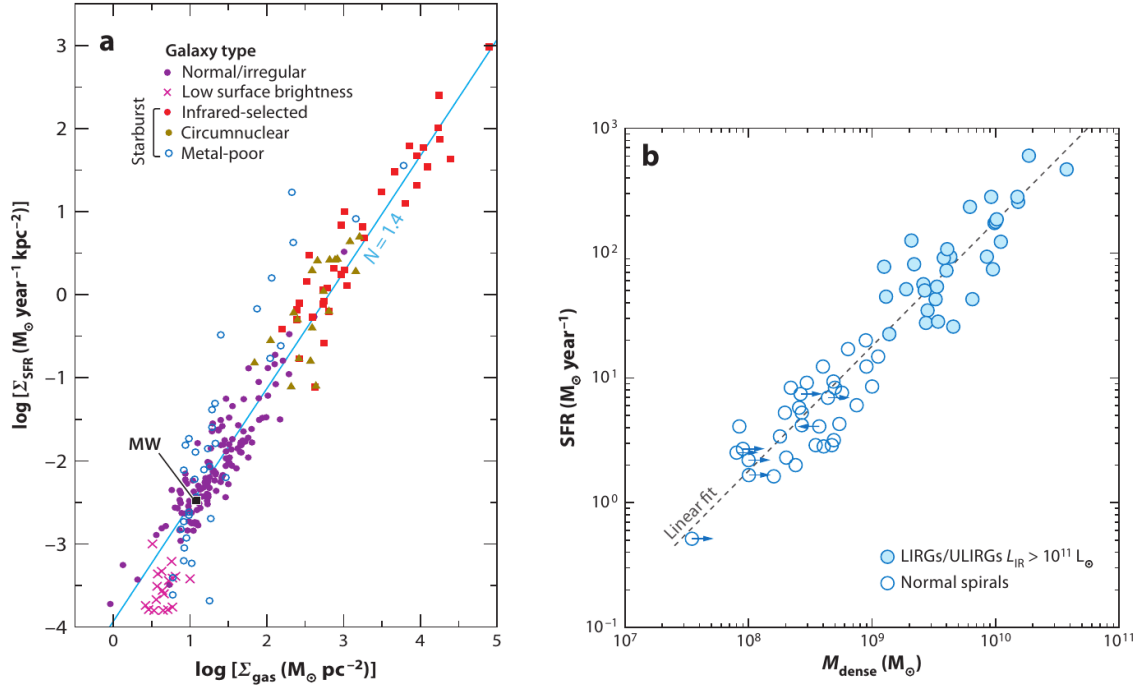


Figura 1.26: Relación de Schmidt-Kennicutt tomada de Kennicutt & Evans (2012). En el **panel izquierdo** se muestra la relación con propiedades intensivas derivadas globalmente para los discos de las galaxias, donde los círculos morados representan a las galaxias espirales e irregulares. Las equis de color magenta representan galaxias cercanas con bajo brillo superficial. Los círculos rojos galaxias indican las galaxias infrarrojas luminosas y ultraluminosas (LIRG y ULIRG, respectivamente). Los triángulos color café muestran las galaxias con estallidos estelares circunnucleares. El cuadrado negro representa a la Vía Láctea (MW por sus siglas en inglés, *Milky Way*). Los círculos azules muestran a las galaxias irregulares con estallidos estelares de baja masa con abundancias de oxígeno menores a $0.3 Z_{\odot}$. La línea azul muestra una relación con pendiente $N = 1.4$, (no es el ajuste de los datos). En el **panel derecho** se muestra la relación de propiedades extensivas (SFR global y masa de gas molecular denso global). Los círculos azules indican las galaxias LIRGs y ULIRGs y los círculos blancos las galaxias espirales e irregulares. La línea discontinua gris representa el ajuste lineal de las galaxias.

La formación estelar se ve afectada por procesos locales y globales por lo que la ley de SK solo es una aproximación de la transformación del gas molecular a estrellas. La formación estelar se rige por procesos locales, es decir, autorregulación/retroalimentación local (Barrera-Ballesteros et al., 2021), mientras que el cese de la formación estelar es impulsada por procesos globales, las explicaciones a este proceso de frenado de la SFR siguen en estudios, pero una posible explicación es que los procesos de un AGN calientan y expulsan el gas de su galaxia anfitriona (Bluck et al., 2020). Al igual que la rSFMS y la SFMS intensiva global, las relaciones de

escala rSK y SK intensiva global son las mismas ya que cubren el mismo intervalo de valores y siguen las mismas tendencias (Sánchez et al., 2021a,b). En el segundo panel de la figura 1.23 se observa que la rSK obtenida de EDGE es similar a la SK intensiva global usando los datos de CALIFA y APEX.

Eficiencia de Formación Estelar

La capacidad de poder transformar el gas molecular en estrellas se mide como la eficiencia de formación estelar (SFE por sus siglas en inglés, *Star-Formation Efficiency*) definida como el cociente entre la SFR y la M_{mol} , es decir, $SFE = \frac{SFR}{M_{\text{mol}}}$ para propiedades extensivas y $SFE = \frac{\sum SFR}{\sum M_{\text{mol}}}$ para propiedades intensivas (globales o locales). Se ha encontrado que a la misma cantidad de gas molecular las galaxias pueden presentar una SFE diferente (Sánchez, 2020). En la figura 1.27 del estudio de Morokuma-Matsui et al. (2020) se puede apreciar esto último, aquí las líneas discontinuas de color negro indican diferentes SFEs, donde se puede observar que a una misma M_{mol} , por ejemplo, $10^9 M_{\odot}$ las galaxias pueden presentar una SFE entre los intervalos de $10^{-10} - 10^{-8} \text{ yr}^{-1}$.

Colombo et al. (2018) muestran que la formación estelar es menos eficiente en las galaxias de tipo temprano. Asimismo se ha encontrado que las RGs presentan una disminución del gas molecular y atómico. En general, la falta de gas es la principal causa de la interrupción de la formación estelar, pero una causa secundaria es la implicación de una disminución de la SFE. Las explicaciones a este proceso de frenado de la SFR siguen en estudios pero una posible explicación es que los procesos de un AGN calientan y expulsan el gas de su galaxia anfitriona (Sánchez, 2020).

El tiempo de agotamiento (τ_{dep}) se define como $\tau_{dep} = \frac{1}{SFE}$, el cual tiene unidades de yr^{-1} y se interpreta como el tiempo en el cual se consumiría el gas molecular a la SFR actual. Se ha observado que es casi constante en escalas de kpcs, con un valor $\sim 2 \text{ Gyr}$ para galaxias espirales (Bigiel et al., 2008; Leroy et al., 2013; Sánchez, 2020). También se ha encontrado que el τ_{dep} promedio dentro de una galaxia presenta una dependencia con la sSFR y la M_{\star} (Saintonge et al., 2017). Sánchez (2020) utilizó un proxy para estimar el gas molecular basado en la atenuación del polvo (Barrera-

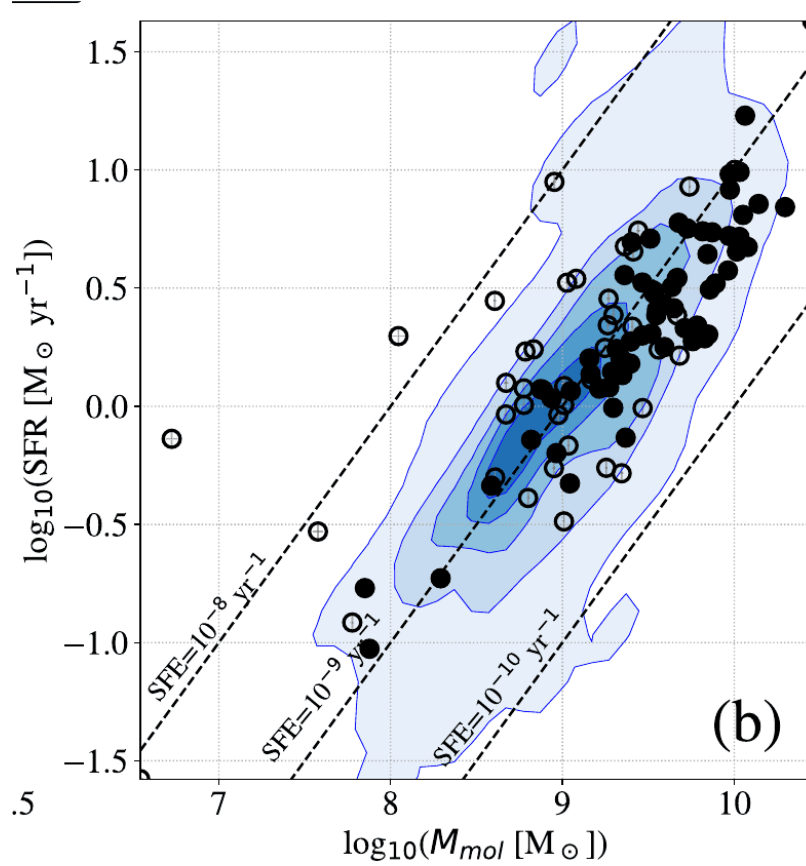


Figura 1.27: Diagrama SFR – M_{mol} , tomada de [Morokuma-Matsui et al. \(2020\)](#), donde estudiaron galaxias cercanas del proyecto COMING-WISE-GALEX (ver descripción de la figura 1.24) Los contornos azules indican galaxias de xCOLD GASS que tuvieron detecciones de CO. Los círculos blancos son las galaxias de COMING con mediciones de ^{12}CO y los círculos negros las galaxias con mediciones de ^{12}CO y ^{13}CO . Las líneas negras representan la SFE en distintos intervalos.

[Ballesteros et al., 2020](#)), y en la rSK determinó una pendiente de 1.12 ± 0.09 y un τ_{dep} promedio de ~ 1.7 Gyr con una dispersión ~ 0.1 dex. Cuando esta relación de escala es explorada utilizando estimaciones del gas molecular a través de observaciones directas de la línea de CO la dispersión es más baja ~ 0.05 dex y la rSK presenta una pendiente más cercana a uno ([Sánchez et al., 2021a](#); [Sánchez, 2020](#)).

[Sánchez \(2020\)](#) encontró que en las galaxias de tipo temprano las relaciones $\Sigma_{\text{SFR}} - \Sigma_{\text{mol}}$ presentan una dispersión mayor y pendientes de $\sim 0.8 - 0.9$ y τ_{dep} promedio ~ 10 Gyr. Y en las galaxias tipo tardío la dispersión es menor y las pendientes son de $\sim 1.2 - 2.7$ con τ_{dep} promedio ~ 0.5 Gyr. Estos resultados indican que la extinción de la formación estelar es impulsada por la falta de gas molecular y por

una disminución en la SFE. [Colombo et al. \(2020\)](#) encontró para una muestra de 472 galaxias de CALIFA con datos observacionales de CO, por APEX y CARMA (ésta es la muestra que utilizamos en esta tesis, la cual describimos en las Secciones [1.6.1](#) y [1.6.2](#)), que en galaxias con ausencia de formación estelar en sus centros, la distancia a la SFMS presenta una mejor correlación con la SFE. Y en galaxias dominadas por formación estelar en sus centros la distancia de la SFMS tiene mejor correlación con la cantidad de gas molecular, lo que sugiere un escenario donde la pérdida progresiva de las reservas de gas molecular es lo que causa que las galaxias se muevan fuera de la SFMS, es decir, que empiecen a dejar de formar estrellas (inicia el *quenching* o extinción de la formación estelar). La SFE determina si una galaxia es retirada o no ya que SFE más bajas corresponden a galaxias inactivas (RGs) ([Colombo et al., 2020](#)).

1.4.3. Diagrama $M_{\text{mol}} - M_{\star}$

La relación de escala entre la masa de gas molecular y la masa estelar presenta una distribución similar a la SFMS para las SFGs, la cual es llamada secuencia principal de gas molecular (MGMS por sus siglas en inglés, *Molecular Gas Main Sequence*). Usando las propiedades intensivas (Σ_{mol} , Σ_{\star}) locales (resueltas), la distribución de las SFAs se conoce como rMGMS y cuando son integradas se llama MGMS intensivas globales ([Sánchez, 2020](#); [Sánchez et al., 2021a](#); [Lin et al., 2019](#); [Ellison et al., 2021](#); [Barrera-Ballesteros et al., 2020](#); [Sánchez et al., 2021b](#)). Al igual que las relaciones de escala anteriores, en el tercer panel de la figura [1.23](#) se observa que la rMGMS obtenida de EDGE es similar a la MGMS intensiva global usando los datos de CALIFA y APEX presentando pendientes ligeramente menores a 1 ([Sánchez et al., 2021b](#)). Esta relación no se verifica para las galaxias de tipo temprano que presentan un déficit de gas neutro o molecular con respecto a las galaxias de tipo tardío ([Calette et al., 2018](#); [Sánchez, 2020](#)). Esta escasez se considera la principal causa de la disminución de la SFR global observada en estas galaxias tempranas ([Saintonge et al., 2011](#)). El mismo déficit se observa a escalas locales, donde las RAs presentan menos Σ_{mol} que las SFAs a la misma Σ_{\star} ([Sánchez, 2020](#)). El origen de este déficit aún no está claro. Una posible

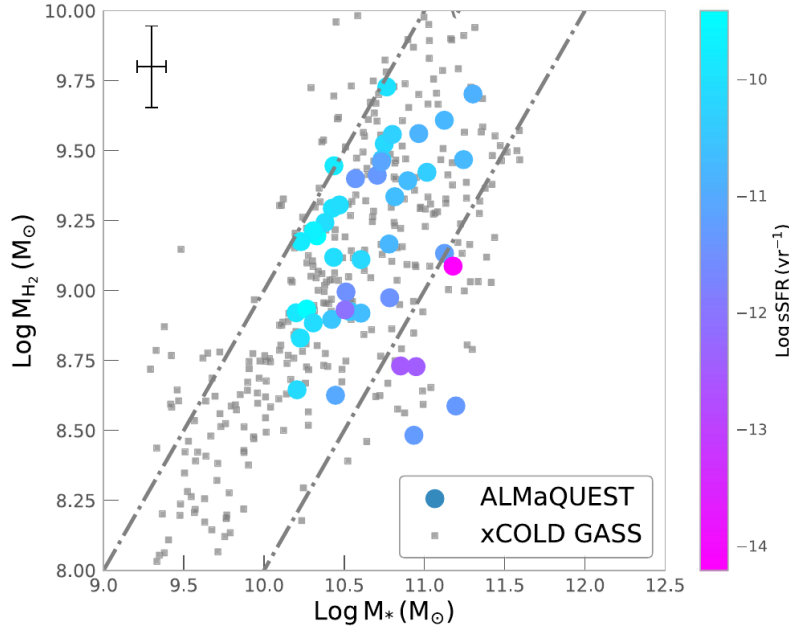


Figura 1.28: Diagrama $M_{\star} - M_{\text{mol}}$, tomada de [Lin et al. \(2020\)](#). Donde muestran la comparación de la distribución de las 46 galaxias de ALMaQUEST (*ALMA-MaNGA QUEnching and STar formation survey*) que estudiaron (Círculos) con las galaxias de xCOLD GASS (cuadrados color gris). La barra de color indica la sSFR de las galaxias estudiadas por [Lin et al. \(2020\)](#). La M_{\star} y la M_{mol} se derivaron globalmente en cada galaxias en $1R_{\text{eff}}$. Las líneas discontinuas de color gris indican las fracciones de $M_{\text{mol}}/M_{\star}=0.1$ (línea izquierda) y $M_{\text{mol}}/M_{\star}=0.01$ (línea derecha).

explicación es la retroalimentación de un AGN, el cual expulsa el gas debido a los vientos galácticos o calienta el gas reduciendo la cantidad de gas molecular ([Sánchez, 2020](#)).

Fracción de gas

La fracción de gas molecular, que en esta tesis la denotaremos como f_{mol} , en la literatura se encuentra como f_{H_2} , f_{mol} o μ_{mol} ([Colombo et al., 2020](#); [Ellison et al., 2021](#); [Lin et al., 2020](#); [Morokuma-Matsui et al., 2020](#)). Se define como $f_{\text{mol}} = \frac{M_{\text{mol}}}{M_{\star}}$ para las propiedades extensivas y como $f_{\text{mol}} = \frac{\Sigma_{\text{mol}}}{\Sigma_{\star}}$ para las propiedades intensivas. En la figura 1.28 vemos el diagrama $M_{\text{mol}} - M_{\star}$ de las galaxias de ALMaQUEST (*ALMA-MaNGA QUEnching and STar formation survey*) y xCOLD GASS realizado por [Lin et al. \(2020\)](#), donde derivaron la M_{\star} y M_{mol} de manera global en cada galaxia a $1R_{\text{eff}}$. Las líneas discontinuas grises representan la $f_{\text{mol}}=0.1$ (línea izquierda) y la $f_{\text{mol}}=0.01$

(línea derecha). La barra de colores indica la sSFR para las galaxias de ALMaQUEST. Se puede observar que las galaxias que presentan una sSFR de $\sim 10^{-10}$, tienen una dispersión entre las dos fracciones de gas molecular y las galaxias de xCOLD GASS igual están dispersas entre estas dos f_{mol} . Para las galaxias con sSFR más bajas hay un fuerte agotamiento del gas molecular (Lin et al., 2020), es decir están por debajo de la $f_{\text{mol}}=0.01$. Lin et al. (2020) concluyen que de manera general las galaxias con diferentes sSFR presentan una segregación más por su SFE que por su f_{mol} . Por otro lado uno de los resultados de Ellison et al. (2021), usando datos de ALMaQUEST, encontraron que la rMGMS es más baja en galaxias que presentan una sSFR más baja, es decir, su fracción de gas molecular a escalas locales es menor, al igual que la sSFR. En otros estudios con propiedades extensivas se ha observado que las galaxias de COMING y xCOLD GASS siguen una tendencia similar pero se observa que galaxias con una misma sSFR presentan diferentes f_{mol} (Morokuma-Matsui et al., 2020).

Como lo mencionaremos más adelante en la Sección 1.7, uno de los objetivos de esta tesis es usar una muestra estadísticamente robusta como lo es APEX/EDGE-CALIFA, para poder caracterizar si existen o no este tipo de relaciones entre el gas molecular y la formación estelar, en particular para la región central de galaxias en distintos estados de interacción y de fusión.

1.4.4. Correlaciones entre las relaciones de escala

Lin et al. (2019) con base en sus resultados de la rMGMS, usando datos de ALMaQUEST, concluyeron que la existencia de una rMGMS implica que la masa de gas molecular local traza el potencial gravitacional establecido por la masa estelar local o ambas cantidades siguen las distribuciones de masa total subyacentes. También concluyeron que la dispersión de la rSFMS es más grande en comparación con las relaciones rSK y rMGMS. Las relaciones rSK y rMGMS presentan una correlación más fuerte que la rSFMS, por lo que sugieren un escenario en el que la rSFMS es menos fundamental físicamente y es la consecuencia de la combinación de las relaciones rSK y rMGMS. A esta misma conclusión llegan Ellison et al. (2021) en un estudio de 28 galaxias de ALMaQUEST. Por otro lado Sánchez et al. (2021b), usando una

muestra de APEX, EDGE y CALIFA encontraron que la dispersión alrededor de una sola relación (y su proyección) entre las tres propiedades está totalmente dominada por errores individuales, sin necesidad de una relación secundaria con uno de los parámetros cuando se elimina la relación entre los otros dos.

Lin et al. (2020) estudiando las 46 galaxias de ALMaQUEST, llegaron a la conclusión de que la sSFR tiene una dependencia ligeramente más fuerte con la SFE que con la f_{mol} . Muestran que en una galaxia dada, en las regiones clasificadas como formadoras de estrellas, existe una variación sustancial en la sSFR, en la f_{mol} y en la SFE, por lo tanto, el uso de una sola medida global puede no ser capaz de capturar la física detallada que regula la formación de estrellas dentro de una galaxia. Ellison et al. (2020) con una muestra de 34 galaxias de ALMaQUEST, estudiaron las correlaciones entre los residuos de las relaciones de escala resueltas: rSFMS, rSK y rMGMS. Estos residuos son las diferencias de los datos observacionales menos el valor que le corresponde según el mejor ajuste de su relación de escala, por ejemplo, ΔSFMS es la diferencia de la Σ_{SFR} (a determinada Σ_{\star}) menos la Σ_{SFR} de la rSFMS a la misma Σ_{\star} , lo mismo para ΔSFE y Δf_{H_2} . En la Sección 3.4, mostramos que cuando se utilizan las relaciones de escala intensivas los residuos son semejantes a los cocientes de las relaciones de escala. Con esto último queremos decir que los resultados de Lin et al. (2020) y Ellison et al. (2020) son consistentes entre ellos. Por otro lado, Sánchez et al. (2021b) estudiaron galaxias de EDGE, CALIFA y APEX (en la figura 1.23 explicamos más de esta muestra), la cual es una muestra más grande y homogénea, donde uno de sus resultados muestra que los residuos de las relaciones de escala se explican completamente por la correlación entre las incertidumbres y, por lo tanto, no tienen origen físico. En la figura 1.29, se puede ver este resultado, donde la distribución y correlación de los datos generados mediante una simulación simple de datos aleatorios, de acuerdo a las relaciones de escala: rSFMS, rSK y rMGMS, coinciden con los datos observados, por lo que las correlaciones de los residuos no implican una correlación física.

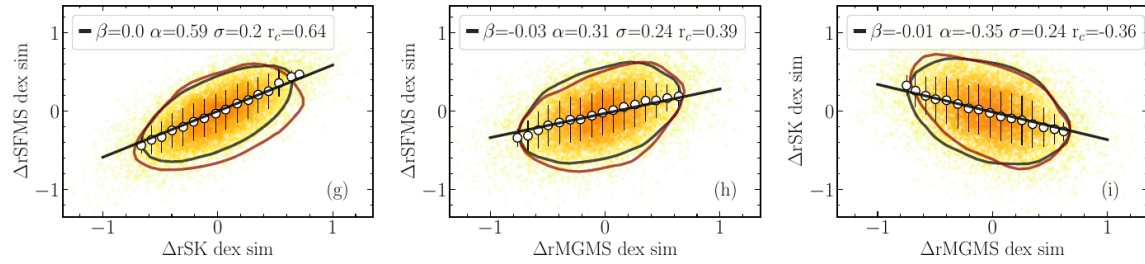


Figura 1.29: Distribución de los residuos de las relaciones de escala, con datos generados aleatoriamente a través de una simulación simple, tomada del estudio de [Sánchez et al. \(2021b\)](#). Los puntos amarillos muestran los datos que generaron aleatoriamente de las relaciones de escala rSFMS, rSK y rMGMS. Los errores típicos correspondientes a los datos observados se simulan agregando ruido aleatorio a cada uno de los parámetros considerados, Σ_{\star} , Σ_{SFR} Σ_{mol} , siguiendo una distribución gaussiana simple con desviación estándar de 0.20, 0.20 y 0.22 dex, respectivamente. El contorno rojo representa el 80 % de los datos de EDGE y el contorno negro el 80 % de los datos simulados.

1.5. Espectroscopia de Campo integral

La espectroscopia es el estudio de la interacción de la radiación electromagnética (que es la que transporta la energía en forma de fotones) con los átomos. Los electrones en el átomo sólo pueden existir en definidos niveles de energía. Cuando un electrón dentro de un átomo se mueve de un nivel bajo a uno alto absorbe un fotón (gana energía), cuando es de un nivel superior a uno inferior emite un fotón (pierde energía). Estos cambios de niveles de energía producen ciertas líneas espectrales que son únicas para cada elemento atómico y dependiendo entre que niveles se lleven a cabo, se ven en cierta longitud de onda en el espectro electromagnético. Por ejemplo, la transición de un electrón en el átomo de hidrógeno del nivel 3 al 2 produce una línea de emisión a una longitud de onda de 6562.85 \AA ($H\alpha$). De manera general, la luz captada por los telescopios ópticos es recibida por un espectrógrafo, el cual la divide en sus componentes espectrales en función de la longitud de onda, similar a cómo un prisma divide a la luz blanca en un arcoiris. Cualquier objeto que absorbe o emite luz se puede estudiar a través de su espectro para determinar ciertas características, por ejemplo, su temperatura, densidad electrónica, composición química y velocidad. Del espectro de una galaxia se pueden derivar, entre otras propiedades, la SFR, M_{\star} y metalicidad gaseosa y estelar, las cuales son propiedades que nos ayudan a estudiar

los procesos físicos que ocurren en las galaxias.

Con la espectroscopia de una sola rendija o de una sola fibra óptica se obtiene un único espectro de la fuente observada, la cual proporciona información solo de la cobertura de la rendija o fibra, por ejemplo, puede ser solo del centro de una galaxia o de una región externa, por lo cual para poder analizar distintas zonas de una misma galaxia se tendrían que hacer varias observaciones para cubrir toda la galaxia. Para optimizar el estudio de las galaxias y de otros objetos astrofísicos, espacialmente resueltos, se desarrolló la espectroscopia de campo integral (IFS por sus siglas en inglés, *Integral Field Spectroscopy*). La IFS permite tomar varios espectros en diferentes zonas al mismo tiempo de una galaxia, lo que brinda información tridimensional. La información que se genera de una observación se almacena en un cubo de datos. En la figura 1.30 se muestra un esquema de este cubo de datos, el cual tiene dos dimensiones espaciales, ascensión recta (eje X) y declinación (eje y), donde se ve la imagen de la galaxia y una dimensión de longitud de onda (λ). Es decir, para una galaxia observada se genera una imagen de ella, para cada longitud de onda muestreada (información de su morfología) y en cada pixel² se tiene un espectro con información de la zona que cubre dicho pixel, y se denomina spaxel. Con los cubos de datos es posible obtener imágenes de una galaxia en diferentes longitudes de onda, como se muestra en la figura además del espectro de una zona específica.

En la IFS la luz recibida por el telescopio es llevada al espectrógrafo por unidades de campo integral (IFU por sus siglas en inglés, *Integral Field Units*). El IFU es un dispositivo que separa la luz captada en el campo de visión (FoV por sus siglas en inglés, *Field-of-View*) del telescopio en determinadas regiones que formarán los spaxeles. El número de spaxeles depende de las características de cada IFU y principalmente hay tres tipos, los cuales se clasifican de acuerdo a la forma en la que obtienen la luz y son los siguientes:

- ★ **Arreglo de lentes:** Separa la luz del plano focal del telescopio mediante un arreglo continuo de microlentes, los cuales enfocan la luz directamente en el

²Superficie homogénea más pequeña de las que componen una imagen, que se define por su brillo y color.

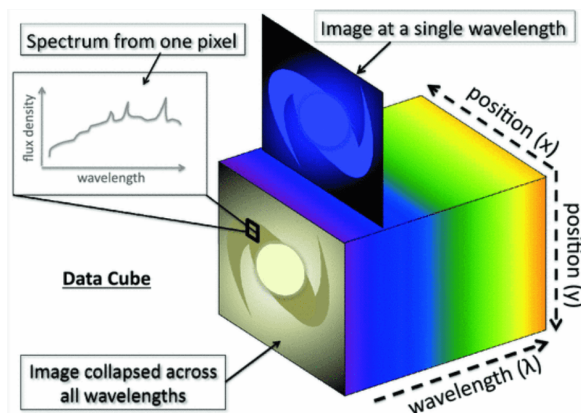


Figura 1.30: Esquema del cubo de datos generado por IFS, tomado de [Harrison \(2016\)](#). El eje x indica la ascensión recta, el eje y la declinación y el eje z la longitud de onda. Cada píxel de la imagen tiene un espectro por lo cual se llama spaxel.

espectrógrafo, generando un espectro por cada microlente (ver imágenes superiores de la figura 1.31). Esta técnica fue utilizada para SAURON, donde su IFU se acopló al telescopio William Herschel, para estudios de cinemática estelar, cinemática de gas y distribuciones de líneas fuertes en galaxias cercanas de tipo temprano ([Bacon et al., 2001](#)).

★ **Paquetes de fibras ópticas:** La luz del plano focal es conducida por fibras ópticas al espectrógrafo (ver imágenes centrales de la figura 1.31). Esta técnica fue implementada para CALIFA ([Sánchez, S. F. et al., 2012](#)), el cual detallaremos en la siguiente Sección puesto que los datos utilizados en esta tesis se tomaron de este muestreo. También fue implementado este tipo de IFU MaNGA que fue acoplado al telescopio de 2.5 m del SDSS. MaNGA es un muestreo realizado para estudiar la estructura cinemática interna y la composición del gas y de las estrellas en 10,000 galaxias cercanas ([Bundy et al., 2015](#)).

★ **Rebanador de imagen:** La luz proveniente del plano focal telescopio se rebana por medio de un espejo que la segmenta en pequeñas rendijas consecutivas. Cada rendija se procesa como un espectrógrafo de tipo rendija (ver imágenes inferiores de la figura 1.31). Esta técnica fue implementada en SINFONI (por sus siglas en inglés, *Spectrograph for INTEGRAL Field Observations in the Near infrared*) ([Eisenhauer et al., 2003](#)) y en MUSE (por sus siglas en inglés, *Multi*

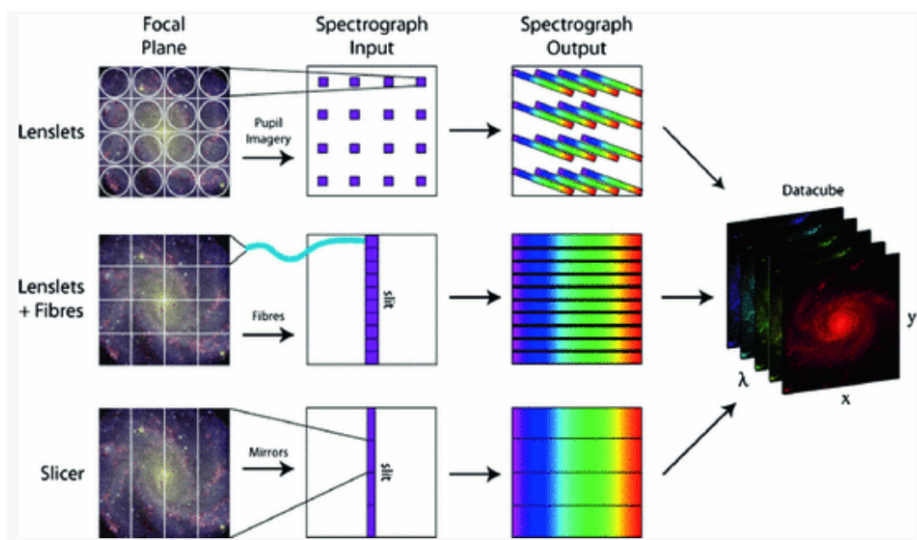


Figura 1.31: Diagrama de los diferentes tipos de IFUs, tomado de [Harrison \(2016\)](#). La luz del plano focal mediante un arreglo de lentes, un paquetes de fibras ópticas o un rebanador de imagen es llevada a un espectrógrafo. La salida del espectrógrafo se almacena normalmente en una cámara CCD que la manda a unos amplificadores para digitalizar la corriente de la CCD y realizar el proceso de reducción de datos para obtener un cubo de datos reducido.

Unit Spectroscopic Explorer) ([Bacon et al., 2010](#)) que fueron acoplados al VLT (por sus siglas en inglés, *Very Large Telescope*). MUSE con una combinación de 24 IFUs, usando esta técnica, muestrea al mismo tiempo 90 mil espectros de un solo objeto.

A la salida del espectrógrafo se tienen los datos observados, los cuales se guardan en una cámara CCD y después pasan por amplificadores que digitalizan la corriente del CCD y se guardan en un cubo de datos, el cual se conoce como cubo de datos crudos puesto que tiene la información tal como se midieron con los efectos instrumentales. Para trabajarlos científicamente sigue un proceso de reducción de datos por medio de un software dedicado (*pipeline o data ductos*). Con la reducción de datos se obtiene un cubo de datos reducido (como el de la figura 1.30) el cual se utiliza para analizar, mediante pipelines especializadas, esta información y extraer propiedades físicas de cada espectro que es de determinada región de una galaxia. En la Figura 1.32 resumimos este procedimiento, donde el resultado son propiedades espacialmente resueltas de cada galaxia, es decir, propiedades en cada área de la galaxia cubierta por el spaxel.

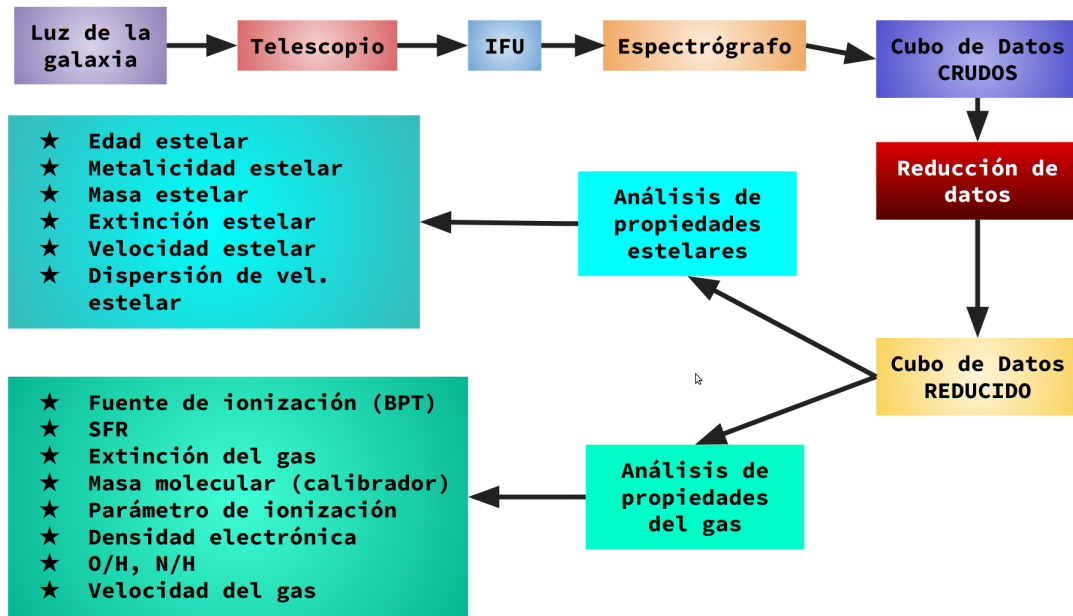


Figura 1.32: Esquema donde se resume el proceso para el estudio de galaxias mediante la IFS para obtener propiedades físicas tanto del gas como de las poblaciones estelares.

1.5.1. Muestreo CALIFA

CALIFA (por sus siglas en inglés, *Calar Alto Large Integral Field Area*) (Sánchez, S. F. et al., 2012) es un muestreo de más de 600 galaxias en el Universo local ($0.005 < z < 0.03$) usando IFS. CALIFA utiliza el IFU PPAK (Kelz et al., 2006) que fue acoplado al telescopio de 3.5 m con un FoV de 74×64 arcsec del Observatorio de Calar Alto en España que cubren $\sim 2.5 R_{\text{eff}}$ de cada galaxia. El instrumento PPAK fue construido usando la técnica de paquetes de fibras ópticas. Utiliza 331 fibras científicas, las cuales están distribuidas hexagonalmente cubriendo el FoV del telescopio (ver hexágono central de la figura 1.33), 36 fibras en paquetes de 6 muestrean el cielo (están fuera del FoV) y 15 fibras de calibración que son iluminadas por lámparas específicas. Cada fibra tiene una resolución espacial (FWHM), ancho proyectado en el cielo de ~ 2.7 arcsec, por lo que, para el corrimiento al rojo de la muestra, proporciona una resolución física espacial de ~ 1 kpc. Para cubrir el FoV por completo y compensar el espacio entre fibras se realiza un *dithering* que consiste en hacer tres observaciones del mismo objeto con desplazamientos (en declinación y ascensión recta) de la mitad del espacio entre fibras adyacentes, lo que permite cubrir los agujeros

entre fibras científicas. Con este *dithering* se obtienen 933 espectros por observación. El espectrógrafo utilizado es PMAS (por sus siglas en inglés, *Potsdam Multi Aperture Spectrograph*) (Roth et al., 2005). PMAS tiene dos configuraciones superpuestas de rejilla: V500 (3750-7000 Å) con una resolución espectral (baja) de 6 Å, la cual se utiliza para medir la ionización del gas y poblaciones estelares; y V1200 (3700-4700 Å) con una resolución espectral (intermedia) de 2.7 Å, la cual se utiliza para análisis de absorción estelar y cinemática del gas y de las estrellas (Sánchez, S. F. et al., 2012).

El cubo de datos crudos obtenido por PMAS/PPAK es reducido con el software especializado R3D (Sánchez, 2006; Sánchez, S. F. et al., 2012). El cubo de datos reducido es analizado con PIPE3D (Sánchez et al., 2016a,b) para derivar parámetros físicos de las poblaciones estelares y de las líneas de emisión de cada spaxel para una galaxia. Por lo que se pueden generar mapas bidimensionales de las siguientes propiedades: edad y metalicidad de las poblaciones estelares; distribución y abundancias químicas del gas ionizado; cinemática de las estrellas y del gas ionizado. En la figura 1.33 se muestran algunos de estos mapas. Con esta información se puede estudiar la cinemática de las galaxias con diferentes morfologías; analizar el medio interestelar para identificar diferentes fuentes de ionización, como la producida por AGNs, estrellas jóvenes, estrellas viejas y choques, así como sus implicaciones en las galaxias; estudiar las poblaciones estelares en distintas regiones de las galaxias donde se pueden derivar distribuciones radiales en edad y metalicidad y analizar su comportamiento. El 11 de abril de 2016 se hicieron públicos los cubos de datos reducidos de 667 galaxias (CALIFA DR3 ³) y de esta muestra son las galaxias que estudiamos en esta tesis. En la Sección 2.1 describiremos como a partir de los datos reducidos se derivan por medio de PIPE3D los parámetros integrados de las galaxias que analizamos.

³<https://califa.caha.es/>

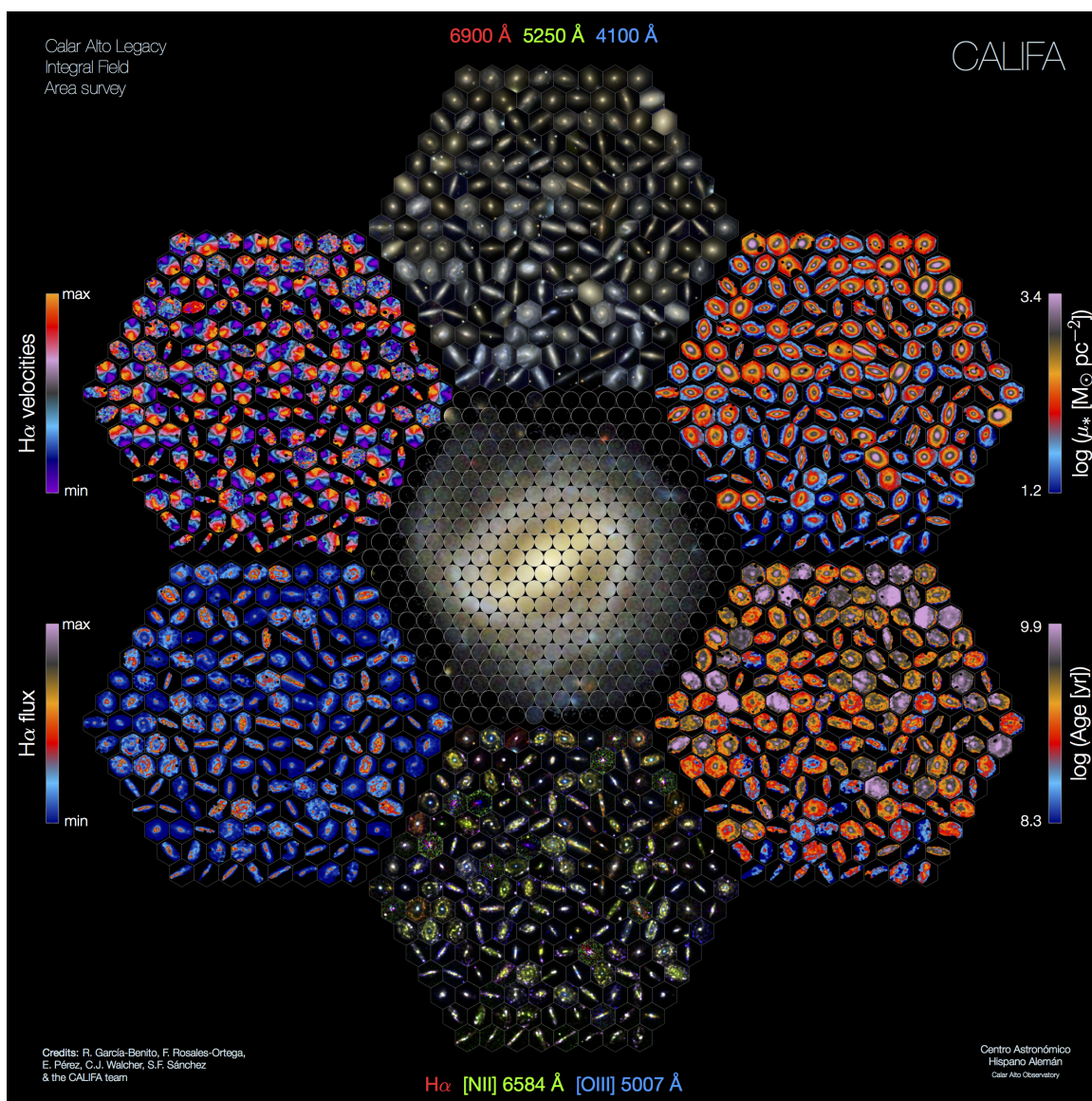


Figura 1.33: Propiedades derivadas del muestreo CALIFA. En el hexágono central se muestra la distribución de las 331 fibras científicas del PPAK en el FoV del telescopio. La imagen bidimensional de la galaxia da información acerca de su morfología (brazos y bulbo). Cada fibra es un spaxel que tiene la información espectral de la región de la galaxia donde se ubica. Los 6 hexágonos de los lados muestran diferentes mapas de varias galaxias de las propiedades derivadas por PIPE3D del muestreo de CALIFA. Del hexágono superior y en sentido del reloj son: imagen óptica en las bandas (r, g, b); densidad superficial de masa estelar; edad de las poblaciones estelares; líneas de emisión H α , [NII] y [OIII]; flujo de H α ; velocidad de H α . Imagen tomada del Centro Astronómico Hispano-Alemán (<https://www.caha.es/es/>),

1.6. Derivación de la masa de gas molecular a través de la línea de CO

El estudio del gas molecular (H_2) es importante para conocer acerca de la evolución de las galaxias, ya que es el combustible para formar estrellas. Es importante investigar cómo una galaxia incrementa o pierde su M_{mol} , cómo se distribuye el gas en los distintos tipos de galaxias y estudiar cómo se procesa este gas para la formación de nuevas estrellas a diferentes escalas para investigar el crecimiento y quenching en las galaxias. A escalas de megapársecs influye la acumulación del gas en los discos por fusión de galaxias y entradas de gas provenientes del medio intergaláctico (escalas de nubes galácticas o extragalácticas), aquí la SFR está regulada por inestabilidades gravitacionales; del orden de kilopársecs afecta el enfriamiento del gas molecular para formar una fase neutra fría; de 10–100 pcs influye la formación de nubes moleculares donde la SFR está regulada por la cantidad de M_{mol} y la estructura de la nube; a ~ 1 pc la fragmentación y acumulación del gas molecular es importante para formar estructuras progresivamente más densas como grumos y núcleos; a escalas de Unidades Astronómicas influye la contracción de los núcleos para formar estrellas y planetas (Kennicutt & Evans, 2012).

El H_2 es la molécula más abundante en el ISM y es diatómica, formada por dos núcleos de hidrógeno. No tiene un momento dipolar permanente ni transiciones rotacionales dipolares. Sus transiciones energéticas más bajas son las transiciones rotacionales de su cuadrupolo que ocurren en el infrarrojo lejano en una $\lambda = 28.22 \mu\text{m}$. Su transición vibracional más baja ocurre a una $\lambda = 2.22 \mu\text{m}$. Estas transiciones solo se excitan a temperaturas $T > 100$ K, por lo cual son difíciles de excitar en las nubes moleculares que tienen temperaturas de 10 a 50 K. Por lo que no se puede observar directamente por líneas de emisión. Sin embargo, el gas molecular en el ISM no es completamente H_2 , tiene otras moléculas entre ellas una muy abundante es la molécula de monóxido de carbono (CO), compuesta por un átomo de carbono y uno de oxígeno, la cual tiene un momento dipolar permanente débil y sus transiciones rotacionales se pueden excitar fácilmente a las temperaturas típicas de las nubes

moleculares y ocurren a distintas frecuencias (ν) (Bolatto et al., 2013). La transición $J = 1 \rightarrow 0$ se denota como: $^{12}\text{CO}(1-0)$ y ocurre en una $\nu \sim 115.3$ GHz; la transición $^{13}\text{CO}(1-0)$ a una $\nu \sim 110.2$ GHz; la transición $^{12}\text{CO}(2-1)$ a una $\nu \sim 230.538$ GHz; la transición $^{13}\text{CO}(2-1)$ a una $\nu \sim 220.3$ GHz; la transición $^{12}\text{CO}(3-2)$ a $\nu \sim 345.796$ GHz; y la transición $^{13}\text{CO}(3-2)$ a $\nu \sim 330.588$ GHz (Bolatto et al., 2017; Mao et al., 2000; Mazumdar et al., 2021).

Usando las mediciones de las transiciones rotacionales de la molécula de CO se mide la cantidad de masa molecular del H_2 (M_{mol}) mediante la relación entre la intensidad integrada de la línea de CO observada $W(^{12}\text{CO}(1-0))$ y la densidad del gas molecular $N(\text{H}_2)$ y un factor de conversión (X_{CO}) (Bolatto et al., 2013):

$$N(\text{H}_2) = X_{\text{CO}} W(^{12}\text{CO}(1-0)). \quad (1.1)$$

Integrando sobre el área de emisión y corrigiendo por la contribución de la masa de los elementos más pesados que hay en el gas molecular, suponiendo que el gas molecular es principalmente autogravitante, y que la razón entre la raíz cuadrada de la densidad entre la temperatura ($\frac{\sqrt{\rho}}{T}$) es aproximadamente similar en los discos de las galaxias locales (Bolatto et al., 2015), la $M_{\text{mol}} (M_{\odot})$ se determina mediante:

$$M_{\text{mol}} = \alpha_{\text{CO}} L_{\text{CO}} \quad (1.2)$$

α_{CO} (también llamado factor de conversión) es una razón entre la masa y la luz, éste se relaciona con el X_{CO} . Por ejemplo, Bolatto et al. (2013) determinó para el disco de la Vía Láctea un $X_{\text{CO}} = 2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} (\text{K km s}^{-1})^{-1}$ al cual le corresponde un $\alpha_{\text{CO}} = 4.3 M_{\odot} (\text{K km s}^{-1} \text{ pc}^{-2})^{-1}$. El X_{CO} se determina con base en las observaciones, el cual varía en diferentes entornos. Por ejemplo, se ha encontrado que el X_{CO} se incrementa conforme la metalicidad de la nube disminuye (Bolatto et al., 2013).

L_{CO} es la luminosidad de CO

$$L_{\text{CO}} = 2453 \frac{S_{\text{CO}} \Delta\nu D_{\text{L}}^2}{1+z} (\text{K km s}^{-1} \text{ pc}^2) \quad (1.3)$$

donde:

$S_{\text{CO}} \Delta\nu$ es la densidad de flujo integrada (Jy km/s),

D_L es la distancia de luminosidad (Mpc),

z es el redshift.

A continuación describiremos los telescopios milimétricos APEX y CARMA con los cuales se realizan mediciones de las líneas de CO a distintas frecuencias para derivar la L_{CO} y así poder estimar la M_{mol} a través de la ecuación 1.2 de las galaxias que estudiamos y que pertenecen al muestreo de CALIFA.

1.6.1. APEX

APEX (por sus siglas en inglés, *Atacama Pathfinder EXperiment*) es un telescopio submilimétrico con un reflector primario de 12 metros de diámetro. Está ubicado a 5,107 m de altitud en el llano de Chajnantor de Atacama, Chile. Es operado por el Observatorio Europeo Austral (ESO, por sus siglas en inglés *European Southern Observatory*). APEX se construyó en colaboración entre el Instituto Max Planck de Radioastronomía (MPIfR), el Observatorio Espacial de Onsala (OSO) y el ESO. Apex opera a longitudes de onda milimétricas y submilimétricas, es decir, entre luz infrarroja lejana y ondas de radio (Güsten et al., 2006). En la figura 1.34 se muestran las frecuencias en las que trabaja APEX. Se utiliza un receptor especial para cada intervalo de frecuencias, por ejemplo, en frecuencias de 210-270 GHz (APEX 1) se utilizaba el receptor PI230, el cual actualmente está fuera de servicio, PI230 fue reemplazado por nFLASH que trabaja en las frecuencias de 196 a 281 GHz y de 378 a 508 GHz. En el intervalo de 270-370 GHz (APEX 2) se emplea el receptor LAsMA (por sus siglas en inglés, *Large APEX sub-Millimeter Array*). Este último es una matriz hexagonal de seis píxeles que rodean un píxel central. Los datos de las mediciones son calibrados y reducidos usando el software GILDAS (por sus siglas en inglés, *Grenoble Image and Line Data Analysis*). Generando la medición de la L_{CO} (K km s^{-1}) (Güsten et al., 2006; Mazumdar et al., 2021).

Colombo et al. (2020) presentaron por primera vez las mediciones que realizaron con APEX de la línea de $^{12}\text{CO}(2-1)$, a una $\nu = 230.538$ GHz, de una muestra de galaxias de CALIFA. Estos objetos tuvieron la restricción de ubicarse en una declina-

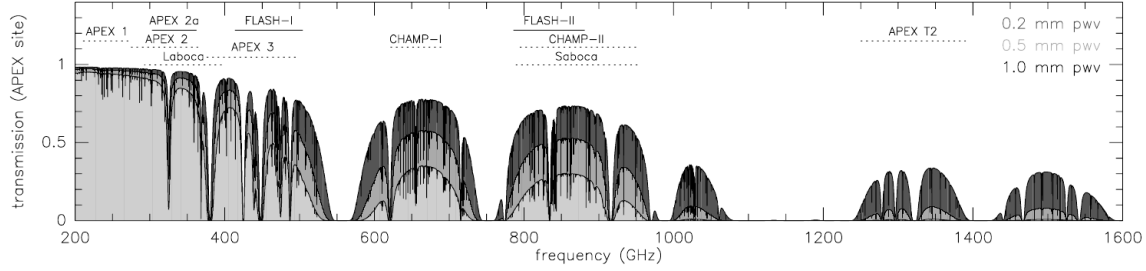


Figura 1.34: Transmisión cenital de la atmósfera en el Llano de Chajnantor en frecuencias de 200-1,600 GHz. Se muestran las ventanas atmosféricas accesibles desde el suelo donde trabaja APEX con distintos receptores, tomada de [Güsten et al. \(2006\)](#).

ción $\leq 30^\circ$ y tener un ángulo de inclinación por debajo de 65° . De esta muestra 296 objetos tienen mediciones enfocadas en la región central de cada galaxia (mediciones centradas) y 39 enfocadas fuera de la región central (mediciones descentradas). La resolución de las observaciones es de 26.3 arcsec, por lo que la cobertura de la antena de APEX (que llamaremos de aquí en adelante beam) en la media de las galaxias es de $1.12 R_{\text{eff}}$. 207 objetos tienen mediciones de CO con una SNR (razón señal a ruido, en inglés, *Signal to Noise Ratio*) menor o igual a 3; para las galaxias restantes (con una $\text{SNR} < 3$) se integró por más tiempo con el fin de lograr detectar líneas de CO en las galaxias más pobres en gas molecular. En la Sección 2.5 realizaremos una caracterización de esta muestra.

A partir de la medición de intensidad de la línea de $^{12}\text{CO}(2-1)$ se deriva el flujo y posteriormente la luminosidad de CO (L_{CO}) para cada galaxia de la muestra. La medición de la L_{CO} es en la cobertura del beam de APEX (26.3 arcsec), es decir, no son datos resueltos y aproximadamente cubren $1 R_{\text{eff}}$ de cada galaxia ([Colombo et al., 2020](#)). En la Sección 2.2 se describe como a partir de las mediciones de la L_{CO} realizadas por APEX se derivó la M_{mol} de cada galaxia a partir de la ecuación 1.2.

1.6.2. CARMA

CARMA (por sus siglas en inglés, *Combined Array for Research in Millimeter-wave Astronomy*) era un conjunto de 23 telescopios milimétricos: seis antenas de 10.4 m del Radio Observatorio de Owens Valley de Caltech (OVRO por sus siglas en inglés,

Caltech's Owens Valley Radio Observatory); nueve antenas de 6.1 m de la asociación Berkeley-Illinois-Maryland (BIMA por sus siglas en inglés, *Berkeley-Illinois-Maryland Association*); y ocho antenas de 3.5 m de la Universidad de Chicago construidas por el proyecto SZA (por sus siglas en inglés, *Sunyaev-Zel'dovich Array*). Estaba ubicado en las montañas Inyo cerca de Bishop, California, a una altitud de 2,200 m. CARMA opera en tres bandas: 1 cm (27-35 GHz), 3 mm (70-116 GHz) y 1 mm (215-270 GHz). Su resolución angular era de hasta 0.15 arcsec, dependiendo de la configuración (A, B, C, D y E) de las antenas que se utilizaba para realizar las observaciones, ya que usaba interferometría donde la separación máxima (línea de base) entre las antenas era de 5 m a 2 km (Bock et al., 2006). Esta técnica consiste en combinar la señal recibida por cada antena, para obtener una imagen de mayor resolución a la de una sola antena. En la interferometría solo dos ondas (de la señal medida) que coinciden en fase se amplifican, mientras que las demás se eliminan (Carroll & Ostlie, 2014).

EDGE (por sus siglas en inglés, *Extragalactic Database for Galaxy Evolution*) es un muestreo de galaxias incluidas en CALIFA que tienen observaciones por CARMA. EDGE, por medio de mediciones de CARMA, proporciona datos de CO con una sensibilidad de $\Sigma_{\text{mol}} \sim 11 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ (antes de la corrección por inclinación) y una resolución de ~ 1.4 kpc. El muestreo EDGE-CALIFA se realizó con el fin de complementar la información derivada de las observaciones de CALIFA (ver figura 1.33) con mapas de CO observados por CARMA, para derivar la M_{mol} . CARMA realiza las observaciones de CO en las transiciones de $^{12}\text{CO}(1-0)$ a una $\nu \sim 115.3$ GHz y $^{13}\text{CO}(1-0)$ a una $\nu \sim 110.2$ GHz, en la misma cobertura que el FoV de CALIFA (74 x 64 arcsec) para cada galaxia (Bolatto et al., 2017).

La primera muestra de EDGE-CALIFA fue de 177 galaxias infrarrojas brillantes. Ubicadas principalmente en una ascensión recta de 12 hr (región de Virgo). Se utilizó la configuración E (con línea de base de 8-81 m) con 40 minutos de integración por objeto. Posteriormente de estas 177 galaxias, 126 fueron observadas en la configuración D (línea de base de 19-146 m) con ~ 3.5 horas de integración a una resolución de ~ 4 arcsec. En septiembre de 2014 tenían una muestra de 126 galaxias con mediciones en las configuraciones D+E con un tiempo de observación en promedio de 4.3 horas,

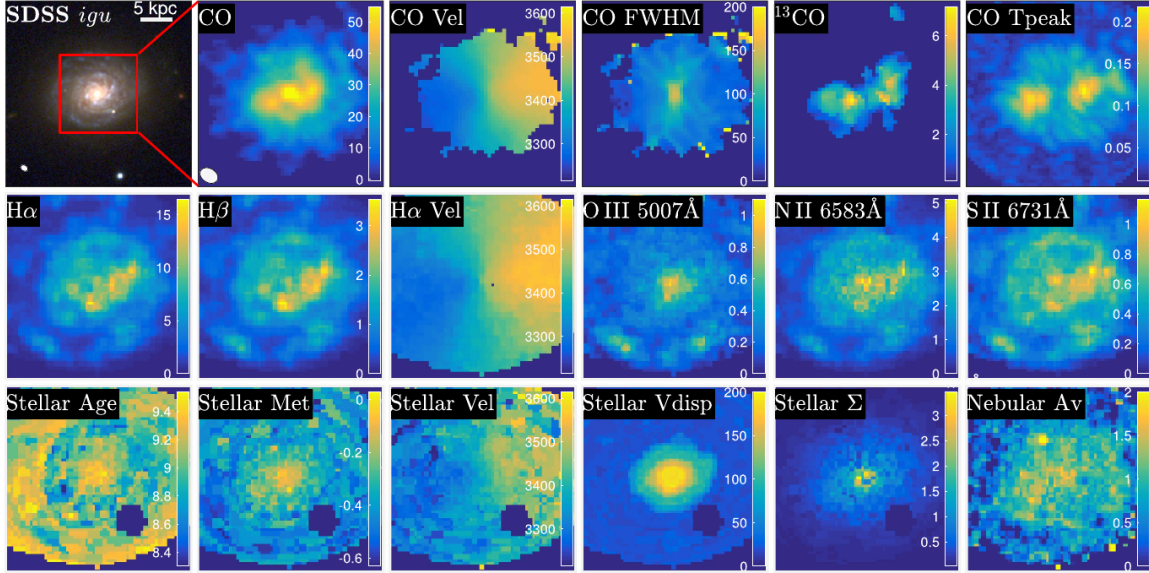


Figura 1.35: Mapas derivados de NGC4047 con los datos observados por EDGE-CALIFA, tomada de [Bolatto et al. \(2017\)](#). El panel superior izquierdo muestra la imagen tomada del SDSS, en las bandas i, g, u. El cuadrado rojo indica la cobertura de 50 arcsec, donde se derivaron los mapas. La configuración utilizada por CARMA fue la D+E, con la que se logró una resolución espacial de ~ 1.5 kpc (representada en el segundo panel por medio de una elipse blanca en la parte inferior izquierda). En los siguientes cinco paneles superiores se muestran los mapas derivados de las observaciones de CARMA: intensidad de $^{12}\text{CO}(1-0)$ (K km s^{-1}), velocidad de $^{12}\text{CO}(1-0)$ (km s^{-1}), FWHM de $^{12}\text{CO}(1-0)$ (km s^{-1}), intensidad de $^{13}\text{CO}(1-0)$ (K km s^{-1}) y temperatura pico de $^{12}\text{CO}(1-0)$ (K). Los siguientes doce paneles muestran los mapas derivados por medio de PIPE3D de las observaciones de CALIFA: flujo de $\text{H}\alpha$ ($10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$); flujo de $\text{H}\beta$ ($10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$); velocidad de $\text{H}\alpha$ (km s^{-1}); flujo de $[\text{OIII}] 5007 \text{ \AA}$; flujo de $[\text{NII}] 6583 \text{ \AA}$; flujo de $[\text{SII}] 6731 \text{ \AA}$; edad estelar pesada por luminosidad ($\log(\text{year})$); metalicidad estelar pesada por luz ($\log(Z/Z_{\odot})$); velocidad estelar (km s^{-1}); dispersión de la velocidad estelar (km s^{-1}); densidad superficial de masa estelar derivada a partir de observaciones corregidas por extinción ($\log(M_{\odot} \text{ pc}^{-2})$); y extinción nebulosa calculada a partir del decremento de Balmer (mag).

una resolución de ~ 4.5 arcsec y una resolución media espacial de ~ 1.5 kpc. Las 51 galaxias restantes solo tienen mediciones en la configuración E, con una resolución de ~ 9 arcsec y una resolución media espacial de ~ 2.7 kpc ([Bolatto et al., 2017](#)).

Los datos observados por CARMA se calibraron con MIRIAD (por sus siglas en inglés, *Multichannel Image Reconstruction, Image Analysis, and Display*) ([Sault et al., 1995](#)), utilizando un código automatizado desarrollado para STING (por sus siglas en inglés, *Survey Towards Nearby Infrared-bright Galaxies*) ([Rahman et al., 2011](#)). Los resultados, después de la reducción y análisis de datos, son mapas de la intensidad de CO para cada galaxia. EDGE-CALIFA genera datos globales (integrados) y espa-

cialmente resueltos (locales) del gas molecular, gas ionizado y masas estelares de su muestra de galaxias (Bolatto et al., 2017). En la figura 1.35 hay un ejemplo de los mapas que se pueden derivar de NGC4047 a través estos muestreos. En la Sección 2.3 explicamos como a partir de los mapas de intensidad de CO se deriva la M_{mol} (usando la ecuación 1.2) para cada galaxia de las 177 del muestreo de EDGE-CALIFA.

1.7. Objetivo

Sabiendo la importancia de las interacciones y fusiones de galaxias para el conocimiento de la formación y evolución galáctica. En esta tesis nos enfocaremos en estudiar las observaciones de masa estelar (M_{\star}), tasa de formación estelar (SFR) y gas molecular (M_{mol}) de una muestra de galaxias en distintas fases de fusión. El estudio se realizará en la región central de galaxias con formación estelar del muestreo de APEX-CALIFA y EDGE-CALIFA. El propósito es determinar si en alguna fase se presenta un incremento o no de estos parámetros. Esto nos dará una idea del verdadero impacto que las interacciones y las fusiones tienen en modular estas propiedades galácticas.

Los objetivos específicos son:

- ★ Clasificar nuestra muestra de galaxias (305 de APEX-CALIFA y 177 de EDGE-CALIFA) de acuerdo a sus características morfológicas, en: 0-galaxias aisladas, 1-fase de pre-fusión, 2-fase de fusión activa, 3-fase posterior a la fusión o 4-fase de remanente de fusión.
- ★ Caracterizar la distribución de las galaxias de nuestra muestra en los diagramas $SFR - M_{\star}$, $SFR - M_{\text{mol}}$ y $M_{\text{mol}} - M_{\star}$ (descritas en la Sección 1.4).
- ★ En cada fase de fusión, determinar las posibles variaciones de la tasa de formación estelar específica, la eficiencia de formación estelar y la fracción de gas en la parte central de las galaxias con formación estelar.

La tesis se estructura como se resume a continuación:

- ★ En el Capítulo 2 describimos como se derivan los parámetros utilizados en esta tesis, tanto de CALIFA (tasa de formación estelar, masa estelar y anchura equivalente) como de APEX y CARMA (masa molecular). Explicamos como determinamos las propiedades extensivas e intensivas y la caracterización de nuestra muestra. Describimos como realizamos la clasificación morfológica de las fases de fusión de cada una de las galaxias de nuestra muestra. Explicamos los criterios de selección de nuestra muestra final, y también describimos el ajuste que utilizamos en nuestros datos.
- ★ En el Capítulo 3 realizamos la caracterización de las relaciones de escala extensivas e intensivas de nuestra muestra. Generamos datos aleatorios para compararlos con nuestras observaciones e intentar determinar que tan confiables son las correlaciones que encontramos. Presentamos los residuos de las relaciones de escala intensivas para cada fase de fusión y realizamos una comparación relativa con nuestra muestra de galaxias aisladas.
- ★ En el Capítulo 4 presentamos una comparación de nuestros resultados con las simulaciones numéricas y trabajos observacionales más recientes de galaxias en interacción.
- ★ En el Capítulo 5 presentamos las conclusiones acerca del impacto que tienen las distintas fases de fusión en la región central de las galaxias de nuestra muestra con formación estelar. Asimismo mencionamos algunos trabajos a futuro que podemos desarrollar con nuestra muestra.
- ★ Por último, incluimos dos Apéndices: en el Apéndice A presentamos nuestra muestra de galaxias indicando para cada objeto, con base en su morfología, en que fase de fusión la clasificamos. En el Apéndice B mostramos los residuos de las relaciones de escala extensivas para las galaxias con formación estelar, en cada fase de fusión de nuestra muestra.

Capítulo 2

Datos y metodología

2.1. Propiedades derivadas del muestreo CALIFA

En esta Sección describimos, de manera sucinta, como a partir del cubo de datos reducido de CALIFA, se derivaron por medio del data ducto de análisis conocido como PIPE3D (Sánchez et al., 2016a,b), los parámetros centrales de las galaxias utilizados en esta tesis, tales como la masa estelar (M_*), la tasa de formación estelar (SFR), y la anchura equivalente de la línea $H\alpha$. Para más información respecto a PIPE3D, referimos al lector a Sánchez et al. (2016a) y Sánchez et al. (2016b).

2.1.1. Masa estelar (M_*)

PIPE3D (ver Sección 1.5) deriva la masa estelar analizando las poblaciones estelares de cada spaxel a través de una combinación de poblaciones estelares simples (SSP por sus siglas en inglés, *Simple Stellar Population*). Una SSP es un brote de estrellas que nacen al mismo tiempo de una misma nube molecular siguiendo una función inicial de masa (IMF por sus siglas en inglés, *Initial Mass Function*). En PIPE3D se utilizó la IMF de Salpeter (1955) con un intervalo de masas estelares de $0.1 M_\odot$ a $100 M_\odot$. Cada estrella de la SSP, dependiendo de su masa, sigue una evolución que es descrita por isocronas en el diagrama Hertzsprung-Russell (DHR). También se utilizaron librerías (teóricas o empíricas) del espectro de cada estrella que

compone la SSP, ya que indican las propiedades estelares como temperatura efectiva, luminosidad, gravedad superficial y metalicidad. Un conjunto de SSP, para un espectro observado, describe las propiedades físicas como masa, metalicidad y ubicación de las estrellas en el diagrama color-magnitud a un determinado tiempo. Lo anterior es considerando que el espectro observado (en cada spaxel) es la suma de los espectros de las estrellas que componen dicho espectro observado. Puesto que cada SSP tiene diferentes características (edad y metalicidad), contribuyen de manera distinta a la luz del espectro observado. Por lo que cada SSP del conjunto que se utilizó para el ajuste tiene un peso diferente para el espectro observado. En el análisis de nuestra muestra se utilizó la librería `gsd156` (descrita en [Cid Fernandes, R. et al. \(2013\)](#)). Esta librería incluye 156 SSPs con 39 diferentes edades de 1 Myr a 14 Gyr y 4 metalicidades: $Z/Z_{\odot} = 0.2, 0.4, 1$ y 1.5 . El análisis de PIPE3D proporcionó la razón masa-luminosidad, conocida como M/L, en cada spaxel que es la cociente entre la suma de la masa de todas las SSPs entre la suma de las luminosidades de todas las SSPs de acuerdo a su contribución al espectro observado. Con esta relación se estimó la densidad superficial de masa estelar $\Sigma_{\star}(\text{M}_{\odot}/\text{pc}^2)$ en cada spaxel. El resultado de este análisis fue un mapa que indica en cada spaxel la Σ_{\star} estimada. Para calcular la M_{\star} en determinada región de cada galaxia se integra sobre el área requerida, por ejemplo, en la región central cubierta por el beam de APEX. Para más detalles del proceso del análisis por favor de consultar [Sánchez et al. \(2021a\)](#).

2.1.2. Tasa de formación estelar (SFR)

La tasa de formación estelar (SFR) también se derivó spaxel por spaxel a través de las líneas de emisión de $\text{H}\alpha$ y $\text{H}\beta$ del gas ionizado. Se entiende que la emisión de estas líneas es por procesos de ionización debidos a estrellas jóvenes masivas (en su mayoría tipo O y B). Aunque también existen otras fuentes de ionización responsables de generar estas líneas de emisión, por ejemplo: choques, estrellas tardías calientes, entre otros (para mas detelles ver la revisión [Sánchez et al., 2021a](#)). El flujo de $\text{H}\alpha$ ($F_{\text{H}\alpha}$) se calculó después de haber sustraído el mejor ajuste de las poblaciones estelares (spaxel por spaxel del cubo de datos reducido), es decir, se analiza la línea de emisión

de $H\alpha$ sin la contribución del continuo estelar. Luego se corrigió por polvo usando la atenuación de $H\alpha$ ($A(H\alpha)$) de [Catalán-Torrecilla et al. \(2015\)](#), donde se considera que la relación entre el enrojecimiento y la extinción de $H\alpha$ sigue la aproximación de "pantalla de polvo en primer plano" que supone que el polvo se distribuye como una pantalla delgada entre las estrellas y el observador. También se considera el cociente intrínseco de $H\alpha/H\beta = 2.86$ para el caso de recombinación B ([Osterbrock, 1989](#)) con una temperatura electrónica $T_e = 10\,000$ K y una densidad electrónica $n_e = 100\text{ cm}^{-3}$, una curva de extinción galáctica con $R_v = 3.1$ y coeficientes de extinción $K_{H\alpha} = 2.53$ y $K_{H\beta} = 3.61$ ([Cardelli et al., 1989](#)):

$$A(H\alpha) = \frac{K_{H\alpha}}{-0.4(K_{H\alpha} - K_{H\beta})} \times \log\left(\frac{F_{H\alpha}/F_{H\beta}}{2.86}\right)$$

$F_{H\alpha}$ y $F_{H\beta}$ son los flujos observados de las líneas de emisión de $H\alpha$ y $H\beta$, respectivamente. La extinción (A_v) para el flujo de $H\alpha$ ($F_{H\alpha}$) está dada por: $A_v = \frac{A(H\alpha)}{0.817}$.

El flujo corregido de $H\alpha$ ($F_{H\alpha}^c$ en $10^{-16}\text{ erg s}^{-1}\text{ cm}^{-2}$) es:

$$F_{H\alpha}^c = F_{H\alpha} \times 10^{0.4A_v}$$

este flujo corregido se convirtió a $L_{H\alpha}$ (erg s^{-1}) mediante:

$$L_{H\alpha} = 1 \times 10^{-16} \times 4\pi D_L^2 F_{H\alpha}^c$$

donde: D_L (la distancia luminosidad) está en cm.

La SFR fue estimada multiplicando la $L_{H\alpha}$ por un factor de proporcionalidad basado en la relación de escala de [Kennicutt et al. \(1989\)](#). Esto es debido a que la $L_{H\alpha}$ está relacionada con el número de fotones ionizantes producidos por cierta cantidad de estrellas O, B que tienen determinada masa. Al conocer la masa de las estrellas masivas, y utilizando la función inicial de masa de [Salpeter \(1955\)](#), se puede estimar la cantidad total de la masa estelar formada en un brote (incluyendo estrellas de baja e intermedia masa). Conociendo la masa de las estrellas formadas en un tiempo característico de 4 Myr, tiempo de vida aproximado de las estrellas O, y 20-30 Myr

para las estrellas B, se puede calcular la SFR con la siguiente ecuación (Sánchez et al., 2021a, 2016b):

$$\text{SFR} (M_{\odot}/\text{yr}) = 8 \times 10^{-42} L_{H\alpha} (\text{erg/s}) \quad (2.1)$$

después de que se obtuvo la SFR en cada spaxel, se integra en el área de interés, por ejemplo: en $1 R_{\text{eff}}$ o en el FoV de CALIFA, como se describe en la Sección 2.4.

2.1.3. Anchura Equivalente de $H\alpha$ ($EW(H\alpha)$)

La anchura equivalente (EW por sus siglas en inglés, *Equivalent Width*) se define como el ancho de un rectángulo contenido en una línea de absorción o emisión, el cual multiplicado por la amplitud de esta línea es aproximadamente el área contenida por dicha línea. La EW se puede utilizar para describir la energía correspondiente a una línea, independientemente de la forma de su perfil (Karttunen et al., 2007).

La anchura equivalente de la línea de emisión de $H\alpha$ ($EW(H\alpha)$) nos indica que tan intensa es la línea respecto al continuo. La $EW(H\alpha)$ se derivó en cada spaxel dividiendo el flujo de $H\alpha$ del espectro observado en dicho spaxel, entre el flujo del continuo estelar derivado del mejor ajuste de las poblaciones estelares. Para calcular la $EW(H\alpha)$ en cierta área de la galaxia se promedió la $EW(H\alpha)$ de los spaxels contenidos en dicha área.

En la Sección 3.1, la masa estelar, la SFR y la $EW(H\alpha)$ que utilizamos fueron integradas para cada galaxia en la cobertura del FoV de CALIFA. Nos referimos a estos parámetros como propiedades globales (integradas). También utilizamos la $EW(H\alpha)$ en la apertura del beam de APEX. En las Secciones posteriores a la 3.1 trabajamos con la SFR y la M_{\star} estimadas en la apertura del beam de APEX. Estas derivaciones nos fueron proporcionadas por D. Colombo y presentadas por primera vez en Colombo et al. (2020). Los parámetros antes de ser integrados fueron multiplicados por una función W_T . La razón es porque los datos de CARMA y CALIFA son resueltos y tienen diferentes resoluciones respecto a APEX que trabaja con datos no resueltos

(ver Secciones 1.5.1, 1.6.1 y 1.6.2). En Colombo et al. (2020) implementaron esta función W_T para simular el efecto que tendría el beam de APEX en los datos de CALIFA y CARMA, con el fin de que sean comparables los parámetros derivados en los tres instrumentos. De manera resumida, la función W_T es una gaussiana de amplitud unitaria y centrada en el centro de la galaxia con una anchura a media altura (FWHM de las siglas en inglés, *Full Width at Half Maximum*) $\text{FWHM}\theta^2$, definida como:

$$\text{FWHM}\theta^2 = \text{FWHM}\theta_{\text{APEX}}^2 - \text{FWHM}\theta_{\text{CARMA,CALIFA}}^2$$

donde:

$$\text{FWHM}\theta_{\text{APEX}} = 26.3 \text{ arcsec}$$

$$\text{FWHM}\theta_{\text{CARMA}} = 4.5 \text{ arcsec (configuración D+E)}$$

$$\text{FWHM}\theta_{\text{CARMA}} = 9 \text{ arcsec (configuración E)}$$

$$\text{FWHM}\theta_{\text{CALIFA}} = 2.5 \text{ arcsec.}$$

Tenemos que la función Gaussiana en dos dimensiones es:

$$f(x, y) = \frac{1}{2\pi\sigma^2} e^{-\frac{x^2+y^2}{\sigma^2}}$$

donde la desviación típica (σ) se obtiene a partir de la FWHM ($\text{FWHM} \approx 2.3548 \sigma$) y (x, y) son las coordenadas de los mapas, ya sean de CALIFA o de CARMA. Con la función Gaussiana se crea una matriz del mismo número de pixeles de los mapas, donde cada elemento tiene un valor de acuerdo a $f(x, y)$ y el valor más grande se encuentra en el centro, puesto que la función Gaussiana se centra con la galaxia. Con lo anterior se obtiene un filtro gaussiano de i pixeles del mismo número de los pixeles de los mapas, es decir, se obtiene el valor de la función W_T para cada pixel ($W_{T,i}$). La masa estelar en la cobertura del beam se obtiene integrando la Σ_* de cada uno de los pixeles de los mapas ($\Sigma_{*,i}$) multiplicada por la función $W_{T,i}$:

$$M_* = \sum_i \Sigma_{*,i} \times W_{T,i}$$

de igual forma para la SFR derivada en la cobertura del beam:

$$\text{SFR} = \sum_i \text{SFR}_i \times W_{T,i}$$

De aquí en adelante cuando mencionemos solo la palabra *beam* nos referimos a la apertura de APEX, ya que la SFR, M_\star y $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ se derivaron de CALIFA a la cobertura del beam APEX, siguiendo los procedimientos descritos anteriormente. La M_{mol} que se derivó tanto de las mediciones de APEX como de CARMA cubren el área del beam de APEX de cada galaxia, las cuales se describen en la siguiente Sección.

2.2. Masa molecular (M_{mol}) derivada de APEX

La masa del gas molecular se derivó con los datos reducidos y calibrados de las mediciones de APEX (ver Subsección 1.6.1). Las galaxias de la muestra de APEX tienen mediciones de la luminosidad en la línea de emisión de CO (L_{CO} [$\text{K km s}^{-1} \text{pc}^2$]) de la transición $^{12}\text{CO}(2-1)$, a una $\nu = 230.538$ GHz. En Colombo et al. (2020) la estimación de la masa del H_2 ($M_{\text{mol}} (M_\odot)$) fue realizada a través de la siguiente ecuación (ver Sección 1.6):

$$M_{\text{mol}} = \alpha_{\text{CO}} L_{\text{CO}} \quad (2.2)$$

donde $\alpha_{\text{CO}} [M_\odot (\text{K km s}^{-1} \text{pc}^2)^{-1}]$ es el factor de conversión entre estas dos cantidades. α_{CO} fue derivado spaxel por spaxel en los mapas de CALIFA, es decir, el resultado fue un mapa de α_{CO} . Para convertir la L_{CO} medida por APEX a M_{mol} se utilizó la mediana de α_{CO} a la cobertura del beam. Este procedimiento se realizó porque, como describiremos más adelante, α_{CO} depende de la metalicidad y Σ_\star de cada galaxia, las cuales fueron multiplicadas por la función W_T (ver Sección 2.1).

Los factores de conversión se calibran usando la transición $^{12}\text{CO}(1-0)$ y por lo tanto, como APEX usa la transición $^{12}\text{CO}(2-1)$, se supone una relación de estas dos líneas: $R_{21} \equiv \frac{\text{CO}_{(2-1)}}{\text{CO}_{(1-0)}}$. Esto permite escalar nuestras propiedades calculadas directamente a propiedades físicas. $R_{21} \sim 0.7$ en galaxias cercanas (Leroy et al., 2013;

Saintonge et al., 2017), esta razón entre las transiciones exhibe una amplia gama de valores a través de las galaxias y se ha observado tanto en bajos como en altos corrimientos al rojo. Con base en lo anterior, α_{CO} es calculado mediante:

$$\alpha_{\text{CO}} = \frac{\alpha_{\text{CO}(1-0)}}{R_{21}}, \quad (2.3)$$

para derivar $\alpha_{\text{CO}(1-0)}$, Colombo et al. (2020) usaron la estimación que se encuentra en Bolatto et al. (2013), que es una predicción basada en propiedades observables, para galaxias enanas de baja metalicidad hasta ULIRG de alta densidad superficial:

$$\alpha_{\text{CO}(1-0)} = 2.9 e^{\frac{0.4}{(Z' \Sigma_{\text{GMC}}^{100})}} \left(\frac{\Sigma_{\text{total}}}{100 M_{\odot} \text{pc}^{-2}} \right)^{-\gamma} [M_{\odot} (\text{K km s}^{-1} \text{pc}^2)^{-1}] \quad (2.4)$$

donde Z' es la metalicidad del gas ionizado relativa a la metalicidad solar; $\Sigma_{\text{GMC}}^{100}$ es la densidad superficial de la masa de gas molecular, característica de las nubes moleculares gigantes (GMC por sus siglas en inglés, *Giant Molecular Clouds*), la cual está en unidades de $100 [M_{\odot} \text{pc}^{-2}]$; Σ_{total} es la densidad superficial de masa estelar más masa de gas ($\Sigma_{\text{total}} = \Sigma_{\text{gas}} + \Sigma_{\star}$) medida en cada spaxel de los mapas de CALIFA; γ es el factor que refleja la absorción y la dispersión de los granos de polvo en el UV lejano que influyen en la disociación del CO.

La metalicidad se derivó dividiendo la abundancia de oxígeno observada entre la abundancia de oxígeno solar, donde se utilizó el método de Marino et al. (2013) para derivar la abundancia de oxígeno, donde se usan los cocientes de líneas medidas en la banda óptica de CALIFA siguiendo la ecuación:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.533 + 0.124 \log\left(\frac{F_{[\text{OIII}]}}{F_{\text{H}\beta}} \frac{F_{\text{H}\alpha}}{F_{[\text{NII}]}}\right)$$

donde: $F_{[\text{OIII}]}$ es el flujo de la línea de [OIII] 5007 Å y $F_{[\text{NII}]}$ de la línea [NII] 6583 Å. La metalicidad se derivó spaxel por spaxel en los mapas de CALIFA multiplicada por la función W_{T} .

Colombo et al. (2020) consideraron que $\Sigma_{\text{GMC}}^{100}$ es igual a 1 porque se ha encontrado que en las regiones internas de las galaxias cercanas y en la Vía Láctea, la

densidad superficial de la masa de gas molecular es en gran medida consistente con $100 [M_{\odot} \text{pc}^{-2}]$ (Sun et al., 2018; Colombo et al., 2019).

Para este tipo de datos, Colombo et al. (2020) consideraron que $\Sigma_{\text{total}} = \Sigma_{\star}$ porque, para las galaxias de la muestra, la Σ_{gas} es un orden de magnitud menor a la Σ_{\star} . Esta consideración eliminó el proceso de iteración para encontrar la Σ_{mol} puesto que la M_{mol} depende $\alpha_{\text{CO}}(1-0)$, el cual depende de la Σ_{gas} que requiere el valor de la densidad superficial de gas molecular. Σ_{\star} fue derivada spaxel por spaxel en los mapas de CALIFA multiplicada por los pesos de la función W_{T} .

Finalmente, Colombo et al. (2020) consideraron los siguientes valores para el parámetro γ , basados en ajustes de observaciones y derivaciones teóricas realizadas por Bolatto et al. (2013):

$$\gamma = 0.5 \text{ para } \Sigma_{\star} > 100M_{\odot} \text{pc}^{-2}$$

$$\gamma = 0 \text{ para } \Sigma_{\star} < 100M_{\odot} \text{pc}^{-2}.$$

En resumen, el factor de conversión depende de la metalicidad y M_{\star} de cada galaxia, por lo cual los mapas de CALIFA fueron multiplicados por la función W_{T} y con estos se obtuvo un mapa de α_{CO} , del cual se sacó la mediana de los α_{CO} a la cobertura del beam, y éste se multiplicó por la L_{CO} observada de APEX para obtener la M_{mol} de cada galaxia.

2.3. Masa molecular (M_{mol}) derivada de CARMA

Para derivar la luminosidad de la línea de emisión de $^{12}\text{CO}(1-0)$ (L_{CO} [$\text{K km s}^{-1} \text{pc}^2$]), dentro de la apertura del beam de APEX, Colombo et al. (2020) utilizaron los cubos de datos de la intensidad de $^{12}\text{CO}(1-0)$ (I_{CO}) de CARMA (ver Subsección 1.6.2):

$$L_{\text{CO}} = I_{\text{CO}} \delta x \delta y (1+z)^{-1} [\text{K km s}^{-1} \text{pc}^2] \quad (2.5)$$

donde δx y δy son el tamaño del pixel, en pc, del mapa de CARMA, z es el redshift de la galaxia y la I_{CO} es integrada dentro de la apertura del beam de APEX y viene dada por:

$$I_{\text{CO}} = \sum_i I_{\text{CO},i} W_{\text{T},i} [\text{K km s}^{-1}] \quad (2.6)$$

cada I_{CO} se multiplicó por el peso correspondiente de la función W_{T} (ver Sección 2.1) donde i representa el pixel en el mapa de I_{CO} de CARMA.

Con la L_{CO} de las mediciones de CARMA y la ecuación 2.2 se derivó la M_{mol} donde:

$$\alpha_{\text{CO}} \equiv \alpha_{\text{CO}(1-0)} \quad (2.7)$$

Este $\alpha_{\text{CO}(1-0)}$, se describe en la ecuación 2.4 y se derivó para cada galaxia de CARMA de la misma forma que para APEX (ver Sección 2.2).

2.4. Propiedades extensivas e intensivas

En esta tesis realizamos el análisis de las propiedades tanto intensivas como extensivas, las cuales se detallan en el siguiente Capítulo. Utilizamos una muestra final de 418 galaxias (ver mas detalles en la Sección 2.7, respecto a la caracterización de la muestra). En esta Sección describimos explícitamente en que parte del análisis usamos propiedades intensivas o extensivas. En la Sección 3.1 para caracterizar el diagrama SFR – M_{\star} utilizamos las propiedades extensivas de las galaxias medidas en el FoV de CALIFA. Éstas se compararon con las propiedades extensivas medidas dentro del beam. Se utilizó la $EW(\text{H}\alpha)$ que se derivó en el beam y en el FoV de CALIFA (como explicamos en la Sección 2.1). A partir de la Sección 3.2 trabajamos solo con las propiedades medidas a una apertura de 26.3" de diámetro (es decir, la apertura del beam de APEX), ya que es lo que abarca a medir APEX y esto corresponde aproximadamente a una cobertura del radio efectivo, R_{eff} , como lo muestra Colombo et al. (2020). La M_{mol} utilizada fue la derivada a la apertura del beam de APEX por las mediciones de APEX y CARMA (ver Secciones 2.2 y 2.3). En las relaciones de escala intensivas (Sección 3.2) cada propiedad extensiva (SFR, M_{\star} , M_{mol} , derivadas dentro del beam) se dividió por el área del beam, por lo que realizamos una corrección por el ángulo de

inclinación de cada galaxia. Esta corrección se basa en las derivaciones de elipticidad y ángulo de posición de las galaxias de eCALIFA realizadas por [López-Cobá et al. \(2018\)](#); [Lacerda et al. \(2020\)](#); [Sánchez et al. \(2021b\)](#). Con esta corrección obtuvimos la Σ_{SFR} , Σ_{\star} y Σ_{mol} para cada galaxia de nuestra muestra. Las propiedades intensivas, tanto de APEX-CALIFA como de EDGE-CALIFA, se presentaron por primera vez en [Sánchez et al. \(2021b\)](#).

Debido a que nos interesa analizar como se comporta la SFR, la SFE y la f_{mol} en el centro de las galaxias en fusión que presentan formación estelar, a partir de la Sección 3.4, trabajamos solo con galaxias que presentan una $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6 \text{ \AA}$ (medida en el beam) ya que corresponde a galaxias que consideramos como de formación estelar (SFGs). Descartamos las que presentan una $\text{EW}(\text{H}\alpha) < 6 \text{ \AA}$, ya que es más característica de galaxias con poca formación estelar ([Sánchez, 2020](#)). En la Tabla 2.1, en la columna 4, para cada fase de fusión se muestra el número de galaxias con formación estelar (SFGs).

2.5. Caracterización de la muestra

En esta tesis trabajamos con 482 galaxias que son parte de la muestra de CALIFA, 305 tienen mediciones de CO por APEX y 177 por CARMA (en el Capítulo 1 se describen estos muestreos y telescopios). De las observaciones de CALIFA se derivaron la M_{\star} , la SFR y la $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ (ver Sección 2.1). De las observaciones de APEX y CARMA se derivó la M_{mol} (ver Secciones 2.2 y 2.3). Como ya lo mencionamos, estas derivaciones nos fueron proporcionadas por D. Colombo ([Colombo et al., 2020](#)). La base de datos incluye el tipo morfológico de cada galaxia, por lo que para caracterizar el tipo de galaxias, primero corroboramos la clasificación morfológica de cada galaxia, la cual se encuentra en el Apéndice A. Esta corroboración se realizó de acuerdo a sus características visuales consultadas en *Aladin sky atlas* ([Boch & Fernique, 2014](#); [Bonnarel et al., 2000](#)) y a los datos proporcionados en la Base de Datos Extragaláctica

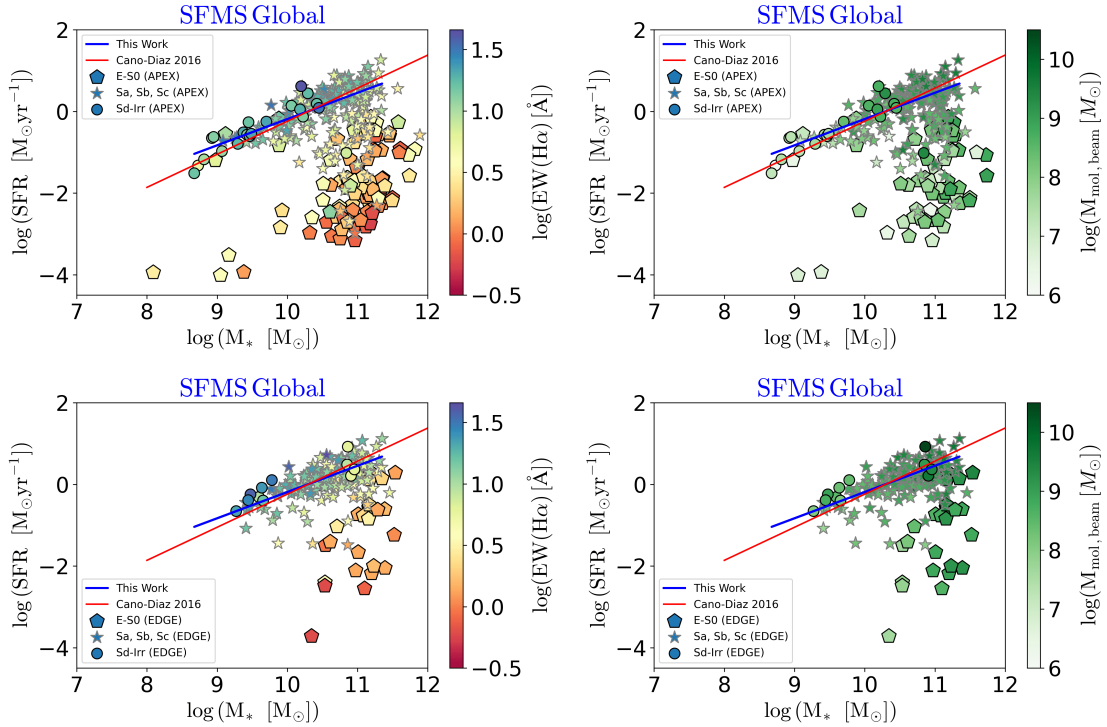


Figura 2.1: Diagrama SFR- M_* de las propiedades globales (integradas) de las galaxias de nuestra muestra. La línea azul representa el ajuste realizado en esta tesis de la secuencia principal de la formación estelar. La línea roja el ajuste realizado por [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#). Los pentágonos representan las galaxias con morfología E-S0. El símbolo de estrella representa las galaxias con clasificación morfológica Sa, Sb y Sc. Los círculos representan las galaxias Sd-Irr. Los paneles superiores muestran las galaxias de la muestra de APEX. Los paneles inferiores las galaxias de la muestra de EDGE-CARMA. En los diagramas de la izquierda la barra de color representa la EW(H α) global de cada galaxia. En los diagramas de la derecha la barra de color representa la M_{mol} derivada en cada galaxia dentro de la apertura del beam de APEX.

(NED).¹

En los paneles superiores de la Figura 2.1 se muestran los diagramas SFR – M_* de las propiedades globales (integradas en el FoV de CALIFA) de las galaxias que tienen mediciones de M_{mol} realizadas por APEX. Los pentágonos indican las galaxias elípticas y lenticulares: 55 con clasificación E0 hasta E7 y 40 galaxias S0 y S0a. Los símbolos de estrellas indican 184 galaxias espirales (desde Sa hasta Scd). Los círculos muestran 26 galaxias con clasificación morfológica de Sd hasta Irr. En el

¹<http://ned.ipac.caltech.edu> de NASA/IPAC, financiada por la Administración Nacional de Aeronáutica y del Espacio (NASA) y operada por el Instituto de Tecnología de California (CALTECH)

diagrama superior izquierdo la barra de color indica la $EW(H\alpha)$ medida de forma global. En el diagrama superior derecho la barra de color indica la M_{mol} medida en el beam. Comparando estos dos diagramas superiores vemos que en el de la derecha aparecen menos galaxias, esto es porque en este diagrama se descartaron las galaxias con mediciones de CO negativas y mediciones que no están centradas en la galaxia, esto último lo detallaremos en la Sección 2.7.

Los paneles inferiores en la Figura 2.1 muestran los diagramas SFR- M_{\star} de las propiedades globales (integradas en el FoV de CALIFA) de las galaxias que tienen mediciones de M_{mol} realizadas por CARMA. Los pentágonos indican las galaxias elípticas y lenticulares: 12 con clasificación E0 hasta E7 y 14 galaxias S0 y S0a. Los símbolos de estrellas indican 140 galaxias espirales (desde Sa hasta Scd). Los círculos muestran 11 galaxias con clasificación morfológica de Sd hasta Irr. En el diagrama inferior izquierdo la barra de color indica la $EW(H\alpha)$ medida de forma global. En el diagrama superior derecho la barra de color indica la M_{mol} medida en el beam.

De acuerdo a su morfología la mayoría de las galaxias incluidas las de APEX y CARMA presentan los siguientes intervalos de M_{\star} y SFR:

Se observa que la mayoría de las galaxias de la muestra de EDGE están concentradas cerca de la SFMS, la cual es representada por la línea azul en cada panel. La muestra de APEX se distribuye homogéneamente desde la secuencia principal hasta la secuencia roja. Las galaxias que se ubican cerca de la SFMS son las que tienen una morfología de Sa a Irr y presentan una $EW(H\alpha)$ mayor respecto a las galaxias E-S0, estas últimas se ubican distribuidas en el valle verde y secuencia roja. En general, en los paneles derechos, independientemente de su morfología, se observa que entre mayor sea M_{\star} de las galaxias mayor es la M_{mol} del beam, lo que concuerda con la relación $M_{\text{mol}}-M_{\star}$ (ver Subsección 1.4.3).

2.6. Clasificación Morfológica de las fases de fusión

En esta Sección explicamos cómo determinamos a qué fase de fusión corresponde cada una de las 482 galaxias de nuestra muestra. En la Sección 1.2 explicamos las

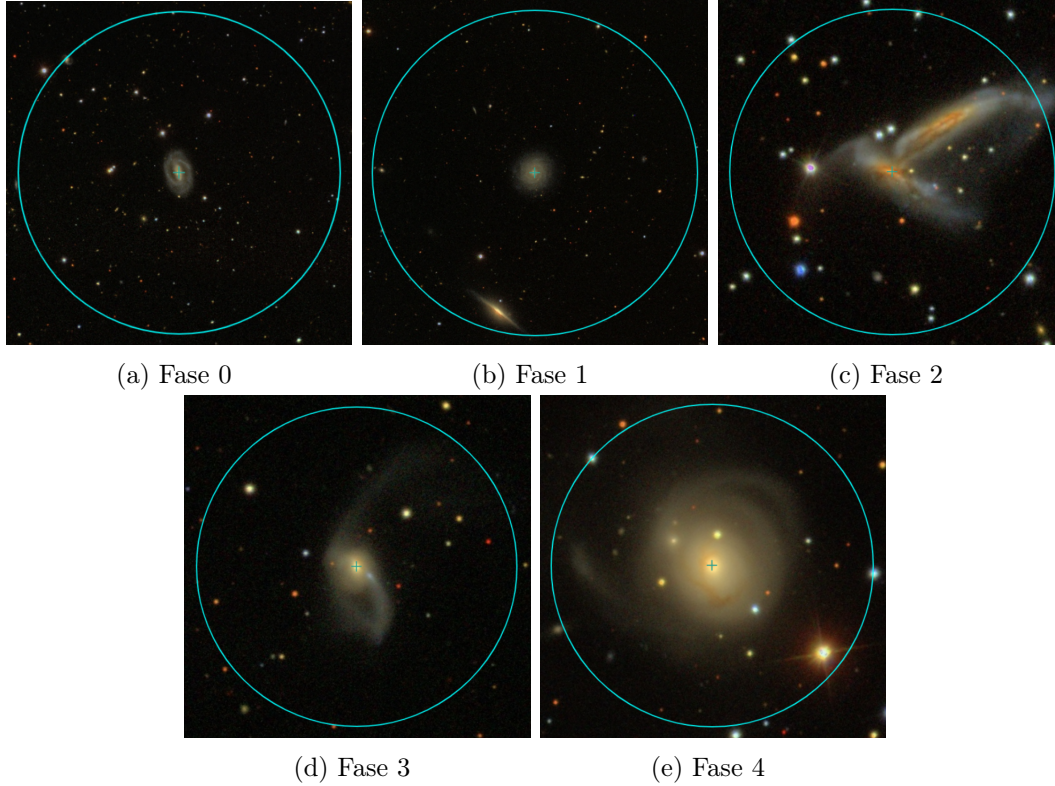


Figura 2.2: Ejemplos de las 5 fases de fusión de nuestra muestra. Las imágenes fueron tomadas de *Aladin sky atlas* en la banda óptica del SDSS9. En la fase 0-galaxias aisladas se muestra la galaxia UCG12250. En la fase 1-pre-fusión se muestran las galaxias IC0208 y NGC0825. En la fase 2-fusión activa están las galaxias NGC7253B y NGC7253A. En la fase 3-posterior a la fusión se muestra la galaxia ARP180. En la fase 4-Remanente de fusión se muestra la galaxia NGC2507. En la fase 0 y 1 el círculo verde representa un diámetro de 10 arcmin. En la fase 2, 3 y 4 el círculo es de un diámetro de 3 arcmin.

principales características morfológicas de cada etapa o fase de las galaxias en fusión, vistos como un esquema evolutivo. Con base en ello para clasificar las galaxias de nuestra muestra, utilizamos *Aladin sky atlas* para visualizar cada una de las galaxias morfológicamente y comparar su distancia proyectada, usando imágenes en la banda óptica del cartografiado SDSS, y con los datos de NED comparamos los parámetros de velocidad sistémica y magnitud en la banda r del SDSS. Nos apoyamos en la figura 1.3 y en la clasificación por fases de fusión de las galaxias presentadas por Barrera-Ballesteros et al. (2015b). A continuación describimos el procedimiento que seguimos para dicha clasificación:

★ **Fase de Fusión 0 - Galaxias aisladas:** En el panel (a) de la Figura 2.2

presentamos una imagen de UGC 12250, como ejemplo de esta fase de fusión de nuestra muestra. Para determinar si una galaxia es aislada, revisamos que no tuviera ningún rasgo morfológico de fusión como colas de marea, puentes o plumas. También verificamos que no tuviera una compañera, en una distancia proyectada menor de 160 kpc, que presentara una diferencia de velocidades sistémicas menor a 300 km/s y una diferencia entre magnitudes menor a 2 mag en la banda r . El círculo verde en el panel (a) de la Figura 2.2 muestra un diámetro de 10 arcmin, por lo cual para UGC 12250 que se encuentra a una distancia de 101.33 Mpc, la distancia proyectada a partir de su centro es de 147.38 kpc, es decir, el radio del círculo verde es de ~ 147 kpc. Se puede ver que no hay una galaxia dentro de esta distancia que interactúe con UGC 12250.

★ **Fase de Fusión 1 - Fase de pre-fusión:** Galaxias que interactúan sin perturbaciones morfológicas. Los discos se pueden superponer a la línea de visión, pero en su mapa cinemático no presenta alteración alguna, considerando (ver Sección 1.2):

- Distancia proyectada entre los núcleos de las galaxias menor a 160 kpc (distancia relativa).
- Diferencia entre sus velocidades sistémicas menor a 300 km/s
- Diferencia entre magnitudes menor a 2 mag (en la banda r).

En el panel (b) de la Figura 2.2 se muestra la galaxia IC 0208 en interacción con NGC 0825, ambas se encuentran en nuestra base de datos (algunas compañeras de varias galaxias en esta fase no se encuentran en nuestra muestra). El círculo verde es de 10 arcmin y está centrado en IC 0208 que se encuentra a una distancia de 48.26 Mpc, por lo que su distancia proyectada en el radio del círculo verde es de ~ 70 kpc. NGC 0825 se encuentra dentro del intervalo de distancia máxima, por lo que se procedió a verificar su diferencia de velocidades y magnitudes, la cual es de 131 km/s y de 0.3 mag, respectivamente. Como entran dentro de los intervalos considerados para esta fase, estas galaxias se

consideran en la fase 1.

- ★ **Fase de Fusión 2 - Fase de fusión activa:** Galaxias en fusión con rasgos morfológicos de fusión, como colas de mareas, puentes, plumas pero con ambos núcleos bien definidos. En el panel (c) de la Figura 2.2 se muestra la galaxia NGC 7253B que se está fusionando con NGC 7253A (ésta no se encuentra en nuestra muestra). El círculo verde de 3 arcmin está centrado en NGC 7253B, considerando que se encuentra a 66 Mpc, el radio es de aproximadamente 57.59 kpc. Morfológicamente se ven pequeñas colas de mareas en ambas galaxias, polvo en sus centros y un puente que parece unir el núcleo de NGC 7253B a un extremo del disco de NGC 7253B. La diferencia entre sus magnitudes es cero y la diferencia entre sus velocidades es de ~ 69 km/s. Por estas características se consideran en la fase 2.
- ★ **Fase de Fusión 3 - Fase posterior a la fusión:** Galaxias con sus núcleos fusionados y tienen mareas prominentes. La emisión en el núcleo puede extenderse y reducirse mediante líneas de polvo. En el panel (d) de la Figura 2.2 se muestra una imagen de ARP 180, que se encuentra a 59.2 Mpc. El círculo está centrado en esta galaxia y es de 3 arcmin por lo cual su radio representa una distancia de 25.83 kpc. Se puede ver que tiene una cola de marea prominente y otra que parece formar una capa no bien definida. Su núcleo parece ser uno solo. Por estas razones se considera que está en la fase 3.
- ★ **Fase de Fusión 4 - Remanente de fusión:** Remanente de la fusión de dos galaxias, con características como colas de mareas débiles, formas de capas y ondulaciones pero núcleos fusionados. En el panel (d) de la Figura 2.2 se muestra una imagen de NGC 2507, que se encuentra a 63.77 Mpc. El círculo verde es de 3 arcmin de diámetro, por lo que el radio representa una distancia de ~ 27.82 kpc. Se puede ver el núcleo definido, parece tener 2 capas no muy bien definidas con poco polvo del núcleo a una capa y colas de mareas débiles en las partes externas al disco. Con estas características se considera que está en la fase 4.

En el Apéndice A se indica para cada galaxia la fase de fusión que determinamos. En la columna de observaciones para las galaxias en la fase de fusión 1 y 2, se muestra el nombre de su compañera. En la Tabla 2.1 la segunda columna indica el número de galaxias clasificadas en cada fase de fusión de la muestra completa, es decir, 482 galaxias.

Tabla 2.1: Número de galaxias en cada fase de fusión. La columna de **muestra total** indica las galaxias de nuestra muestra original (ver Sección 2.5 y 2.6). La columna de **muestra filtrada** indica las galaxias que seleccionamos de nuestra muestra original (ver Sección 2.7). En la columna de **SFGs** mostramos las galaxias con formación estelar, entre paréntesis el porcentaje de cada fase respecto al total de SFGs. En las últimas columnas mostramos: **SFGs SNR ≥ 3** y **SFGs SNR < 3** (ver Subsección 3.6.1).

| Fase de fusión | Muestra total | Muestra filtrada | SFGs | SFGs SNR ≥ 3 | SFGs SNR < 3 |
|----------------|---------------|------------------|---------------|-------------------|----------------|
| 0 | 231 | 201 | 146 (57.93 %) | 132 | 14 |
| 1 | 155 | 126 | 69 (27.38 %) | 66 | 3 |
| 2 | 35 | 31 | 14 (5.55 %) | 14 | 0 |
| 3 | 30 | 29 | 12 (4.76 %) | 12 | 0 |
| 4 | 31 | 31 | 11 (4.36 %) | 11 | 0 |
| Total | 482 | 418 | 252 (100 %) | 235 | 17 |

2.7. Criterios de selección de la muestra

Con el fin de obtener un análisis confiable de cómo impacta la interacción a la formación estelar. A partir de la base de datos de nuestra muestra, independientemente de su fase de fusión, se consideraron los siguientes criterios de selección de la muestra total:

- ★ Las galaxias con detecciones de CO centradas en la región nuclear de la galaxia. Se descartaron 10 galaxias de APEX con mediciones fuera del centro y 1 galaxia de CARMA. Esto fue porque nos interesa estudiar como se comportan la SFR, SFE y f_{mol} en la región central de las galaxias en cada fase de fusión.
- ★ Las galaxias con tasas de formación estelar (derivada en el beam) positivas, porque bajo la definición de SFR, valores inferiores a cero no tienen sentido

físico.

- ★ Las galaxias con masa de gas molecular (medida en el beam) mayor o igual a cero porque el hecho de sean negativas no tiene un sentido físico.

Las últimas dos consideraciones son debido a que las mediciones de la luminosidad de $H\alpha$ y del CO tienen una SNR muy baja, es decir, el ruido que corrompe a la señal (que es inherente de la observación) es más grande que la misma señal, por lo cual no se puede confiar que esa medición sea correcta, es decir, se está midiendo la señal dentro del ruido. En la muestra de APEX en galaxias que presentaron una $SNR < 3$ se integró por más tiempo para intentar aumentar esta señal a ruido y lograr detectar líneas de CO débiles (ver Subsección 1.6.1), pero no se logró aumentar en todas las galaxias esta SNR.

Con estas consideraciones la muestra se redujo a 418 galaxias, 246 de APEX y 172 de CARMA. De la muestra de APEX: 31 galaxias son del tipo morfológico de E0-E7, 27 galaxias lenticulares 168 galaxias de Sa-Sc y 20 Sd-Irr. De la muestra de CARMA: 10 galaxias son del tipo E0-E7, 12 lenticulares, 139 Sa-Sc y 11 Sd-Irr.

Las galaxias de nuestra muestra final tienen un intervalo de M_* en el beam de $10^{8.55}$ a $10^{11.50} M_{\odot}$. La M_{mol} medida en el beam es de $10^{6.10}$ a $10^{10.50} M_{\odot}$. La SFR en el beam es del orden de $10^{-6.94}$ a $10^{0.37} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. En la Tabla 2.1, la columna 3 indica cuantas galaxias, de la muestra filtrada, se encuentran en cada fase de fusión. A partir de aquí, al hacer mención de nuestra muestra, nos referimos a estas 418 galaxias.

2.8. Ajuste OLS

En esta tesis para cada par de parámetros presentados en el capítulo 3, realizamos ajustes de mínimos cuadrados ordinarios (OLS por sus siglas en inglés, *ordinary least-squares*). Este método es utilizado para calcular la recta de regresión lineal que minimiza los residuos, es decir, minimiza las diferencias entre los valores reales y los estimados por la recta del ajuste, el cual se puede representar mediante la siguiente ecuación:

$$y = \beta + \alpha x \quad (2.8)$$

donde: β representa el intercepto (punto de corte en el eje y), α representa la pendiente (inclinación) de la recta de regresión. Es importante mencionar que en comparación con un ajuste de regresión ortogonal (ODR por sus siglas en inglés, *orthogonal distance regression*), un ajuste OLS puede resultar con pendientes menos inclinadas respecto a un ajuste ODR, un ejemplo lo presenta [Ellison et al. \(2021\)](#). Por lo que usar un ajuste u otro puede producir resultados diferentes.

También para cada pareja de parámetros, calculamos el coeficiente de correlación de Pearson (denotado con la letra r), para estimar la relación estadística entre los dos parámetros. Si la correlación es menor a cero, significa que las variables se relacionan inversamente. Si la correlación es mayor a cero significa que las variables se relacionan directamente. Cuando la correlación es igual a cero significa que no es posible determinar alguna relación entre los parámetros.

Capítulo 3

Análisis de Resultados

3.1. Caracterización del diagrama SFR – M_*

Una manera para indagar cómo se comporta la tasa de formación estelar en las galaxias, dependiendo de su masa estelar y de su anchura equivalente, es el diagrama SFR – M_* . En la Sección 1.4 explicamos que observacionalmente se ha encontrado una tendencia entre estas tres propiedades. Entre mayor es la M_* , mayor es la SFR y dependiendo de la $EW(H\alpha)$ y del corte que se seleccione, la tendencia es que las galaxias con una mayor $EW(H\alpha) \gtrsim 6 \text{ \AA}$ se agrupan más en una región angosta del diagrama SFR – M_* , conocida como SFMS y las de menor $EW(H\alpha) \lesssim 6 \text{ \AA}$ tienden a estar distribuidas por debajo de la SFMS, es decir, están en la secuencia de las RGs. Para ver el comportamiento de las propiedades extensivas globales de nuestra muestra (integradas en la cobertura del FoV de CALIFA) y de las propiedades extensivas en el beam (integradas en el beam de APEX), realizamos las relaciones de escala mostradas en la Figura 3.1. En los paneles de la columna izquierda se encuentran los diagramas de las propiedades globales y en la columna derecha las del beam. Cada fila de estos diagramas los realizamos con diferentes estimaciones de $EW(H\alpha)$, es decir, derivadas en distintas áreas. Los paneles superiores son con la anchura equivalente de $H\alpha$ estimada en el FoV de CALIFA. Los paneles inferiores son con la $EW(H\alpha)$ derivada en el área del beam. El ajuste en cada diagrama para derivar la SFMS lo realizamos considerando un corte en la $EW(H\alpha)$ mayor a 6 \AA , ya que se ha encontrado

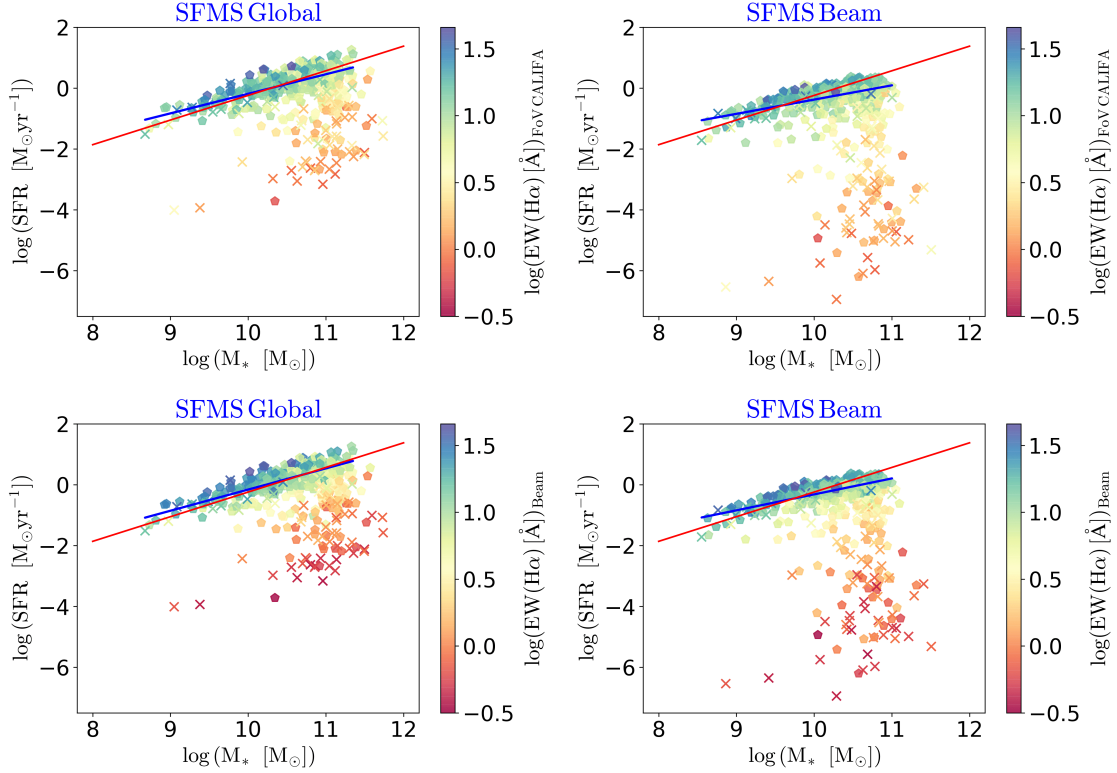


Figura 3.1: Diagramas SFR – M_* de las galaxias de nuestra muestra con una $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y de las galaxias con una $\text{SNR} < 3$ (equis). En los paneles de la columna izquierda la SFR y la M_* extensivas fueron derivadas dentro del FoV de CALIFA. En los paneles de la columna derecha se muestran las propiedades extensivas derivadas dentro del beam. Las relaciones de escala extensivas de la fila superior son considerando una anchura equivalente de $\text{H}\alpha$ promediada en toda la cobertura del FoV de CALIFA. Los paneles de la fila inferior son para las mismas propiedades extensivas pero considerando el promedio de la $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ en el beam. Para estimar la mejor SFMS de las propiedades extensivas de cada diagrama, realizamos un ajuste OLS con un corte de $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6 \text{ \AA}$ (línea azul). En todos los paneles, la línea roja muestra el ajuste derivado por [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#).

que éste corresponde a galaxias con formación estelar (SFGs) ([Sánchez, 2020](#)). Nuestro mejor ajuste se encuentra indicado en cada panel por la línea azul que representa la SFMS. La línea roja indica el ajuste que realizó [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#) de las propiedades extensivas medidas globalmente en una muestra de 306 SFGs de CALIFA. Vemos que el área donde se realiza el promedio de la $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ afecta el número de SFGs, en otras palabras, afecta el número de galaxias con las que se realiza el ajuste para la estimación de la SFMS. Cuando usamos la $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ derivada globalmente resultaron 273 SFGs y cuando usamos la derivada en el beam fueron 252 SFGs (para

ambos casos, ver la Tabla 3.1). Este resultado sugiere que al medir la $EW(H\alpha)$ usando todo el campo de visión de CALIFA las galaxias consideradas como SFGs son más que si se utiliza la derivada en el beam. Encontramos que, tanto para las relaciones de escala globales como para las del beam, al hacer la selección de las SFGs con la $EW(H\alpha)$ medida en el beam, el factor de correlación es mayor y el ajuste de la SFMS tiene una pendiente más grande que cuando hacemos la selección de las SFGs con la $EW(H\alpha)$ derivada globalmente. También encontramos que independiente de la región donde se deriva la $EW(H\alpha)$, se sigue manteniendo la bimodalidad entre las galaxias con formación estelar y las galaxias retiradas.

Tabla 3.1: Resultados de los ajustes de la SFMS global y SFMS del beam, a diferentes $EW(H\alpha)$. La columna SFG indica el número de galaxias que de acuerdo a su $EW(H\alpha)$, después de hacer el corte en 6 \AA , se consideraron galaxias con formación estelar. β indica el punto de corte o intercepto del ajuste. α indica la pendiente de la línea del ajuste.

r indica el coeficiente de correlación de Pearson.

| Relación | $EW(H\alpha)$ | SFG | β ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) | α (yr^{-1}) | r |
|---------------------------------------|---------------|-----|---|-------------------------------|-------|
| SFMS _e Global | Global | 273 | -6.618 ± 0.390 | 0.6431 ± 0.037 | 0.613 |
| SFMS _e Beam | Global | 273 | -5.063 ± 0.405 | 0.468 ± 0.040 | 0.580 |
| SFMS _e Global | Beam | 252 | -7.121 ± 0.339 | 0.696 ± 0.033 | 0.668 |
| SFMS _e Beam | Beam | 252 | -5.561 ± 0.294 | 0.524 ± 0.029 | 0.752 |
| SFMS _e global ^a | Global | 306 | -8.34 ± 0.19 | 0.81 ± 0.02 | 0.84 |

^a Cano-Díaz et al. (2016).

En la Tabla 3.1 mostramos los valores del punto de corte (β) y de la pendiente (α) que describe el mejor ajuste OLS de la SFMS de cada panel. Los ajustes de las relaciones de escala derivadas en el beam (tanto $EW(H\alpha)$ derivada globalmente y en el beam) son de una pendiente menor a las derivadas globalmente. Esto nos sugiere que a una masa dada, en la SFMS Beam la SFR no es tan alta como en la SFMS Global. Comparando nuestros ajustes con el derivado por Cano-Díaz et al. (2016) vemos que las pendientes y los factores de correlación son menores aunque usamos datos derivados de CALIFA, esto puede ser debido a que utilizamos diferentes criterios de selección para nuestra muestra. Por ejemplo, el ángulo de inclinación de nuestra muestra es $< 65^{\circ}$ con un intervalo de masa estelar global de $10^{8.67} < M_{\star} < 10^{11.34} M_{\odot}$

y la muestra de [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#) es con un ángulo $< 60^\circ$ y masa estelar de $10^{8.8} < M_\star < 10^{11.40} M_\odot$.

En la Figura 3.1 (y en todos los paneles que presentamos a partir de aquí), las galaxias con una señal a ruido de detección de CO (SNR) mayor a 3 son señaladas por pentágonos y las de menor a 3 con una equis. Se puede apreciar, en esta Figura 3.1, que la mayoría de las galaxias con una SNR < 3 se ubican en la secuencia de galaxias retiradas (RGs) y como se aprecia en la Figura 2.1 éstas son tipo morfológico E-S0, y la mayoría tienen mediciones por APEX, como se explica en la Sección 2.5. De nuestra muestra de 418 galaxias, 70 tienen una SNR < 3 , de las cuales 17 son de galaxias con formación estelar. En estas galaxias, cuando se realizó la medición de M_{mol} , se integró por más tiempo para poder detectar líneas de CO, ya que son galaxias pobres en gas molecular (ver Subsección 1.6.1).

Estos resultados sugieren que las tendencias que observamos, son independientes del área que usemos para hacer la estimación de las propiedades extensivas, es decir, las relaciones de escala se cumplen cuando usamos las propiedades globales y en el beam. Con base en ello concluimos que podemos estudiar las relaciones de escala únicamente en la parte central de las galaxias, es decir, en el beam. Esto último también es considerando que el objetivo científico de esta tesis, es trabajar con las propiedades derivadas en el beam, ya que intentamos determinar las posibles variaciones de la SFR en la parte central de las galaxias en diferentes fases de fusión, y que solo tenemos datos observacionales del gas molecular (estimados de las mediciones de CO) en el centro de cada galaxia.

Con base en lo anterior, a partir de aquí trabajamos solo con los datos medidos dentro del beam, es decir, la masa estelar, la masa molecular, la SFR y la EW(H α) derivados a la apertura de APEX, como lo explicamos en la Sección 2.4.

3.2. Relaciones de escala extensivas e intensivas

Uno de los objetivos de esta tesis es investigar cómo las propiedades extensivas e intensivas que involucran la formación estelar correlacionan o no entre sí. Más aún,

pretendemos estudiar el posible impacto que las fusiones galácticas puedan tener en estas propiedades. En esta Sección describiremos las principales relaciones de escala que tienen que ver con la formación estelar, en la parte central de nuestra muestras de galaxias. Es decir, la secuencia principal de formación estelar, la ley de Schmidt-Kennicutt y la secuencia principal de masa de gas, ver más detalles de estas relaciones en la Sección 1.4. Estas relaciones de escala las hicimos tanto para los observables integrados dentro de la apertura de APEX (propiedades extensivas, SFMS_e, SK_e y MGMS_e) como para los mismos observables, pero normalizados al área física de dicha apertura (propiedades intensivas, SFMS_i, SK_i y MGMS_i). Las propiedades intensivas las derivamos como lo explicamos en la Sección 2.4.

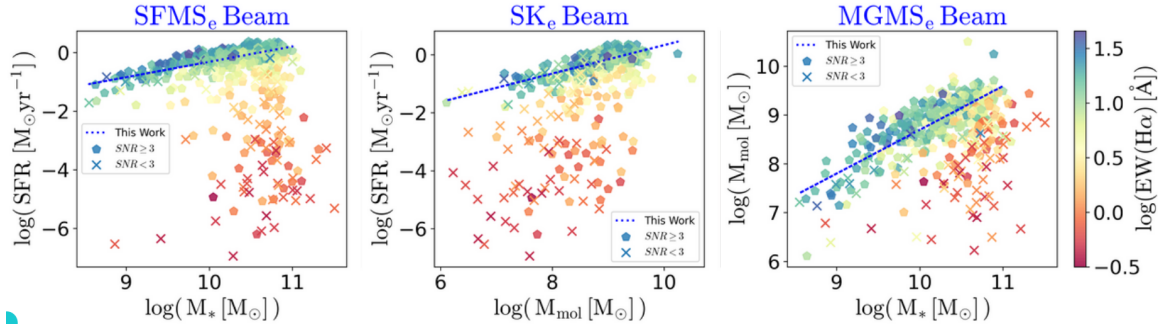


Figura 3.2: Relaciones de escalas extensivas de las propiedades medidas dentro de la apertura del beam para la muestra de galaxias con $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y para $\text{SNR} < 3$ (equis). La línea discontinua azul representa el mejor ajuste para cada relación (ver Tabla 3.2).

En la Figura 3.2 mostramos las propiedades extensivas de las galaxias de nuestra muestra. En el panel izquierdo mostramos la distribución de las galaxias en el diagrama SFR – M_* . Observamos que para las galaxias con una $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ mayor que $\sim 6 \text{ \AA}$ (es decir SFGs), la SFR crece con la M_* . Además observamos que estas galaxias se agrupan de manera muy justa. Por otro lado, vemos que aquellos objetos con $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ baja (RGs), se encuentran en el intervalo de galaxias masivas ($10^{10} < M_* < 10^{11} M_\odot$), tienen una SFR baja ($10^{-7} < \text{SFR} < 10^{-1.4} M_\odot \text{ yr}^{-1}$) y no se agrupan como las de alta $\text{EW}(\text{H}\alpha)$, sino que muestran un amplio intervalo de valores bajos de la SFR (con una diferencia de hasta 5 ordenes de magnitud respecto a las de formación estelar). El hecho de que las SFGs sigan una tendencia tan marcada, se evidencia al estimar su coeficiente de correlación ($r = 0.75$, ver en la Tabla 3.2). Dado el alto grado de

correlación, realizamos un ajuste OLS, el cual se representa con la línea discontinua azul. Esta recta entre la SFR y M_* para las SFGs es la secuencia principal de formación estelar SFMS_e. En la Tabla 3.2 mostramos los parámetros de dicho ajuste. Como vimos en la Sección anterior, la pendiente de esta línea es más pequeña que la que obtuvimos usando las propiedades integradas a lo largo de todo el campo de visión de CALIFA, puesto que el número de SFGs consideras en el beam es menor.

Tabla 3.2: Mejores ajustes para las relaciones de escala extensivas (SFMS_e, SK_e, MGMS_e) y para las relaciones de escala intensivas (SFMS_i, SK_i, MGMS_i), con sus respectivos residuos. β indica el punto de corte y α la pendiente. La r indica el coeficiente de correlación.

| Relación | β | α | r |
|--|---------------------------------|--------------------------------|--------|
| SFMS _e | -5.561 ± 0.294 ¹ | 0.524 ± 0.029 ² | 0.752 |
| SK _e | -4.571 ± 0.231 ¹ | 0.490 ± 0.026 ² | 0.763 |
| MGMS _e | -0.257 ± 0.393 ³ | 0.895 ± 0.039 ⁴ | 0.824 |
| SFMS _i | -9.856 ± 0.091 ¹ | 0.745 ± 0.044 ² | 0.731 |
| SK _i | -8.841 ± 0.039 ¹ | 0.694 ± 0.046 ² | 0.671 |
| MGMS _i | -0.856 ± 0.086 ³ | 0.770 ± 0.042 ⁴ | 0.752 |
| Δ SFMS _i - Δ SK _i | 0 ± 0.014 | 0.712 ± 0.039 | 0.774 |
| Δ SFMS _i - Δ MGMS _i | 0 ± 0.020 | 0.322 ± 0.064 | 0.266 |
| Δ SK _i - Δ MGMS _i | 0 ± 0.021 | -0.371 ± 0.067 | -0.343 |
| SFMS _i ^b | 9.78 ± 0.30 ¹ | 0.74 ± 0.21 ² | 0.76 |
| SK _i ^b | 8.84 ± 0.24 ¹ | 0.76 ± 0.27 ² | 0.70 |
| MGMS _i ^b | -0.70 ± 0.37 ³ | 0.73 ± 0.24 ⁴ | 0.73 |
| Δ SFMS _i - Δ SK _i ^b | -0.11 | 0.48 | 0.51 |
| Δ SFMS _i - Δ MGMS _i ^b | -0.08 | 0.41 | 0.47 |
| Δ SK _i - Δ MGMS _i ^b | -0.02 | -0.48 | -0.44 |

^b Sánchez et al. (2021b).

¹ Las unidades de β son $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$

² Las unidades de α son yr^{-1}

³ Las unidades de β son M_{\odot}

⁴ α es adimensional

En el panel central de la Figura 3.2 mostramos como se comporta la SFR respecto a la masa molecular medida. Vemos que para las SFGs (es decir galaxias con $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 6 \text{ \AA}$) entre mayor es la M_{mol} mayor es la SFR y su factor de correlación es muy próximo a las del panel izquierdo (ver Tabla 3.2). La M_{mol} de la mayoría de

las SFGs está entre $10^{7.3} < M_{\text{mol}} < 10^{9.7} M_{\odot}$. El mejor ajuste que hicimos se muestra por la línea discontinua azul y representa la SK_e . Las RGs (es decir galaxias con $EW(H\alpha) < 6 \text{ \AA}$) presentan una SFR en el mismo intervalo que en panel izquierdo, pero a diferencia de su M_{\star} , su M_{mol} está entre $10^{6.2} < M_{\text{mol}} < 10^{9.4} M_{\odot}$. Es decir, aquellas galaxias con baja cantidad de gas molecular son aquellas que tienen baja formación estelar y $EW(H\alpha)$, y las SFGs presentan M_{mol} mayores que las RGs.

Finalmente, en el panel de la derecha de la Figura 3.2, mostramos que observacionalmente, para las SFGs, entre mayor es la M_{\star} mayor es la M_{mol} . Para nuestra muestra el factor de correlación es de 0.82 (el factor más alto entre las relaciones de escala exploradas en este estudio). La línea discontinua azul muestra la $MGMS_e$ cuyo mejor ajuste se encuentra en la Tabla 3.2. Se observa que las RGs tienen menos M_{mol} que las SFGs.

Con base en estas últimas tres relaciones de escala, podemos ver que para las SFGs la SFR se incrementa de manera proporcional a la M_{\star} y a la M_{mol} y éstas se incrementan de manera casi lineal con una pendiente cercana a 1. En las RGs encontramos que las galaxias masivas presentan una M_{mol} menor respecto a las SFGs. En otras palabras las SFGs tienden a ser menos masivas pero con más M_{mol} , que las RGs. Es decir, tienen más gas para formar estrellas que las RGs.

En la Figura 3.3, mostramos las relaciones de escala de las propiedades intensivas derivadas en el beam. Al igual que en las relaciones de escala de las propiedades extensivas, para realizar el mejor ajuste de estos datos se seleccionaron galaxias con una $EW(H\alpha) > 6 \text{ \AA}$ derivada dentro del beam. La correlación de estas propiedades intensivas es similar a las correlaciones encontradas para las propiedades extensivas (ver Tabla 3.2). El mejor ajuste para las SFGs se indica con una línea discontinua azul y sus valores se encuentran en la Tabla 3.2. El ajuste de la muestra de APEX-CALIFA, realizado por [Sánchez et al. \(2021b\)](#), se representa con una línea roja y se puede apreciar que es consistente con el ajuste presentado en esta tesis. Vemos que las tres relaciones de escala tienen un comportamiento similar a las propiedades extensivas. Las diferencias son que en las $SFMS_i$ y en la SK_i su pendiente es mayor a las extensivas, y en la $MGMS_i$ su pendiente es menor (ver Tabla 3.2). En las SFGs

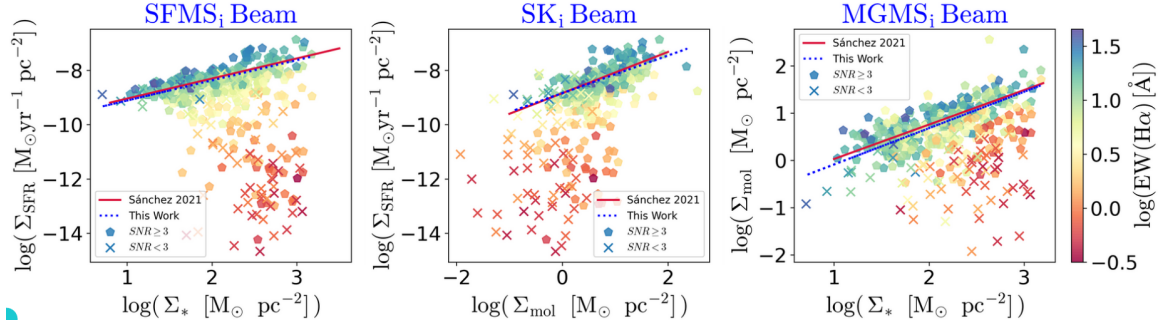


Figura 3.3: Relaciones de escalas intensivas de las propiedades medidas dentro de la apertura del beam para la muestra de galaxias con $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y para $\text{SNR} < 3$ (equis). La línea discontinua azul representa el mejor ajuste para cada relación (ver Tabla 3.2). La línea roja representa el ajuste de la muestra de APEX realizado por Sánchez et al. (2021b).

la Σ_{SFR} es directamente proporcional a la Σ_{\star} y Σ_{mol} . Estas últimas son directamente proporcionales entre si. Las RGs a un mismo intervalo de densidad superficial de masa estelar que las SFGs, tienen una densidad superficial de masa molecular y de SFR menor que las SFGs. Es decir, las RGs tienen la misma masa estelar por pc^2 que las SFGs, pero menos gas molecular y casi nula formación estelar. En las siguientes Secciones trabajaremos solo con las SFGs, puesto que nos interesa saber cómo se comportan la M_{\star} , la SFR y la M_{mol} , en la región central de estas galaxias.

3.3. Generación de relaciones de escala usando datos aleatorios

La manera en que vamos a explorar en las siguientes Secciones, el posible impacto de la interacción o fusión de galaxias en la tasa de formación estelar, es a través de los residuos de las relaciones de escala que describimos en la Sección anterior. Con el fin de explorar si las relaciones que encontraremos entre los distintos residuos tienen un posible origen físico, o por el contrario, las relaciones tienen un origen relacionado con la distribución estocástica de los datos, en esta Sección creamos las relaciones de escala descritas anteriormente usando datos aleatorios. En la siguiente Sección compararemos el comportamiento de los residuos de estas relaciones respecto a los observados e intentaremos indagar que tan confiables son nuestros análisis. Es

decir, indagar si las relaciones que reportamos de aquí en adelante son producidas por fenómenos físicos o son el resultado de errores estocásticos.

Generamos las propiedades extensivas e intensivas aleatorias por separado. Es decir, no sacamos las propiedades intensivas dividiendo las propiedades extensivas entre un área aleatoria. Usamos el mismo procedimiento que describiremos a continuación para generar las extensivas e independientemente las intensivas. A estos datos aleatorios los llamaremos *mock-data*, su traducción al español es: datos simulados, pero por la manera en que generamos estos datos aleatorios, no son formalmente una simulación numérica que explique propiedades físicas.

Aquí pretendemos generar galaxias mock data que tengan una M_{\star} , una M_{mol} y una SFR mock data, basadas en las relaciones de escala de los observables. Primero, generamos 5,000 datos aleatorios de la M_{\star} en los intervalos que presentan las observaciones de las SFGs. Después perturbamos esta M_{\star} aleatoria, agregando ruido aleatorio dentro de una dispersión de 0.15 dex, es decir, generamos la M_{\star} mock-data. La M_{mol} mock-data la calculamos con el mejor ajuste de los datos observacionales, es decir, con la MGMS usando la M_{\star} aleatoria y agregando ruido aleatorio dentro de una dispersión de 0.28 dex. La SFR mock-data la calculamos promediando las SFRs de los ajustes de las relaciones de escala SFMS y SK, puesto que el objetivo es tener una sola SFR por galaxia mock data y no generar por separado las relaciones de escala, dicho de otra manera, con las galaxias mock data generaremos las relaciones de escala mock data. En la SFMS usamos la M_{\star} aleatoria y le agregamos ruido aleatorio. En la SK usamos la M_{mol} mock-data agregando ruido aleatorio. Para esta SFR mock-data la dispersión del ruido fue de 0.20 dex, tanto para la calculada por la SFMS como por la SK. Los valores de las perturbaciones son de acuerdo con las incertidumbres típicas observadas de cada propiedad ([Barrera-Ballesteros et al., 2021](#)).

En la Figura 3.4 mostramos las relaciones de escala de estos datos aleatorios (galaxias mock-data) para las propiedades extensivas. En la Figura 3.5 mostramos las relaciones de escalas para las propiedades intensivas mock-data. Los contornos de densidad en color negro representan estos datos aleatorios en un 68 %, 50 % y 10 %, respectivamente y la línea negra discontinua el mejor ajuste de estos datos. Los contor-

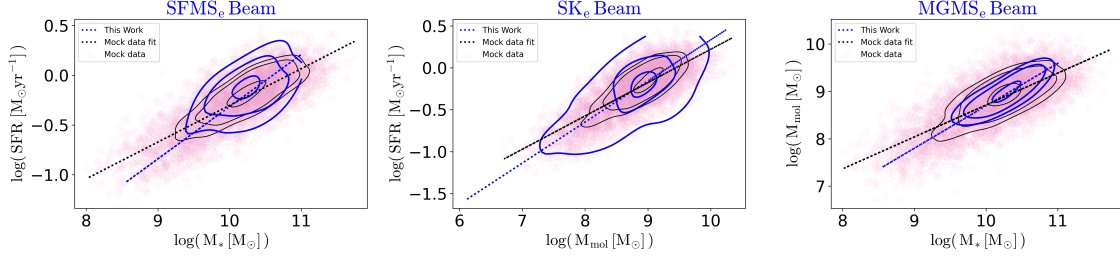


Figura 3.4: Relaciones de escalas extensivas de las galaxias mock-data. Los contornos negros representan los porcentajes 68, 50 y 10, respectivamente y la línea discontinua negra el mejor ajuste. Los contornos azules representan los mismos porcentajes pero de los datos observacionales y la línea discontinua azul representa el mejor ajuste (ver la Tabla 3.2). Cada pentágono representa una galaxia mock data con una SFR, M_* y M_{mol} aleatoria.

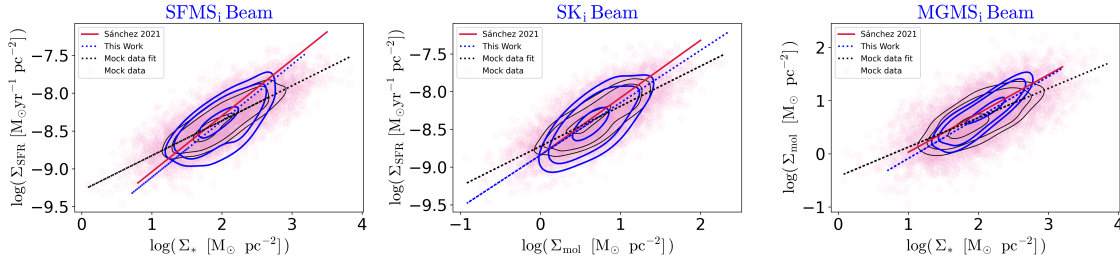


Figura 3.5: Relaciones de escalas intensivas de las galaxias mock-data. Cada pentágono representa una galaxia con una Σ_{SFR} , una Σ_* y una Σ_{mol} aleatorias. Descripción de contornos y datos igual que la Figura 3.4

nos en color azul representan los mismos porcentajes pero de los datos observacionales de nuestra muestra de SFGs y la línea discontinua azul el mejor ajuste. Vemos que los mock-data se distribuyen uniformemente alrededor de su mejor ajuste, esto se espera de datos cuya distribución en los dos ejes es aleatoria. Notamos que los mock-data tienen una dispersión ligeramente más pequeña que los datos observados, lo cual se puede deber a las dispersiones que supusimos para crear los datos sintéticos. Sin embargo, estos datos presentan una distribución muy parecida a la que se estima con los datos observados, es decir, se cumplen las relaciones de escala. Como lo mencionamos anteriormente, en la Sección 3.6, vamos a comparar los residuos de las relaciones observadas con los residuos de estas relaciones mock-data. Dependiendo de que tan similares son estas correlaciones podríamos inferir, al menos cualitativamente, si las relaciones que estimamos observacionalmente son espurias o no.

3.4. Comparación de los residuos con los cocientes de las propiedades

Cada uno de los cocientes de las relaciones de escala que exploramos en este estudio tienen un significado físico en particular (ver Sección 1.4). En esta Sección, comparamos dichos cocientes (sSFR, SFE y f_{mol}) con los residuos de estas mismas relaciones de escala. Esta comparación (y dependiendo si estamos hablando de propiedades extensivas o intensivas) nos permitirá saber a que grado estos residuos se parecen o no a las razones que tienen significado físico. En cada una de las relaciones de escala tanto de propiedades extensivas como intensivas, determinamos los residuos de cada galaxia con formación estelar. El residuo ΔSFMS lo calculamos como la diferencia entre el valor observado de la SFR de cada galaxia, menos el valor que tendría dicha galaxia de acuerdo a su M_{\star} (observada), usando el mejor ajuste de las SFGs en el diagrama $\text{SFR} - M_{\star}$, es decir, la SFMS_e para las propiedades extensivas (α y β se muestran en la Tabla 3.2):

$$\Delta\text{SFMS}_e = \text{SFR} - (M_{\star} \alpha + \beta)$$

y para las propiedades intensivas, utilizamos la SFMS_i con los valores de α y β que se muestran en la Tabla 3.2:

$$\Delta\text{SFMS}_i = \Sigma_{\text{SFR}} - (\Sigma_{\star} \alpha + \beta)$$

Un valor positivo en este residuo, significa un exceso en la SFR a una masa estelar dada respecto al mejor ajuste de esta relación de escala. Un valor negativo significa una falta de la SFR para una determinada masa estelar de acuerdo a dicho ajuste.

ΔSK es el residuo calculado en el diagrama $\text{SFR} - M_{\text{mol}}$ respecto a su ajuste (Ley de Schmidt-Kennicutt, SK). Un valor positivo o negativo representan un exceso o falta de SFR a cierta masa molecular, respectivamente. Para las propiedades extensivas e intensivas lo calculamos mediante (ver valores de α y β en la Tabla 3.2):

$$\Delta SK_e = \text{SFR} - (M_{\text{mol}} \alpha + \beta)$$

$$\Delta SK_i = \Sigma_{\text{SFR}} - (\Sigma_{\text{mol}} \alpha + \beta)$$

El residuo ΔMGMS lo estimamos igual que los anteriores pero en el diagrama $M_{\star} - M_{\text{mol}}$, con su mejor ajuste (MGMS), donde los valores positivos y negativos representan un exceso o falta de masa molecular para una determinada masa estelar. Para las propiedades extensivas e intensivas lo calculamos de la siguiente forma (ver valores de α y β en la Tabla 3.2):

$$\Delta\text{MGMS}_e = M_{\text{mol}} - (M_{\star} \alpha + \beta)$$

$$\Delta\text{MGMS}_i = \Sigma_{\text{mol}} - (\Sigma_{\star} \alpha + \beta)$$

Con lo anterior vemos que los residuos dependen del mejor ajuste de su relación de escala, es decir, de los valores de α y β . En la Tabla 3.2, mostramos que estos coeficientes son distintos para las relaciones de escala extensivas e intensivas. En otras palabras, los residuos extensivos son diferentes a los intensivos.

Las propiedades intensivas las derivamos dividiendo las propiedades extensivas por el área del beam (ver Sección 2.4), por lo que los cocientes de cada relación de escala extensiva son iguales a los cocientes de las relaciones de escala intensivas:

$$s\text{SFR} = \frac{\text{SFR}}{M_{\star}} = \frac{\Sigma_{\text{SFR}}}{\Sigma_{\star}}$$

$$\text{SFE} = \frac{\text{SFR}}{M_{\text{mol}}} = \frac{\Sigma_{\text{SFR}}}{\Sigma_{\text{mol}}}$$

$$f_{\text{mol}} = \frac{M_{\text{mol}}}{M_{\star}} = \frac{\Sigma_{\text{mol}}}{\Sigma_{\star}}$$

La $s\text{SFR}$, que indica la tasa de formación estelar relativa de cada galaxia de acuerdo a su masa estelar, la estimamos para cada una de las galaxias usando tanto las propiedades extensivas como las intensivas. En las Figuras 3.6 y 3.7 en el panel de la izquierda mostramos ΔSFMS_e vs $s\text{SFR}_e$ y ΔSFMS_i vs $s\text{SFR}_i$, respectivamente.

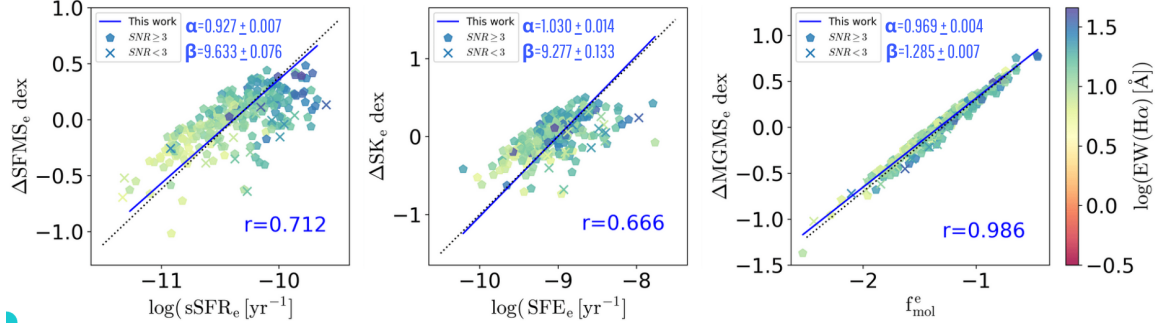


Figura 3.6: Distribución de los residuos con los cocientes de las propiedades extensivas para la muestra de galaxias con $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y para $\text{SNR} < 3$ (equis). De izquierda a derecha: ΔSFMS_e vs sSFR_e , ΔSK_e vs SFE_e y ΔMGMS_e vs f_{mol}^e . La línea azul representa el ajuste en cada panel, donde α indica su pendiente y β su punto de corte. La línea discontinua negra es con una pendiente 1. La r indica el coeficiente de correlación.

Como es de esperarse el incremento en la tasa de formación estelar específica (eje x) es proporcional con el exceso de la SFR (eje y), la línea azul, en los dos paneles de las dos figuras, muestra el mejor ajuste y la línea discontinua negra tiene una pendiente de 1. Conforme aumenta la sSFR , el residuo ΔSFMS también se incrementa, tanto para las propiedades extensivas como para las intensivas. Esto es porque la sSFR y el ΔSFMS están midiendo la misma variación de la SFR a cierta M_* . Sin embargo, encontramos que la relación ΔSFMS_e vs sSFR_e tiene un coeficiente de correlación más pequeño (~ 0.7) y una dispersión más grande que la relación usando propiedades intensivas. De hecho, la relación ΔSFMS_i vs sSFR_i tiene muy poca dispersión y es casi lineal con una pendiente muy cercana a la unidad. Resaltamos que la pendiente del ajuste de la SFMS_i es mayor al de la SFMS_e . Esto sugiere que a pesar de que los residuos de la SFMS integrada está relacionada con la sSFR . Solo cuando se usan propiedades intensivas (normalizadas por la distancia física de las galaxias) para estimar la SFMS, se obtiene una representación más fiable de la sSFR .

Usando las propiedades de la relación SK determinamos la SFE, la cual es el cociente de la SFR entre la M_{mol} y nos indica la eficiencia con la que se formarían nuevas estrellas a la tasa de formación estelar actual, con la cantidad de gas disponible. El inverso de la SFE indica el tiempo en el que el gas observado se consumiría formando nuevas estrellas. En los paneles centrales de las Figuras 3.6 y 3.7 mostramos ΔSK_e vs SFE_e y ΔSK_i vs SFE_i , respectivamente. En ambos diagramas se muestra

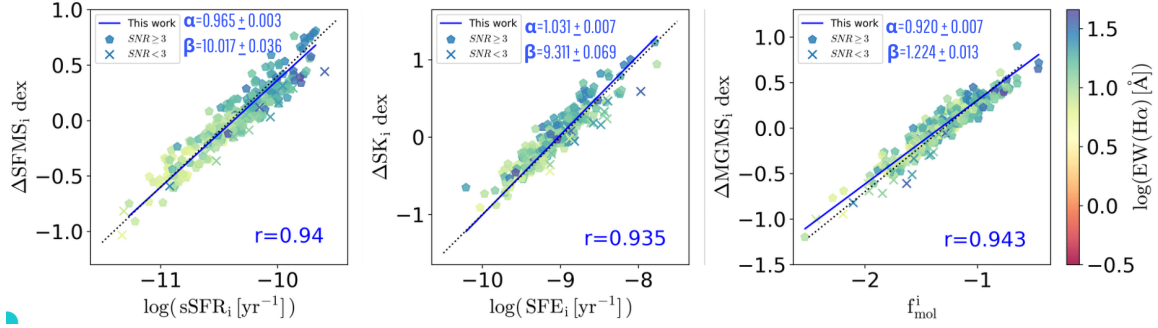


Figura 3.7: Distribución de los residuos con los cocientes de las propiedades intensivas. De izquierda a derecha: ΔSFMS_i vs sSFR_i , ΔSK_i vs SFE_i y ΔMGMS_i vs f_{mol}^i . Descripción de ajustes, datos y r , igual que la Figura 3.6

cómo las galaxias que presentan un exceso en su formación estelar de acuerdo a su M_{mol} (ΔSK) tienen una mayor eficiencia. Esto es porque la SFE y el residuo ΔSK están midiendo el exceso o falta en la SFR a una determinada M_{mol} , lo cual tiene que ver con la eficiencia de la galaxia en convertir la masa de gas molecular en estrellas. Galaxias con una alta SFE producirán más estrellas que las esperadas a cierta masa molecular y las galaxias con una baja SFE producirán menos estrellas de las esperadas. Notamos que usando las propiedades intensivas el residuo ΔSK_i tiene una relación casi lineal con la SFE_i y presenta un coeficiente de correlación de ~ 0.9 , y con las propiedades extensivas hay una mayor dispersión. Al igual que la distribución anterior resaltamos que la SK_i tiene un ajuste mayor al de la SK_e .

Con las propiedades de la MGMS derivamos la fracción de gas que nos indica la cantidad de M_{mol} respecto a la M_{\star} . En las Figuras 3.6 y 3.7, en los paneles de la derecha se muestran ΔMGMS_e vs f_{mol}^e y ΔMGMS_i vs f_{mol}^i , respectivamente. Al igual que en la relación de SK la línea azul, que es el ajuste, y la línea discontinua negra con una pendiente de 1 son para comparar su comportamiento. Podemos observar que a un exceso en la cantidad de masa molecular (ΔMGMS) hay una f_{mol} mayor. En estos paneles podemos ver que el ΔMGMS es proporcional casi uno a uno a la f_{mol} porque ambas nos indican la M_{mol} que hay en una galaxia respecto a su M_{\star} . En estos diagramas, el factor de correlación es mayor cuando usamos las propiedades extensivas y presentan menos dispersión que las propiedades intensivas, pero con las propiedades intensivas el factor de correlación es de ~ 0.94 , por lo que aun presentando una mayor

dispersión tiene una relación casi lineal. A diferencia de los dos diagramas anteriores, aquí la $MGMS_e$ es la que tiene un ajuste con una pendiente mayor que el de la $MGMS_i$.

En general, los diagramas $\Delta SFMS_e$ vs $sSFR_e$ y ΔSK_e vs SFE_e presentan una mayor dispersión respecto a su mejor ajuste que en las propiedades intensivas. Concluimos que esto es debido a que el ajuste de las relaciones extensivas tienen una pendiente mucho menor a 1 que las relaciones de escala intensivas (ver Tabla 3.2). Por lo contrario la $MGMS_e$ tiene una inclinación más cercana a 1 que la $MGMS_i$ y vemos en el diagrama $\Delta MGMS_e$ Vs f_{mol}^e que las galaxias no se dispersan tanto del mejor ajuste (comparando con el diagrama $\Delta MGMS_i$ Vs f_{mol}^i) y tienen un coeficiente de correlación de ~ 0.98 . En otras palabras, los cocientes de las propiedades, ya sean extensivas o intensivas, son proporcionales a los residuos (de cada relación de escala respectiva), en una relación uno a uno porque miden lo mismo, y si el ajuste de la relación de escala es cercano a 1 la dispersión de los residuos versus los cocientes es menor.

3.5. Comparación entre los cocientes de las propiedades

En esta Sección presentamos la distribución de los cocientes de las propiedades (ver Sección 3.4): $sSFR$ vs SFE , SFR vs f_{mol} y SFE vs f_{mol} . En la Figura 3.8 mostramos estas distribuciones derivadas para las propiedades extensivas, y en la Figura 3.9 las mismas distribuciones pero usando las propiedades intensivas. En cada panel los contornos de densidad en color azul representan $\sim 68\%$ de los cocientes de las propiedades observadas. Los contornos negros representan la densidad a $\sim 68\%$ de los cocientes de las propiedades mock-data, las cuales explicamos en la Sección 3.3. Observamos que tanto para las propiedades extensivas como intensivas observadas: las distribuciones de estos cocientes son las mismas, presentan el mismo factor de correlación y mismos contornos de densidad (azules). Esto es porque los cocientes de

cada relación de escala extensiva son iguales a los cocientes de las relaciones de escala intensivas, ya que como lo explicamos en la sección anterior, derivamos las propiedades intensivas dividiendo las propiedades extensivas por el área del beam. Por otro lado, vemos que los contornos de los cocientes mock-data (negros) son diferentes en las propiedades extensivas e intensivas, lo cual es porque generamos por separado las propiedades extensivas e intensivas de las galaxias mock data, es decir, no dividimos las propiedades extensivas mock data por un área aleatoria (ver Sección 3.3).

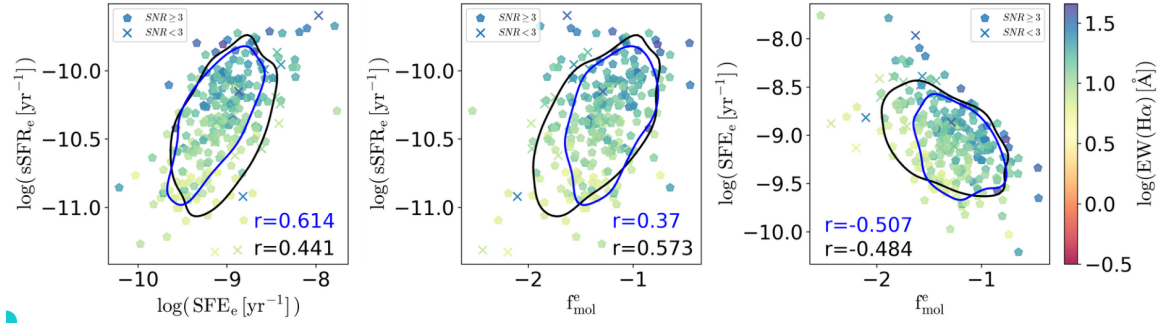


Figura 3.8: Distribución de los cocientes de las propiedades extensivas para la muestra de galaxias con $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y para $\text{SNR} < 3$ (equis). De izquierda a derecha: sSFR_e vs SFE_e , sSFR_e vs f_{mol}^e y SFE_e vs f_{mol}^e . En cada diagrama el contorno azul representa $\sim 68\%$ de los datos observados y el contorno negro $\sim 68\%$ de los mock-data. La r indica el factor de correlación de los datos observados (en azul) y los mock-data (en negro).

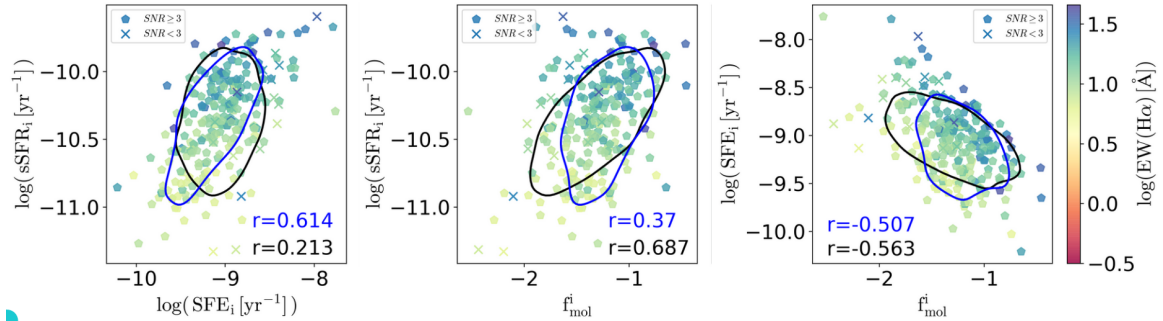


Figura 3.9: Distribución de los cocientes de las propiedades intensivas. De izquierda a derecha: sSFR_i vs SFE_i , sSFR_i vs f_{mol}^i y SFE_i vs f_{mol}^i . Descripción de contornos, datos y r igual que la Figura 3.8.

En los paneles de la izquierda, tanto para las extensivas como intensivas, observamos que la SFE y la sSFR presentan un factor de correlación de 0.614, la sSFR aumenta proporcionalmente a la SFE, es decir, el incremento relativo de la SFR

parece estar relacionada con la eficiencia con la que se forman las estrellas en una galaxia. En los paneles centrales observamos una correlación de 0.37, a medida que aumenta la fracción de gas molecular el incremento relativo de la SFR también aumenta, sin embargo, la relación no es tan significativa como en el caso anterior. Los paneles de la derecha presentan un factor de correlación de -0.507, es decir, conforme la f_{mol} aumenta, la SFE decrementa. Estas propiedades observadas pueden presentar correlación entre si, como lo presentan [Lin et al. \(2020\)](#); [Ellison et al. \(2020\)](#) (ver Subsección 1.4.4), no obstante, como se aprecia en cada panel, los contornos de las propiedades mock-data (en color negro) son muy parecidos al de las observadas (contornos azules), es decir, presentan correlaciones similares a los observables. Esto sugiere que las correlaciones de los observables pueden ser debidas a la correlación de las incertidumbres, resultado del ruido estadístico ([Sánchez et al., 2021b](#)) y pueden no determinar relaciones físicas (ver Subsección 1.4.4). Sin embargo, para determinar esto se requiere un análisis más exhaustivo, el cual se planea para futuros trabajos, puesto que el objetivo principal de esta tesis no es enfocarnos en la correlación de estos cocientes y sus implicaciones físicas, sino enfocarnos en estudiar como varían de manera relativa las propiedades de las galaxias en sus diferentes fases de fusión respecto a las aisladas. En concreto estudiaremos como varían la sSFR, la SFE y la f_{mol} en cada fase de fusión, sin considerar si estas tienen una relación física o no, puesto que éstas pueden ser debidas a resultados de procesos aleatorios.

3.6. Residuos de las relaciones de escalas intensivas

En la Sección 3.4 vimos que los residuos de cada relación de escala son proporcionales a los cocientes de dichas relaciones y que cuando usamos las propiedades intensivas esta proporción es ~ 1 . Por otro lado, las relaciones de escala intensivas se cumplen a diferentes escalas [Sánchez et al. \(2021b\)](#). Con base en todo lo anterior, para poder visualizar de una manera relativa como cambian las propiedades físicas de las galaxias en diferentes fases de fusión, respecto de las aisladas, a partir de esta Sección solo analizaremos los residuos derivados de las relaciones de escala intensivas,

los residuos extensivos los mostramos en el Apéndice B.

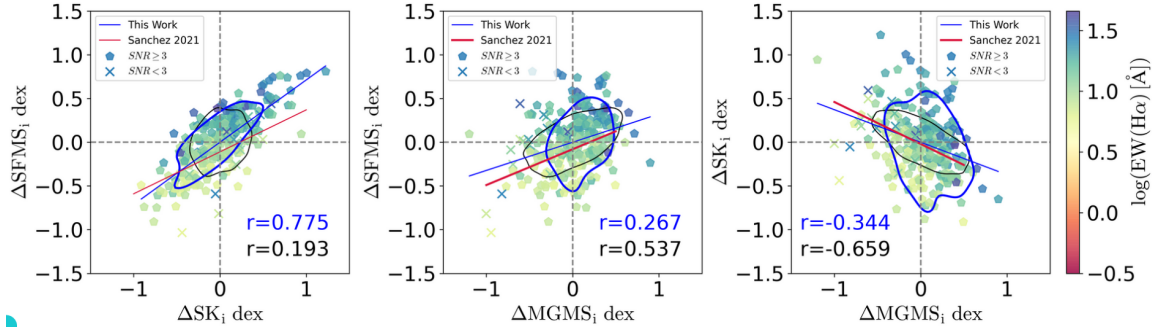


Figura 3.10: Residuos derivados de las propiedades intensivas para nuestra muestra de galaxias con $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y para $\text{SNR} < 3$ (equis). De izquierda a derecha: ΔSFMS_i vs ΔSK_i , ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i . La línea azul representa el mejor ajuste de este trabajo. La línea roja representa el mejor ajuste realizado por [Sánchez et al. \(2021b\)](#). El contorno azul representa $\sim 68\%$ de los datos observados. El contorno negro representa $\sim 68\%$ de los mock-data. La r indica el factor de correlación de los datos observados (en azul) y los mock-data (en negro).

En la Sección 3.4 vimos que un residuo positivo, ya sea ΔSFMS_i , ΔSK_i o ΔMGMS_i significa un exceso según su mejor ajuste de la relación de la cual es derivado, y un residuo negativo representa una escasez respecto al ajuste de su relación de escala. En la Figura 3.10 mostramos las distribuciones de los residuos de las tres relaciones de escala presentadas en esta tesis, las cuales son equivalentes a las distribuciones de los cocientes (Figura 3.9). En los paneles izquierdo, central y derecho presentamos: ΔSFMS_i vs ΔSK_i , ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i , respectivamente. Los pentágonos indican las galaxias con una $\text{SNR} \geq 3$ y las equis representan aquellas galaxias con una $\text{SNR} < 3$. El factor de correlación en cada panel es representado por una r en color azul para los datos observados y en color negro para los mock-data. El contorno azul representa $\sim 68\%$ de los datos observados y el contorno negro $\sim 68\%$ de los mock-data. La línea azul representa el mejor ajuste que realizamos en esta tesis para la muestra de datos observados. La línea roja es el mejor ajuste realizado por [Sánchez et al. \(2021b\)](#) para una muestra de datos de APEX-CALIFA, dichos ajustes se encuentran en la Tabla 3.2.

En el panel izquierdo de la Figura 3.10, vemos que dentro de las incertidumbres de los ajustes, reprodujimos un ajuste similar al derivado por [Sánchez et al. \(2021b\)](#),

aunque notamos que la pendiente derivada por [Sánchez et al. \(2021b\)](#) es menor a la estimada por nosotros. También observamos que, a diferencia de [Sánchez et al. \(2021b\)](#), nuestro mejor ajuste para los datos pasa por las coordenadas $\Delta SK_i=0$, $\Delta SFMS_i=0$. Con esto vemos que hay consistencias entre estos análisis. Comparando los contornos azules y negros vemos que la distribución de los datos observados es más estrecha respecto a la distribución de los mock-data. Esto se refleja en el coeficiente de correlación, siendo mayor para los datos observados que para los mock-data. Estos resultados podrían indicar que las relaciones entre los residuos pudieran tener un origen físico. Sin embargo, como lo mencionamos en la Sección anterior, no podemos descartar completamente que estas relaciones fueran inducidas por la misma estocasticidad de los datos. En el panel central de la Figura 3.10 vemos que el ajuste derivado por [Sánchez et al. \(2021b\)](#) tiene una pendiente un poco mayor a la derivada por nosotros. Los mock-data tienen un factor de correlación mayor que los datos observados ($r \sim 0.54$ y 0.27 , respectivamente). Esto nos podría indicar que no existe una correlación entre los residuos $\Delta SFMS_i$ y $\Delta MGMS_i$, pero se requiere un análisis más detallado para concluir esta conjetura. En el panel derecho notamos que nuestro ajuste es muy cercano al derivado por [Sánchez et al. \(2021b\)](#), y el coeficiente de correlación de los mock-data es mayor que el de los datos observados, y esto se puede ver con un contorno negro más estrecho que el contorno azul ($r \sim -0.66$ y -0.34 , respectivamente). Al igual que en el panel central esto podría indicar, por el valor del coeficiente de correlación, que no hay una dependencia física fuerte entre los residuos ΔSK_i y $\Delta MGMS_i$. No obstante, para determinar esto se requiere, como ya lo hemos mencionado, un análisis más exhaustivo enfocado en las correlaciones de estos residuos, lo cual trabajaremos a futuro.

En las próximas Secciones, compararemos las diferencias relativas de cada una de estas propiedades en cada fase de fusión, dicho de otra manera, veremos si en determinada fase hay un exceso o disminución de la sSFR ($\Delta SFMS_i$), si es más eficiente la galaxia en transformar el gas molecular a estrellas o no (ΔSK_i) y si aumenta o no la fracción de gas ($\Delta MGMS_i$).

3.6.1. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de fusión 0

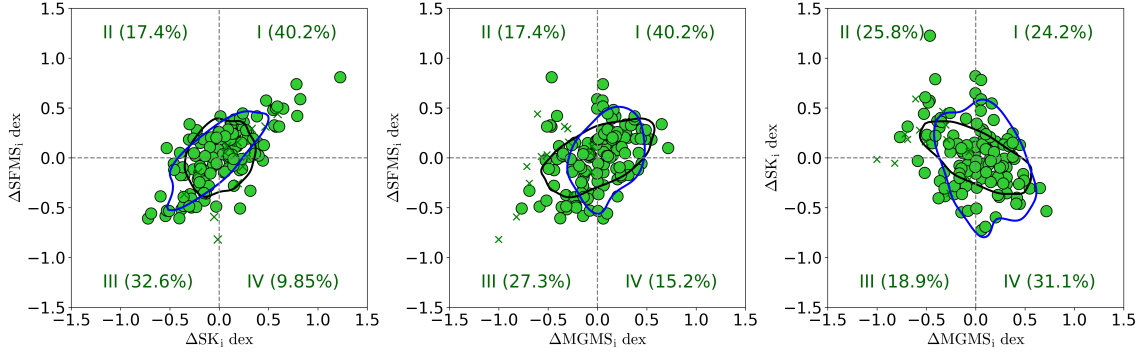


Figura 3.11: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 0**, es decir, galaxias aisladas (muestra de control) con una $\text{SNR} \geq 3$ (círculos verdes) y con una $\text{SNR} < 3$ (equis). De izquierda a derecha: ΔSFMS_i vs ΔSK_i , ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i . El contorno azul representa $\sim 68\%$ de la muestra total de datos observados. El contorno negro representa el $\sim 68\%$ de los mock-data (muestra aleatoria total). Los números romanos (I, II, III y IV) indican el cuadrante al que hacemos referencia en cada panel. En paréntesis se indica el porcentaje de las galaxias en cada cuadrante.

La distribución de los residuos derivados de las relaciones de escala intensivas (presentadas en la Figura 3.3) de las galaxias con formación estelar en la fase de fusión 0, es decir, galaxias aisladas, la mostramos en la Figura 3.11. De nuestra muestra, 132 galaxias con formación estelar se encuentran en esta etapa y tienen mediciones de CO con una $\text{SNR} \geq 3$ (círculos verdes) y 14 SFGs con una $\text{SNR} < 3$ (equis). Estas galaxias son nuestra muestra de control. En la Tabla 2.1 mostramos el número de SFGs en cada fase. Cada uno de los paneles presentados en la Figura 3.11 lo hemos dividido en 4 cuadrantes (esta misma división la realizamos para los mismos paneles con las muestras de las demás fases de fusión). El objetivo de dichas divisiones radica en proporcionar una caracterización más cuantitativa de las variaciones de las propiedades de las galaxias en distintas fases de fusión, comparadas con nuestra muestra control de galaxias no-interactuantes o aisladas. Cada cuadrante lo indicamos en números romanos (en el sentido opuesto a las manecillas del reloj: I, II, III, IV), y entre paréntesis indicamos el porcentaje de las galaxias aisladas ubicadas en dichos

cuadrantes. El contorno azul en cada panel representa $\sim 68\%$ de los datos observados de la muestra total (todas las galaxias sin importar su fase de fusión) y el contorno negro $\sim 68\%$ de la muestra completa de los mock-data. Con esto último podemos ver que las galaxias aisladas, en los tres paneles, siguen una distribución parecida a la de la muestra total de SFGs. Esto debido, en gran parte, porque las galaxias en esta fase dominan, son mayoría de la muestra total de SFGs ($\sim 56\%$). A continuación describiremos la distribución de la muestra de galaxias aisladas en cada uno de los paneles.

$\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i (panel izquierdo de la Figura 3.11): La mayoría de las galaxias se encuentran cerca del valor esperado de la Σ_{SFR} para sus densidades superficiales de masa estelar y de gas molecular (es decir, $\Delta SK_i \sim 0$ dex y $\Delta SFMS_i \sim 0$ dex; de aquí en adelante denotaremos estos valores como pares coordenados). En otras palabras, estas galaxias satisfacen las relaciones $SFMS_i$ y SK_i ya que su residuo está por encima y por debajo de 0.5 dex, respectivamente. Esto último es aproximadamente el intervalo donde se encuentra distribuida 1σ de la muestra total. Lo anterior indica que siguen la tendencia de que la Σ_{SFR} es directamente proporcional a su Σ_* y a su Σ_{mol} . El porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su sSFR es $\sim 57.6\%$, las cuales se ubican en los cuadrantes I y II. Las galaxias que presentan un incremento en su SFE es $\sim 50.05\%$ (cuadrantes I y IV). A continuación, describiremos la distribución de las galaxias por cuadrante. **Cuadrante I:** nos indica que las galaxias ubicadas aquí tienen un exceso en la Σ_{SFR} esperada por su Σ_* y por su Σ_{mol} , esto es un incremento en la $sSFR_i$ y en la SFE_i . En este cuadrante se encuentra una gran parte de la muestra de control ($\sim 40.2\%$). Observamos que hay galaxias que tienen un exceso atípico respecto a las agrupadas a 1σ (contorno azul). Estas galaxias que se salen más de la tendencia esperada, las llamaremos *outliers* (por su significado en inglés, *fuera de línea*). La galaxia más atípica es la que está en $\Delta SK_i = 1.22$ dex y $\Delta SFMS_i = 0.80$ dex, es decir, (ubicada en 1.22, 0.80). Lo que significa que tiene una Σ_{SFR} muy por encima de la esperada para su Σ_* y su Σ_{mol} , esta galaxia es NGC 3773, la cual es una galaxia HII. Este tipo de objetos son galaxias compactas, de baja masa, con estallido estelar, dominadas por fuertes características de emisión

similares a las de una región HII gigante, (Chanchaiworawit et al., 2020). NGC 4630 (ubicada en 0.78, 0.73) también es una galaxia HII, NGC 3655 (ubicada en 0.82, 0.59) es una Seyfert 2 y NGC 0693 (ubicada en 0.79, 0.42) es una E7 con fuerte formación estelar en su región central. En el **cuadrante II** están las galaxias que tienen una Σ_{SFR} menor a la esperada de acuerdo a su Σ_{mol} (es decir $\Delta\text{SK}_i < 0$) y un exceso en su Σ_{SFR} respecto a su Σ_* (es decir $\Delta\text{SFMS}_i > 0$). En este cuadrante se encuentra una pequeña parte de la muestra de galaxias aisladas ($\sim 17.4\%$). Se puede ver que hay 2 *outliers* sobresalientes: UGC 08231 (ubicada en -0.53, 0.098), la cual es una galaxia de bajo brillo superficial (LSB_G, por sus siglas en inglés, *Low Surface Brightness Galaxy*) y UGC 03899 (ubicada en -0.302, 0.33) que es una galaxia Sd. Es decir, presentan un incremento mayor a las distribuidas en 1σ en su sSFR, pero una SFE menor a la esperada. En el **cuadrante III** están las galaxias que presentan una Σ_{SFR} menor a la esperada respecto a su Σ_{mol} (es decir $\Delta\text{SK}_i < 0$), y a su Σ_* (es decir $\Delta\text{SFMS}_i < 0$). En este cuadrante se encuentra $\sim 32.6\%$ de la muestra de galaxias aisladas. Vemos dos *outliers* más evidentes: UGC 03969 (ubicada en -0.72, -0.61) que es una Sb y UGC 08267 (ubicada en -0.69, -0.55) que es una galaxia de línea de emisión (EmG por sus siglas en inglés, *Emission-line galaxy*). Estas galaxias, respecto a las distribuidas a 1σ de la muestra total, presentan un decremento mayor en su sSFR y en su SFE. En el **cuadrante IV** están las galaxias en las que su Σ_{SFR} es mayor a la esperada para su Σ_{mol} (es decir $\Delta\text{SK}_i > 0$) y su Σ_{SFR} es menor a la esperada para su Σ_* (es decir $\Delta\text{SFMS}_i < 0$). En este cuadrante se encuentra una pequeña parte de la muestra de control ($\sim 9.85\%$). Vemos que las galaxias *outliers* más sobresalientes son: NGC 7716 (ubicada en 0.21, -0.50) una Sb y NGC 7311 (ubicada en 0.31, -0.32) que es un AGN tipo LINER (LINER por sus siglas en inglés, *Low-Ionization Nuclear Emission-line Region*). Es decir, presentan un decremento mayor, respecto a la tendencia, en su sSFR y un aumento en su SFE. En general, se puede notar que las galaxias aisladas de nuestra muestra se distribuyen en los cuatro cuadrantes pero hay más en el I y III donde siguen la tendencia de que entre más o menos Σ_{mol} y Σ_* tienen un exceso o escasez en su Σ_{SFR} , respectivamente.

$\Delta SFMS_i$ vs $\Delta MGMS_i$ (panel central): la mayoría de galaxias se encuentran distribuidas cerca del mejor ajuste de la $SFMS_i$ y la $MGMS_i$, puesto que sus residuos son $\Delta SFMS_i \sim 0$ dex y $\Delta MGMS_i \sim 0$ dex. Lo que nos indica que la Σ_{SFR} y la Σ_{mol} se incrementan conforme la Σ_* aumenta. Esto es aproximadamente en el intervalo donde se encuentran distribuidas 1σ de la muestra total (contorno azul). El porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su f_{mol} es $\sim 55.4 \%$, las cuales están ubicadas en los cuadrantes I y IV. De estas galaxias $\sim 72.5 \%$ presentan un incremento en su sSFR, las cuales están ubicadas en el cuadrante I. En el **cuadrante I** se concentran la mayoría de las galaxias ($\sim 40.2 \%$). Aquí se ubican las galaxias que presentan un exceso en su Σ_{SFR} y en su Σ_{mol} respecto a su Σ_* , de acuerdo al mejor ajuste de la $SFMS_i$ y de la $MGMS_i$. Vemos que UGC 08231 (ubicada en 0.716, 0.098) es un *outlier* que presenta un exceso en su Σ_{mol} y en su Σ_{SFR} (aunque este último es muy pequeño). UGC 08231 es también un *outlier* en el panel izquierdo en el cuadrante II, por lo que presenta una disminución en su SFE. UGC0 03899 (ubicada en 0.649, 0.338) es *outlier* en el cuadrante II del diagrama $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i , esto indica que tiene un incremento en su f_{mol} y en su Σ_{SFR} , pero su eficiencia es baja. NGC 4630 (ubicada en 0.055, 0.739) y NGC 3655 (ubicada en 0.0054, 0.590) son *outliers* en el cuadrante I del panel izquierdo, lo cual indica que presentan un incremento en su sSFR y en su SFE y en su f_{mol} aunque esta última es muy pequeña. En el **cuadrante II** se encuentran $\sim 17.4 \%$ de las galaxias. Estas presentan una Σ_{SFR} mayor al mejor ajuste, de acuerdo a su Σ_* , y tienen una escasez de Σ_{mol} para su Σ_* . La galaxia más atípica es NGC 3773 (ubicada en -0.465, 0.808), después NGC 0693 (ubicada en -0.410, 0.422), ambas galaxias son *outliers* en el cuadrante I del panel izquierdo, lo que nos indica que presentan un incremento mayor, respecto a las dentro de 1σ , en su sSFR y en su SFE pero un decremento en su f_{mol} . NGC 1677, que es un tipo Scd, también es *outlier* (ubicada en -0.478, 0.326), presenta un incremento en su sSFR pero un decremento en su f_{mol} . En el **cuadrante III** se encuentran las galaxias que presentan una Σ_{SFR} y una Σ_{mol} menor a la esperada según su Σ_* . Del total de la muestra de control aquí se ubican $\sim 27.3 \%$. Observamos que hay más galaxias *outliers* en este cuadrante. Las más atípicas son: NGC 7716 (ubicada en -0.769, -0.506) y NGC 7311 (-0.690, -0.329)

que son *outliers* en el cuadrante IV del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i , en estas galaxias se presenta un aumento en su SFE pero su sSFR y f_{mol} presentan una escasez. En este cuadrante también están UGC 04233 (ubicada en -0.517, -0.426) que es una galaxia de tipo morfológico Sbc y NGC 0991 (ubicada en -0.587, -0.487) que es una LSB_G. Estas últimas dos galaxias presentan una escasez mayor en su sSFR y en su f_{mol} , respecto a las distribuidas dentro de 1σ . En el **cuadrante IV** se encuentran $\sim 15.2\%$ de las galaxias aisladas, éstas presentan un exceso en su Σ_{mol} y una falta de Σ_{SFR} de acuerdo a su Σ_* . Notamos que en este cuadrante hay una galaxia *outlier* y tiene la característica de que se ajusta más a la MGMS_i que a la SFMS_i , esta galaxia es UGC 03969 (ubicada en 0.059,-0.707) que es *outlier* en el cuadrante III del panel izquierdo. Lo que nos indica que presenta un decremento en su SFE y en su sSFR pero un incremento en su f_{mol} .

ΔSK_i vs ΔMGMS_i (panel derecho): al igual que en los dos anteriores, observamos que la mayoría de las galaxias se encuentran distribuidas cerca del mejor ajuste de la SK_i y de la MGMS_i , dentro 1σ , es decir, la Σ_{SFR} crece conforme aumenta la Σ_{mol} y la Σ_{mol} conforme incrementa la Σ_* . En este panel no hay un cuadrante preferente tan marcado como en los anteriores. Se observa que $\sim 55.3\%$ de las galaxias de control presentan un incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV) y de éstas $\sim 56\%$ presentan una decremento en su eficiencia (cuadrante IV del panel derecho). En el **cuadrante I** están $\sim 24.2\%$ de las galaxias aisladas. En este cuadrante presentan un exceso en su Σ_{SFR} para su Σ_{mol} medida, es decir, un incremento en su SFE y una Σ_{mol} mayor a la esperada de acuerdo a su Σ_* , en otras palabras un incremento en su f_{mol} . Los *outliers* más sobresalientes son NGC 3655 (ubicada en 0.004, 0.820) y NGC 4630 (ubicada en 0.055, 0.782), éstas son *outliers* en los cuadrantes I de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔSK_i y ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i , por lo que estas galaxias presentan un incremento en su SFE, en su sSFR y en su f_{mol} . En el **cuadrante II** se encuentran las galaxias con una SFE mayor y una f_{mol} menor a la esperada. Aquí se encuentra el $\sim 25.8\%$ de la muestra de control. Las galaxias más atípicas son NGC 3773 (ubicada en -0.465, 1.226) y NGC 0693 (ubicada en -0.410, 0.790), las cuales se encuentra como *outliers* en el cuadrante I del panel izquierdo y en el cuadrante II del panel central,

éstas presentan un incremento en su SFE y en su sSFR pero una disminución en su f_{mol} . NGC 7716 (ubicada en -0.769, 0.210) y NGC 7311 (ubicada en -0.690, 0.315) en el diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i se encuentran como *outliers* en el cuadrante IV, y en el diagrama ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i en el cuadrante III, es decir, presentan un incremento en su SFE con una disminución en su sSFR y en su f_{mol} . En el **cuadrante III** están $\sim 18.9\%$ de las galaxias aisladas, donde se ubican las galaxias con una SFE y una f_{mol} menor a la esperada. Observamos que la *outlier* UGC 04233 (ubicada en -0.517, -0.149) también es *outlier* en el cuadrante III del diagrama ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i , ésta presenta una disminución en su sSFR, en su SFE y en su f_{mol} . UGC 10337 (ubicada en -0.376, -0.404) que es un AGN tipo LINER y UGC 03107 (ubicada en -0.146, -0.544) que tiene morfología Sb presentan una mayor disminución en su f_{mol} y en su SFE respecto a las que están dentro de 1σ . En el **cuadrante IV** están las galaxias que tienen una Σ_{mol} mayor a la esperada y una Σ_{SFR} menor, de acuerdo a su Σ_* . De la muestra de control $\sim 31.1\%$ se ubican aquí. Observamos que las galaxias más atípicas son UGC 08231 (ubicada en 0.716, -0.533) y UGC 03899 (ubicada en 0.649, -0.302), las cuales están como *outliers* en el cuadrante II del panel izquierdo, y en el cuadrante I del panel central, éstas presentan una disminución en su SFE con un incremento su f_{mol} y en su sSFR, respecto a las que están dentro de 1 .

En general, de la muestra total de control: $\sim 57.6\%$ presentan un incremento en su sSFR (cuadrantes I y II de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔSK_i y ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i); $\sim 50.0\%$ de las galaxias tienen un incremento en su SFE (cuadrantes I y IV del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i y cuadrantes I y II del ΔSK_i vs ΔMGMS_i); y en $\sim 55.4\%$ de las galaxias se observa un incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i). Estas galaxias aisladas presentan las siguientes agrupaciones:

- ★ $\sim 40.2\%$ de la muestra de control presentan un incremento en su sSFR y en su SFE (cuadrante I del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i), de este porcentaje el $\sim 60.4\%$ presenta un incremento en su f_{mol} , las cuales se ubican en el cuadrante I del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .

- ★ $\sim 17.4\%$ presentan un incremento en su sSFR y una disminución en su SFE (cuadrante II del diagrama $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i), del cual $\sim 91.3\%$ presenta aumento en su f_{mol} , éstas se ubican en el cuadrante IV del diagrama ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$.
- ★ $\sim 32.6\%$ tienen una disminución en su sSFR y en su SFE (cuadrante III del diagrama $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i), de este porcentaje $\sim 53.4\%$ presentan un decremento en su f_{mol} , éstas se ubican en el cuadrante III del diagrama ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$.
- ★ $\sim 9.85\%$ de nuestra muestra de control presenta una disminución en su sSFR, un incremento en su SFE (cuadrante IV del diagrama $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i) y una disminución en su f_{mol} , este $\sim 9.85\%$ se ubica en el cuadrante II del diagrama ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$.

Siguiendo los resultados de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), de acuerdo a la ubicación de las galaxias en los diagramas de la Figura 3.11, y considerando que: un incremento en la sSFR es impulsado por el aumento en la f_{mol} si el incremento en la f_{mol} es mayor que el incremento en la SFE; y de caso contrario, si el incremento en su SFE es mayor que el de su f_{mol} , se considera que el incremento en la sSFR es impulsado por el aumento en la SFE ¹; encontramos:

- ★ de las galaxias que presentan incremento en su sSFR: $\sim 48.7\%$ es impulsada por el aumento en su f_{mol} , y $\sim 51.3\%$ es impulsada por su incremento en la SFE.
- ★ de las galaxias que presentan un decremento en su sSFR: $\sim 57.0\%$ es impulsada por el déficit de su SFE, y $\sim 43.0\%$ es impulsada por la disminución de su f_{mol} .

¹Estas mismas consideraciones las utilizaremos en las siguientes fases de fusión.

3.6.2. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de fusión 1

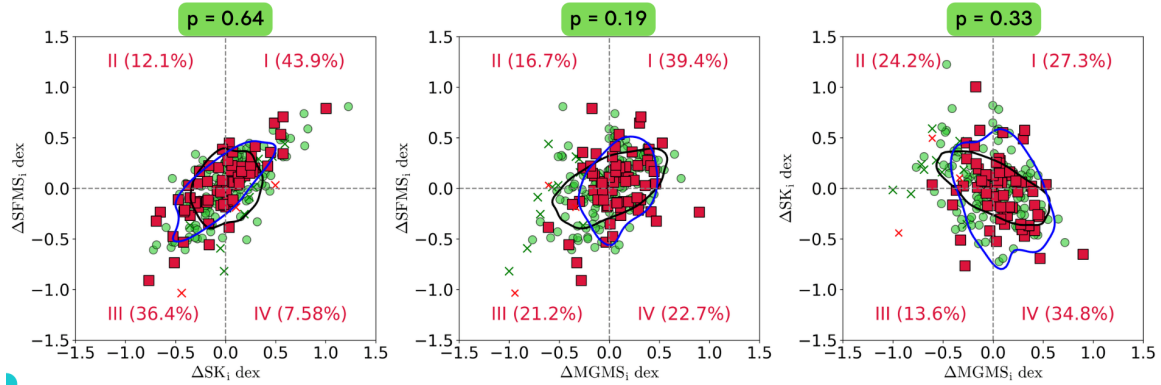


Figura 3.12: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 1** con una $\text{SNR} \geq 3$ (cuadrados rojos) y con una $\text{SNR} < 3$ (equis). Descripción de contornos y números romanos igual que la Figura 3.11. Las galaxias aisladas (círculos verdes) son descritas en la Subsección 3.6.1. p indica que tan significativamente igual es la distribución de esta fase con la muestra de control.

En la Subsección 3.6.1 vimos como se distribuyen las galaxias aisladas (fase de fusión 0) en los tres diagramas de los residuos de las relaciones de escalas intensivas (ΔSFMS_i vs ΔSK_i , ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i). Ahora, con el fin de analizar los cambios en la fase de fusión 1 (fase de pre-fusión o galaxias en interacción) respecto a las galaxias aisladas, en la Figura 3.12 se muestran las galaxias aisladas (círculos verdes) y las galaxias en fase 1 (cuadrados rojos). Al igual que en la Figura 3.11 las equis representan las galaxias con una $\text{SNR} < 3$, los contornos azul y negro muestran $\sim 68\%$ de la muestra total observada y los mock-data, respectivamente. Así mismo cada cuadrante en los diagramas los identificamos como: I, II, III y IV, y entre paréntesis indicamos el porcentaje de las galaxias en la fase 1 ubicadas en dichos cuadrantes. En cada panel, la letra p es el valor obtenido del test KS en dos dimensiones, donde un valor de 1 indica que las distribuciones de las muestras son significativamente iguales, y 0 que son diferentes. En esta fase de fusión 1 tenemos 66 SFGs (28.1% de la muestra total de SFGs) con una $\text{SNR} \geq 3$ y 3 SFG con una $\text{SNR} < 3$. De manera general, observamos que estas galaxias se distribuyen de manera homogénea, muy parecida a las galaxias aisladas, podemos ver que el valor p

muestra cierto grado de similitud entre las distribuciones de esta fase con la muestra de control, más en el panel izquierdo.

$\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i (panel izquierdo): la mayoría de las galaxias se encuentran cerca de la $SFMS_i$ y SK_i (igual que la muestra de control), ya que su residuo es menor a 0.5 dex (distribuidas dentro de 1σ , contorno azul), por lo que siguen la tendencia de que la Σ_{SFR} es directamente proporcional a su Σ_* y a su Σ_{mol} . Observamos que se agrupan más en los cuadrantes I ($\sim 43.9\%$) y III ($\sim 36.43\%$), lo mismo que ocurre para la muestra control. El porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su sSFR es $\sim 56.0\%$, las cuales se ubican en los cuadrantes I y II. Las galaxias que presentan un incremento en su SFE es $\sim 51.48\%$ (cuadrantes I y IV). Estos porcentajes son muy similares a los de la muestra de control. En el **cuadrante I**, donde se ubica el $\sim 43.9\%$ de las galaxias en fase 1, vemos que la galaxia más atípica es UGC 6320 (ubicada en 1.004, 0.791), la cual es una LSB_G que presenta una alta formación estelar en su centro y está en interacción con UGC 6324. UGC 6320 al igual que el *outlier* más sobresaliente en la muestra de control (NGC 3773), también se encuentra en el cuadrante II de los diagramas $\Delta SFMS_i$ vs $\Delta MGMS_i$ y ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$. Otros *outliers* son NGC 5480 (ubicada en 0.573, 0.706) una tipo Scd que está en interacción con NGC 5481; NGC 2604 (ubicada en 0.488, 0.645) una tipo Sd que está en interacción con NGC 2604B; y NGC5520 (ubicada en 0.551, 0.533) una tipo Sbc que está en interacción con UGC 9083. Estos últimos 3 galaxias son *outliers* en los cuadrantes I de los diagramas $\Delta SFMS_i$ vs $\Delta MGMS_i$ y ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$. Lo anterior ocurre de la misma forma que con las galaxias de control: NGC 4630 y NGC 3655, que son *outliers* en los mismos paneles que estas galaxias en interacción. En el **cuadrante II** observamos que no hay un *outlier* muy sobresaliente y aquí se ubica $\sim 12.1\%$ de las galaxias en interacción. La galaxia Seyfert 1 UGC 10796 (ubicada en -0.260, 0.165) que está en interacción con NGC 6359, se encuentra muy cerca del contorno azul y está dentro de 1σ en el cuadrante I del panel central, y en el cuadrante IV del panel derecho. UGC 10796 presenta una disminución en su SFE y un exceso en su sSFR y f_{mol} , lo mismo sucede con las galaxias aisladas que se encuentran en estos cuadrantes. En el **cuadrante III**, se ubica $\sim 36.4\%$ de las galaxias en fase 1. El *outlier* más sobresaliente

te es la galaxia Seyfert IC0485 (ubicada en $-0.766, -0.910$) que está en interacción con CGCG 148-085. Otro *outlier* sobresaliente es la galaxia tipo Sab UGC 02367 (ubicada en $-0.510, -0.735$) que está en interacción con UGC 2367. Estas galaxias son *outliers* en los cuadrantes III de los tres diagramas (ΔSFMS_i vs ΔSK_i , ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i), lo que nos indica que presentan un decremento en su sSFR, en su SFE y en su f_{mol} . En el **cuadrante IV** se ubica $\sim 7.58\%$ de las galaxias. Notamos que solo hay un *outlier*: UGC 02405 (ubicada en $0.035, -0.384$) una tipo Sbc que está en interacción con WISEA J025606.67+062235.0, UGC 02405 es *outlier* en el cuadrante III del diagrama ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y en el cuadrante II del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i , es decir, presenta un decremento en su sSFR y en su f_{mol} , pero un aumento en su SFE.

ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i (panel central): como lo explicamos en el panel izquierdo, las galaxias *outliers* en la fase 1 siguen la misma tendencia que las aisladas. Asimismo el cuadrante que tiene la mayoría de las galaxias en pre-fusión es el I con un $\sim 39.4\%$, esto es similar a las galaxias aisladas. El porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su f_{mol} es $\sim 62.1\%$, las cuales están ubicadas en los cuadrantes I y IV, de estas galaxias $\sim 63.4\%$ presentan un incremento en su sSFR, las cuales están ubicadas en el cuadrante I. Notamos, en comparación con la muestra de control, que hay un mayor porcentaje de galaxias que presentan incrementos en su f_{mol} pero de éstas, un menor porcentaje presenta un incremento en su sSFR. La ubicación de los *outliers* más sobresalientes en los cuadrantes I, II y III los mencionamos en el panel izquierdo. En el **cuadrante IV** hay 3 *outliers* (en las aisladas solo había uno), el más atípico es la galaxia Seyfert 1 NGC 7469 (ubicada en $0.899, -0.235$) que está en interacción con IC 5283. Los otros *outliers* son la radiogalaxia NGC 0165 (ubicada $0.417, -0.231$) que está en interacción con NGC 0163 y UGC 09165 una tipo la EmG (ubicada en $0.469, -0.322$) que está en interacción con NGC 5559, estas galaxias también son *outliers* en el cuadrante III y IV de los diagramas del panel izquierdo y derecho, respectivamente. La característica de estas últimas tres galaxias es que tienen un exceso de gas molecular pero una sSFR y una SFE menor a la esperada.

ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$: Se observa que $\sim 62.1\%$ de las galaxias presentan un incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV) y de éstas $\sim 56\%$ presentan una decremento en su eficiencia (cuadrante IV). Con esto notamos que en comparación con las galaxias aisladas, las galaxias con incrementos en la f_{mol} aumentó, pero las que presentan incrementos en su SFE es casi el mismo porcentaje. La descripción de los *outliers* más atípicos la realizamos en los paneles izquierdo y central. En el **cuadrante IV** se ubica la mayor cantidad de galaxias en pre-fusión ($\sim 34.8\%$), lo que es similar a la muestra de control. Como lo mencionamos anteriormente, la galaxia Seyfert 1 NGC 7469 (ubicada en 0.899, -0.651) es el *outlier* más sobresaliente en el cuadrante IV del panel central y en este cuadrante, lo que indica que aunque tiene un incremento considerable en su f_{mol} , de hecho superior a la muestra de control, su SFE disminuyó igual de manera considerable y su sSFR también presentó un decremento.

En la muestra de galaxias en la fase de pre-fusión, $\sim 56.0\%$ presentan un incremento en su sSFR (cuadrantes I y II de los diagramas $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i y $\Delta SFMS_i$ vs $\Delta MGMS_i$); $\sim 51.4\%$ un incremento en su SFE (cuadrantes I y IV del diagrama $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i y cuadrantes I y II del ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$); y $\sim 62.1\%$ incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV de los diagramas $\Delta SFMS_i$ vs $\Delta MGMS_i$ y ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$). En general, las variaciones que presentan estas galaxias son:

- ★ $\sim 43.9\%$ presentan un incremento en su sSFR y en su SFE (cuadrante I del diagrama $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i), de este porcentaje el $\sim 62.0\%$ presenta un incremento en su f_{mol} , las cuales se ubican en el cuadrante I del diagrama ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$.
- ★ $\sim 12.1\%$ presentan un incremento en su sSFR y una disminución en su SFE (cuadrante II del diagrama $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i), del cual $\sim 100\%$ presenta aumento en su f_{mol} y se ubican en el cuadrante IV del diagrama ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$.
- ★ $\sim 36.4\%$ tienen una disminución en su sSFR y en su SFE (cuadrante III del diagrama $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i), de este porcentaje $\sim 37.5\%$ presentan un decremento en su f_{mol} , éstas se ubican en el cuadrante III del diagrama ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$.

- ★ $\sim 7.58\%$ presenta una disminución en su sSFR, un incremento en su SFE (cuadrante IV del diagrama $\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i) y una disminución en su f_{mol} , la cual se ubica en el cuadrante II del diagrama ΔSK_i vs $\Delta MGMS_i$.

El porcentaje de galaxias en interacción que presenta incremento en su sSFR y en su SFE es muy parecido a la muestra de control, pero la mayoría de las galaxias que presentan incremento en su f_{mol} es mayor que en la muestra de control.

Siguiendo los resultados de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), de acuerdo a la ubicación de las galaxias en los diagramas de la Figura 3.12, y cómo lo explicamos en la muestra de control, encontramos:

- ★ de las galaxias que presentan incremento en su sSFR: $\sim 40.5\%$ es impulsada por el aumento en su f_{mol} , y $\sim 59.49\%$ por su incremento en la SFE.
- ★ de las galaxias que presentan un decremento en su sSFR: $\sim 69.1\%$ es impulsada por el déficit de su SFE y $\sim 30.9\%$ por la disminución de su f_{mol} .

Notamos que el porcentaje de las galaxias con incremento o decremento de su sSFR es impulsado en su mayoría por su SFE, lo mismo que ocurre con la muestra de control pero en las galaxias en interacción estos porcentajes aumentaron.

3.6.3. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de fusión 2

A fin de analizar los cambios que puede haber en las galaxias en fase de fusión activa (fase 2), respecto a las galaxias en fase 0 (muestra de control descrita en la Subsección 3.6.1), en la Figura 3.13 mostramos las galaxias aisladas (círculos verdes), y las galaxias en la fase de fusión activa (triángulos rosas). La descripción de los contornos y cuadrantes es la misma que en la Figura 3.11. En esta fase de fusión 2 tenemos 14 SFGs (5.9% de la muestra total de SFGs) con una $\text{SNR} \geq 3$. Vemos que en el panel izquierdo estas galaxias se distribuyen de manera similar a la muestra de control, y que tienen un valor de p alto, en comparación con los paneles central y

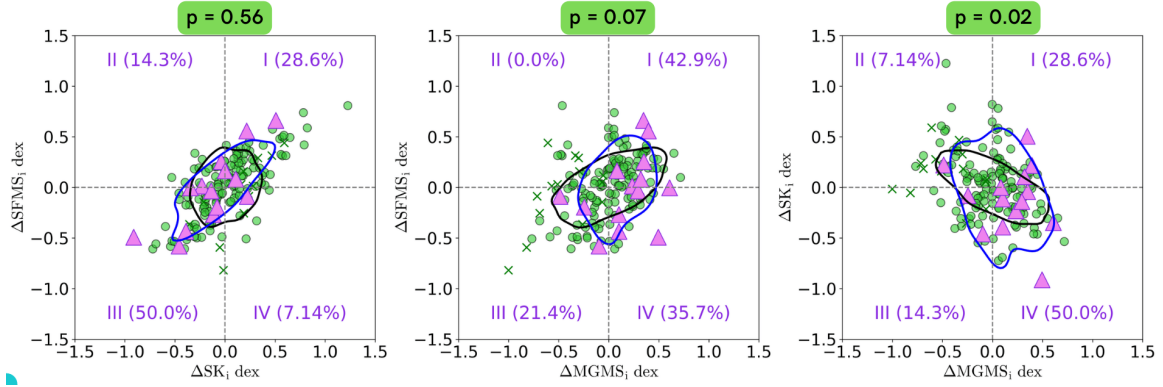


Figura 3.13: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 2** con una $\text{SNR} \geq 3$ (triángulos rosas). Descripción de contornos y números romanos igual que la Figura 3.11. Las galaxias aisladas (círculos verdes) son descritas en la Subsección 3.6.1. \mathbf{p} indica que tan significativamente igual es la distribución de esta fase con la muestra de control.

derecho, donde el valor de p es casi 0, y en estos paneles las galaxias se agruparon más en los cuadrantes I y IV, lo que indica que la mayoría de las galaxias en fusión activa presentan un incremento en su f_{mol} .

ΔSFMS_i vs ΔSK_i (panel izquierdo): observamos que hay 5 galaxias *outliers* y 9 galaxias dentro del contorno azul (1σ), es decir, las últimas siguen la tendencia de $\sim 68\%$ de las galaxias de la muestra total. A diferencia de las galaxias aisladas, la mayoría de las galaxias en la fase 2 se encuentran en el cuadrante III (50.0%) y en el cuadrante I (28.6%). Esto significa que hay más galaxias con una disminución en su sSFR y en su SFE. El porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su sSFR es $\sim 42.9\%$, las cuales se ubican en los cuadrantes I y II. Las galaxias que presentan un incremento en su SFE es $\sim 35.7\%$ (cuadrantes I y IV). Estos valores son menores respecto a la muestra de control. En el **cuadrante I** vemos que un *outlier* es NGC 5954 (ubicada en 0.507, 0.663) que está en fusión activa con NGC 5953 (ubicada en 0.106, 0.082), esta última no es *outlier* y su Σ_{SFR} sigue el ajuste de acuerdo a su Σ_{mol} y su Σ_{\star} medida. NGC 5954 presenta un exceso en su Σ_{SFR} de acuerdo a lo esperado según su Σ_{mol} y su Σ_{\star} , ambas galaxias se encuentran en los cuadrantes I de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i . Morfológicamente su fusión muestra colas de marea pero sus núcleos se ven claramente separados. NGC 5954 tiene una densidad superficial de masa estelar en el beam de $1.21 \times 10^3 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ y

NGC 5953 de $2.83 \times 10^3 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$. Observamos que aunque NGC 5954 tiene menos densidad superficial de masa estelar, su sSFR y su SFE es mayor que NGC 5953, a pesar de que las dos presentan un incremento similar en su f_{mol} . Esto último se puede apreciar en el panel derecho donde NGC 5954 se ubica en $\Delta\text{MGMS}_i=0.339$, $\Delta\text{SK}_i=0.465$ y NGC 5953 en $\Delta\text{MGMS}_i=0.386$, $\Delta\text{SK}_i=0.008$, en esta fusión vemos que no influye mucho la cantidad de gas molecular (que es muy parecida en ambas galaxias) para incrementar su Σ_{SFR} , ya que influyó más su SFE, y de este par la de menor Σ_{\star} es la que tiene mayor sSFR y SFE. Otro *outlier* en este cuadrante I, es NGC 2480 (ubicada en 0.216, 0.559) que presenta colas de mareas, tiene una densidad superficial de masa estelar en el beam de $4.6 \times 10^2 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ y está en fusión con NGC 2481 la cual tiene $5.38 \times 10^3 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ y la clasificamos como una galaxia retirada (morfológicamente es una S0), debido a que su $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ es menor a 6 \AA , por lo que no se encuentra en estos diagramas. NGC 2480 presenta un incremento en su sSFR, su SFE y su f_{mol} , lo cual se puede observar por su ubicación en los cuadrantes I de los paneles central y derecho, de este par, la de menor Σ_{\star} es la que tiene mayor sSFR, SFE y f_{mol} . En el **cuadrante II** se ubican $\sim 14.3\%$ de las galaxias en esta fase de fusión 2, pero no hay *outliers*. En el **cuadrante III** ($\sim 50.0\%$) el *outlier* más atípico es NGC 4676A (ubicada en -0.912, -0.492), la cual tiene una densidad superficial de masa estelar en el beam de $1.28 \times 10^3 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ y está fusionándose con NGC 4676B (ubicada en -0.391, -0.434), esta última tiene una densidad superficial de masa estelar en el beam de $7.74 \times 10^2 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ y está dentro del contorno de densidad azul. La fusión activa de estas galaxias presenta colas de marea prominentes. Por su ubicación en los cuadrantes IV de los paneles central y derecho, observamos que NGC 4676A presenta un exceso en su f_{mol} pero su sSFR y su SFE disminuyen más de lo esperado. En NGC 4676B su f_{mol} aumentó menos que en NGC 4676A pero en ambas su sSFR y su SFE presentan una disminución similar. En este par vemos que ambas presentan casi la misma disminución en su SFR y que la de menor Σ_{\star} presenta un incremento menor en su f_{mol} . NGC 3303 (ubicada en -0.458, -0.578) se está fusionando con NGC 303NED02 (no está en nuestra muestra), y por su ubicación en los cuadrantes III de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i ΔSK_i vs ΔMGMS_i

presenta una disminución en su sSFR, en su SFE y en su f_{mol} . En el **cuadrante IV** ($\sim 7.14\%$) solo se encuentra UGC 09708 (ubicada en 0.222, -0.087) que está en fusión con UGC 9711 (no está en nuestra muestra). El *outlier* UGC 09708 se encuentra en el cuadrante III del panel central y en el cuadrante II del panel derecho. Esta galaxia presenta un incremento en su SFE y f_{mol} pero su sSFR es muy cercana a la esperada respecto a su Σ_* .

ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i (panel central): El porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su f_{mol} es $\sim 78.6\%$, las cuales están ubicadas en los cuadrantes I y IV, de estas galaxias $\sim 54.5\%$ presentan un incremento en su sSFR, las cuales están ubicadas en el cuadrante I. A diferencia de la muestra de control, hay un porcentaje mayor de galaxias con incrementos en su f_{mol} , pero de éstas un porcentaje menor presenta incrementos en su sSFR. Estas galaxias en fusión activa se ubican más en los **cuadrantes I** ($\sim 42.9\%$) y **IV** ($\sim 35.7\%$) presentando un exceso de gas molecular. Los *outliers* de estos cuadrantes son las galaxias ya mencionadas: NGC 5954 (ubicadas en 0.345, 0.663) que está fusionándose con NGC 2480 (ubicada en 0.395, 0.559); y NGC 4676A (ubicada en 0.494, -0.492) que está en fusión activa con NGC 4676B (ubicada en 0.100, -0.434).

ΔSK_i vs ΔMGMS_i (panel derecho): aquí notamos que $\sim 78.6\%$ de las galaxias presentan un incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV) y de éstas $\sim 63.6\%$ presentan una decremento en su eficiencia (cuadrante IV). En comparación con la muestra de control, más galaxias presentan un déficit en su SFE y en su f_{mol} . Observamos que la mayoría de galaxias en esta fase 2, se concentran en el **cuadrante IV** ($\sim 50.0\%$), es decir, estas presentan un incremento en su f_{mol} y una escasez de la SFR de acuerdo a su Σ_{mol} medida (es decir, su SFE). Aquí vemos el par de galaxias NGC 4676A (ubicada en 0.494, -0.912) y NGC 4676B (ubicada en 0.100, -0.391), las cuales mencionamos en los paneles anteriores. En el **cuadrante I** ($\sim 21.4\%$) se encuentra el par formado por NGC 5954 (ubicada en 0.345, 0.507) y NGC 5953 (ubicada en 0.319, 0.106), las cuales presentan un incremento en su f_{mol} , en su SFE y en su sSFR, también ya descritas.

En general, de la muestra de galaxias en fase de fusión activa, $\sim 42.9\%$ presentan un incremento en su sSFR (cuadrantes I y II de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔSK_i y

ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i); $\sim 35.7\%$ tienen un incremento en su SFE (cuadrantes I y IV del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i y cuadrantes I y II del ΔSK_i vs ΔMGMS_i); y $\sim 78.6\%$ presentan un incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i). En estas galaxias, las variaciones que presentan son:

- ★ $\sim 28.6\%$ presentan un incremento en su sSFR y en su SFE (cuadrante I del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i), de las cuales $\sim 100\%$ presenta un incremento en su f_{mol} , y se ubican en el cuadrante I del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .
- ★ $\sim 14.3\%$ presentan un incremento en su sSFR y una disminución en su SFE (cuadrante II del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i), del cual $\sim 100\%$ presenta aumento en su f_{mol} y se ubican en el cuadrante IV del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .
- ★ $\sim 50\%$ tienen una disminución en su sSFR y en su SFE (cuadrante III del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i), de este porcentaje $\sim 71.4\%$ presentan un incremento en su f_{mol} y se ubican en el cuadrante III del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .
- ★ $\sim 7.14\%$ presenta una disminución en su sSFR, un incremento en su SFE y una disminución en su f_{mol} . Se ubican en el cuadrante IV del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i y en el cuadrante II del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .

A diferencia de la muestra de control, la mayoría de estas galaxias presentan una disminución en su sSFR y en su SFE, y la mayoría presenta un incremento en su f_{mol} .

Siguiendo los resultados de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), de acuerdo a la ubicación de las galaxias en fase 2 en los diagramas de la Figura 3.13, y cómo lo explicamos en la muestra de control, encontramos:

- ★ de las galaxias que presentan incremento en su sSFR: $\sim 83.35\%$ es impulsada por el aumento en su f_{mol} , y $\sim 16.64\%$ por su incremento en la SFE.
- ★ de las galaxias que presentan un decremento en su sSFR: $\sim 75.0\%$ es impulsada por el déficit de su SFE y $\sim 24.97\%$ por la disminución de su f_{mol} .

Aunque el porcentaje de galaxias en fase 2, que presentan incremento en la sSFR, es menor que el porcentaje de las aisladas, en la mayoría de las galaxias en fase 2 el incremento en su sSFR es impulsado por el incremento del gas molecular, lo cual es diferente a la muestra de control, donde la mayoría de las galaxias con incremento en su sSFR es impulsada por la SFE.

3.6.4. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de fusión 3

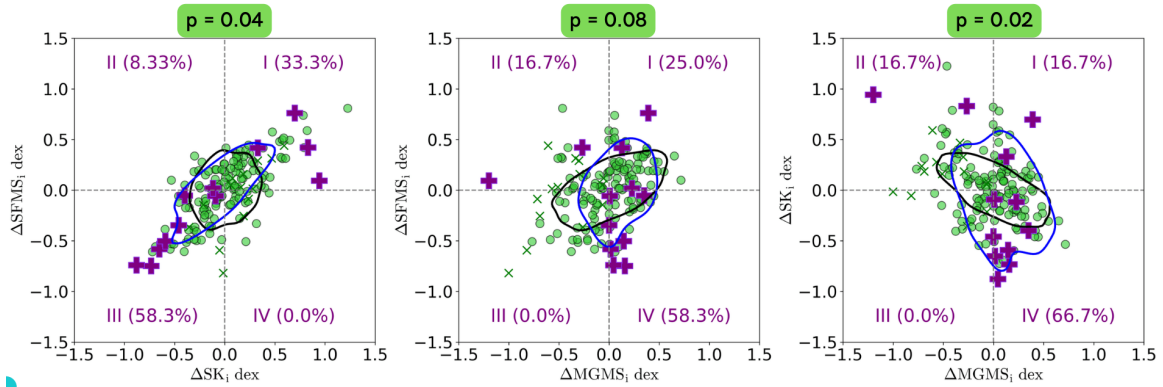


Figura 3.14: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 3** con una $SNR \geq 3$ (cruces moradas). Descripción de contornos y números romanos igual que la Figura 3.11. Las galaxias aisladas (círculos verdes) son descritas en la Subsección 3.6.1. p indica que tan significativamente igual es la distribución de esta fase con la muestra de control.

En la Figura 3.14, mostramos como se distribuyen las galaxias en fase de fusión 3 (fase posterior a la fusión, cruces moradas) respecto a las aisladas (círculos verdes). La descripción de los contornos y cuadrantes es la misma que en la Figura 3.11. En esta fase tenemos 12 SFG's (5.1% de la muestra total de SFGs) con una $SNR \geq 3$. En general, vemos que estas galaxias no se distribuyen de manera similar a la muestra de control, lo cual se puede apreciar con un valor de p casi igual a 0 en los tres paneles.

$\Delta SFMS_i$ vs ΔSK_i (panel izquierdo): el porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su sSFR es $\sim 41.63\%$, las cuales se ubican en los cuadrantes I y II. Las galaxias que presentan un incremento en su SFE es $\sim 33.4\%$ (cuadrantes I y IV). Observamos que la mayoría de las galaxias se encuentran en el **cuadrante I**

($\sim 33.3\%$) y en el **cuadrante III** ($\sim 58.3\%$). Vemos que 7/12 galaxias son *outliers* y están en estos cuadrantes. En el cuadrante IV no se encuentra ninguna de las galaxias en esta fase 3. Todo lo anterior nos indica que en esta fase, la mayoría de las galaxias presentan una disminución en su sSFR y SFE. Lo que es contrario a las galaxias aisladas. En el **cuadrante I** hay 3 galaxias *outliers* y una dentro del contorno azul (1σ). La galaxia más atípica es NGC 0014 (ubicada en 0.942, 0.093) que también es el *outlier* más sobresaliente en los cuadrantes II de los paneles central y derecho. Lo que nos indica que tiene un exceso en su sSFR y en su SFE, pero tiene una disminución significativa en su f_{mol} . La galaxia que también es *outliers* es NGC 7625 (ubicada en 0.697, 0.761), que también es *outlier* en el cuadrante I de los paneles central y derecho, esto nos indica que presenta un exceso en su sSFR, su SFE y su f_{mol} . También otro *outlier* es la Seyfert 2 NGC 1056 (ubicada en 0.831, 0.421), que es *outlier* en los cuadrantes II de los paneles central y derecho, lo que significa que tiene un exceso en su sSFR y en su SFE pero su f_{mol} presenta una disminución. IC 0159 es una galaxia EmG que está dentro del contorno azul (ubicada en 0.331, 0.418) y se encuentra en los cuadrantes I de los paneles central y derecho, por lo que IC 0159 presenta un incremento en su sSFR, en su SFE y en su f_{mol} , estos incrementos son los esperados de acuerdo a 1σ . En el **cuadrante II** solo se encuentra la galaxia NGC 6361 (ubicada en -0.117, 0.017), que representa un $\sim 8.33\%$ de esta muestra, ésta se ubica también en el cuadrante I del panel central y en el cuadrante IV del panel derecho, lo que indica que está muy próxima a la línea de ajuste de la SFMS_i y tiene un pequeño decremento respecto a la SK_i y un pequeño exceso en su f_{mol} . En el **cuadrante III** se encuentra $\sim 58.3\%$ de estas galaxias. Hay 3 galaxias dentro del contorno azul y 4 galaxias *outliers*. Estas últimas son: la radio galaxia UGC 04240 (ubicada en -0.878, -0.741) y NGC 7787 (ubicada en -0.651, -0.581) las cuales se encuentran en los cuadrantes III de los paneles central y derecho, por lo que presentan un decremento en su sSFR y SFE pero en su f_{mol} tienen un pequeño incremento; el LINER IC1481 (ubicada en -0.733, -0.749), y el LINER UGC08107 (ubicada en -0.588, -0.502), se ubican en los cuadrante IV de los paneles central y derecho, por lo que tienen la característica de presentar una escasez en su sSFR y en su SFE pero tienen un incremento en su f_{mol} .

En el **cuadrante IV** no aparece ninguna galaxia de nuestra muestra en esta fase de fusión 3.

ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i (panel central): El porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su f_{mol} es $\sim 83.4\%$, las cuales están ubicadas en los cuadrantes I y IV, de estas galaxias $\sim 29.9\%$ presentan un incremento en su sSFR, las cuales están ubicadas en el cuadrante I. En comparación con la muestra de control, hay más galaxias con incremento en su f_{mol} pero de estas la mayoría presenta un decremento en su sSFR. Las galaxias en la fase 3 no siguen la tendencia de las aisladas, éstas se agrupan más en el cuadrante I y las de fase 3 en el **cuadrante IV**. Vemos que $\sim 58.3\%$ tienen un decremento en su sSFR pero su f_{mol} presenta un pequeño incremento. En el cuadrante III del panel izquierdo vemos que estas galaxias ($\sim 58.3\%$) presentan un decremento en su eficiencia.

ΔSK_i vs ΔMGMS_i (panel derecho): En este panel vemos que $\sim 83.4\%$ de las galaxias presentan un incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV) y de éstas $\sim 79.9\%$ presentan un decremento en su eficiencia (cuadrante IV). Con esto vemos que, en comparación con la muestra de control, en las galaxias en fase 3 hay más galaxias con incremento de f_{mol} y disminución de la SFE. Las galaxias *outliers* en cada cuadrante son las mismas que en el panel central. Vemos que para esta fase 3, la mayoría de las galaxias ($\sim 66.7\%$) se encuentran en el **cuadrante IV**, por lo que presentan una disminución en su SFE pero un incremento en su f_{mol} .

En general, de la muestra de galaxias en esta fase posterior a la fusión, $\sim 41.63\%$ presentan un incremento en su sSFR (cuadrantes I y II de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔSK_i y ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i); $\sim 33.4\%$ muestran un incremento en su SFE (cuadrantes I y IV del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i y cuadrantes I y II del ΔSK_i vs ΔMGMS_i); y $\sim 83.4\%$ tienen incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i). En estas galaxias, las variaciones que presentan son:

- ★ $\sim 33.3\%$ presentan un incremento en su sSFR y en su SFE (cuadrante I del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i), de las cuales $\sim 50\%$ presenta un incremento en su f_{mol} , las cuales se ubican en el cuadrante I del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .

- ★ $\sim 8.33\%$ presentan un incremento en su sSFR, una disminución en su SFE y un incremento en su f_{mol} , Éstas se ubican en el cuadrante II del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i y en el cuadrante IV del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .
- ★ $\sim 58.3\%$ tienen una disminución en su sSFR y en su SFE, de este porcentaje $\sim 100\%$ presentan un incremento en su f_{mol} , las cuales se ubican en el cuadrante III del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i y en el cuadrante IV del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .

A diferencia de la muestra de control, la mayoría de las galaxias en fase 3, presentan una disminución en su sSFR y en su SFE, y en su f_{mol} la mayoría presenta un incremento.

Siguiendo los resultados de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), de acuerdo a la ubicación de las galaxias en fase 3, en los diagramas de la Figura 3.14, y cómo lo explicamos en la muestra de control, encontramos:

- ★ de las galaxias que presentan un incremento en su sSFR: $\sim 20.05\%$ es impulsada por el aumento en su f_{mol} , y $\sim 60.17\%$ por su incremento en su SFE. El porcentaje restante (que presentan incremento en su sSFR), corresponde a una galaxia atípica (NGC 0014) que no entra en los intervalos de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), de la cual hablaremos en el Capítulo de discusiones.
- ★ de las galaxias que presentan un decremento en su sSFR: $\sim 100.0\%$ son impulsadas por el déficit de su SFE.

En estas galaxias, en fase 3, el porcentaje de las galaxias que presentan incremento en su sSFR, en su mayoría son impulsados por su SFE, lo mismo que en la muestra de control.

3.6.5. Residuos de las relaciones de escalas intensivas de las galaxias en fase de interacción 4

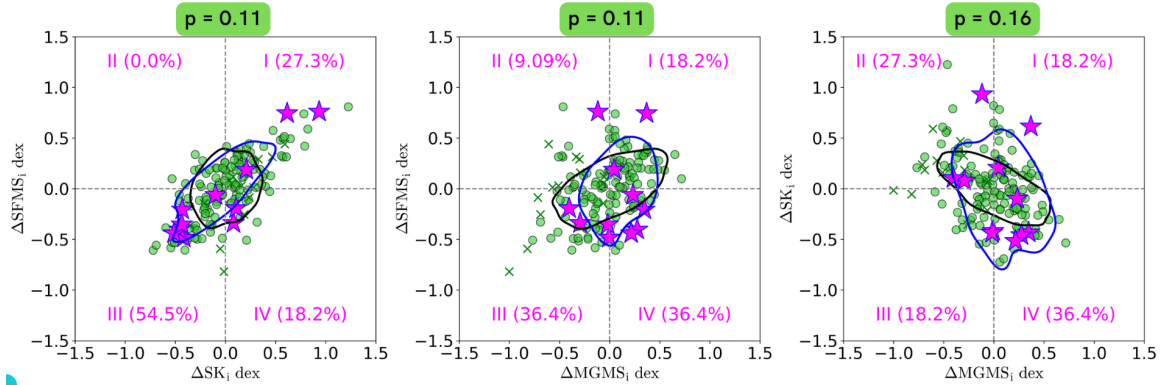


Figura 3.15: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas intensivas para las galaxias en la **fase de fusión 4** con $\text{SNR} \geq 3$ (estrellas magenta). Descripción de contornos y números romanos igual que la Figura 3.11. Las galaxias aisladas (círculos verdes) son descritas en la Subsección 3.6.1. p indica que tan significativamente igual es la distribución de esta fase con la muestra de control.

En la Figura 3.15 mostramos como se distribuyen las galaxias en fase de fusión 4 (remanentes de fusión, estrellas magentas) respecto a las aisladas (círculos verdes). La descripción de los contornos y cuadrantes es la misma que en la Figura 3.11. De nuestra muestra de SFG's, 11 ($\sim 4.7\%$) están en fase de fusión 4, por el valor de p , vemos que su distribución es diferente a la muestra de control.

ΔSFMS_i vs ΔSK_i (panel izquierdo): el porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su sSFR es $\sim 27.3\%$, las cuales se ubican en el cuadrante I. Las galaxias que presentan un incremento en su SFE es $\sim 45.5\%$ (cuadrantes I y IV). Se puede ver que la mayoría de las galaxias en esta fase se ubican en el cuadrante III ($\sim 54.5\%$) y en el cuadrante II no hay galaxias de nuestra muestra. En esta fase 4 la mayoría de las galaxias presentan un decremento en la sSFR y en la SFE, lo cual es contrario en la muestra de control. En el **cuadrante I**, donde está el $\sim 27.3\%$ de esta fase, una de las galaxias más atípicas es la tipo morfológico Sc NGC 5665 (ubicada en 0.613, 0.745), la cual está en los cuadrantes I de los paneles central y derecho. Esta galaxia presenta un exceso en su sSFR, en su SFE y en su f_{mol} . La otra más atípica es la tipo Sm UGC 06320 (ubicada en 0.933, 0.760), la cual se encuentra en los cuadrantes II

de los paneles central y derecho. Esta galaxia igual presenta un exceso en su sSFR y su SFE pero con una disminución en su f_{mol} . En el **cuadrante III** ($\sim 54.5\%$) no hay *outliers* tan marcados como en el cuadrante I, las galaxias están dentro de 1σ . La galaxia Seyfert 1 UGC 03973 (ubicada en $-0.514, -0.439$) y la galaxia Sab UGC 12633 (ubicada en $-0.459, -0.402$), ambas galaxias se encuentran en los cuadrantes IV de los paneles central y derecho, éstas presentan un decremento en su sSFR y en su SFE pero un aumento en su f_{mol} . En el **cuadrante IV** se ubica el $\sim 18.2\%$ de esta fase. La *outlier* tipo Sb NGC 1070 (ubicada en $0.080, -0.338$) y la tipo Sc UGC 04029 (ubicada en $0.104, -0.192$), se encuentran en el cuadrante III del panel central y en el cuadrante II del panel derecho. Estas galaxias presentan una disminución en su sSFR y en su f_{mol} pero un aumento en su SFE.

ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i (panel central): el porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su f_{mol} es $\sim 54.6\%$, las cuales están ubicadas en los cuadrantes I y IV, de estas galaxias $\sim 33.3\%$ presentan un incremento en su sSFR, las cuales están ubicadas en el cuadrante I. La mayoría de las galaxias ($\sim 72.8\%$, cuadrantes III y IV) presentan una escasez de su Σ_{SFR} de acuerdo a su Σ_* y de éstas el 50% tiene un exceso de f_{mol} (*cuadrante IV*). Con lo anterior vemos que el porcentaje de galaxias que presentan incremento en su f_{mol} es casi igual a la de la muestra de control, pero en esta fase 4, un porcentaje mucho menor presenta un incremento en su sSFR. Es decir, la mayoría de esta fase presenta un decremento en su sSFR.

ΔSK_i vs ΔMGMS_i (panel derecho): en este panel observamos que $\sim 54.6\%$ de las galaxias presentan un incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV) y de éstas $\sim 66.6\%$ presentan una decremento en su eficiencia (cuadrante IV). El porcentaje de galaxias que presentan incremento en la f_{mol} es un poco menor que en la muestra de control, pero de éstas las que presentan un decremento en la SFE es mayor que en las aisladas. Vemos que las galaxias en esta fase 4, se agrupan más en el **cuadrante IV** ($\sim 36.4\%$), en este cuadrante las galaxias presentan un incremento en su f_{mol} pero una disminución en su SFE.

En la muestra de galaxias en esta fase de remanente de fusión, $\sim 27.3\%$ presentan un incremento en su sSFR (cuadrantes I y II de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔSK_i

y ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i); $\sim 45.5\%$ tienen un incremento en su SFE (cuadrantes I y IV del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i y cuadrantes I y II del ΔSK_i vs ΔMGMS_i); y $\sim 54.6\%$ presentan incremento en su f_{mol} (cuadrantes I y IV de los diagramas ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i). En general, las variaciones que presentan estas galaxias son:

- ★ $\sim 27.3\%$ presentan un incremento en su sSFR y en su SFE (cuadrante I del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i), de las cuales $\sim 66.6\%$ presenta un incremento en su f_{mol} , las cuales se ubican en el cuadrante I del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .
- ★ $\sim 54.5\%$ tienen una disminución en su sSFR y en su SFE (cuadrante III del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i), de este porcentaje $\sim 66.6\%$ presentan un incremento en su f_{mol} , éstas se ubican en el cuadrante IV del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .
- ★ $\sim 18.2\%$ presentan una disminución en su sSFR, un incremento en su SFE y una disminución en su f_{mol} . Estas galaxias se ubican en el cuadrante IV del diagrama ΔSFMS_i vs ΔSK_i y en el cuadrante II del diagrama ΔSK_i vs ΔMGMS_i .

A diferencia de la muestra de control, la mayoría de las galaxias en esta fase 4 presentan una disminución en su sSFR y en su SFE, y La mayoría presenta un incremento en su f_{mol} .

Siguiendo los resultados de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), de acuerdo a la ubicación de las galaxias en los diagramas de la Figura 3.15, y cómo lo explicamos en la muestra de control, encontramos:

- ★ de las galaxias que presentan incremento en su sSFR: $\sim 100\%$ es impulsada por el aumento en su SFE.
- ★ de las galaxias que presentan un decremento en su sSFR: $\sim 62.51\%$ es impulsada por el déficit de su SFE y $\sim 37.49\%$ por la disminución de su f_{mol} .

Al igual que en la muestra de control, en estas galaxias la mayoría de las que presentan un incremento o decremento en su sSFR es impulsada por la SFE, solo que en esta fase los porcentajes son más elevados.

Capítulo 4

Discusión

4.1. Comparación con observaciones previas

En la literatura encontramos que el estudio de [Pan et al. \(2018\)](#), es de una muestra de 58 galaxias en interacción ($r_p < 70$ kpc), con mediciones directas de gas molecular. En sus resultados encontraron que la mayoría de las galaxias presentan un incremento en su SFR y en su f_{mol} . Este incremento es de 2.5 veces en comparación con 154 galaxias de control. Esto difiere de nuestros resultados, como lo hemos mencionado anteriormente, nuestra muestra de galaxias en interacción ($r_p < 160$ kpc) no presentan un incremento tan alto respecto a nuestra muestra de control. En el panel (a) de la Figura 4.1 mostramos uno de los resultados del trabajo de [Pan et al. \(2018\)](#) donde el recuadro amarillo en cada cuadrante indica el porcentaje de galaxias en dicho cuadrante, en los paneles (b) y (c) se encuentran los resultados de nuestras muestras en la fase 1 y 2, respectivamente. En el trabajo de [Pan et al. \(2018\)](#) la mayoría de las galaxias se ubican en el cuadrante I, y en nuestra muestra de galaxias en la fase 1 y fase 2 la mayoría se ubican en el cuadrante IV, es decir, en ambos estudios la mayoría de las galaxias presentan un incremento en su fracción de gas molecular, pero a diferencia de las galaxias en pares de [Pan et al. \(2018\)](#) nuestras muestras no presentan un incremento tan alto ni en su SFE, ni en su sSFR. Entre los estudios de [Pan et al. \(2018\)](#) y los presentados en esta tesis hay varias diferencias, tanto en la muestra como en el procedimiento. Respecto a la muestra, nosotros utilizamos

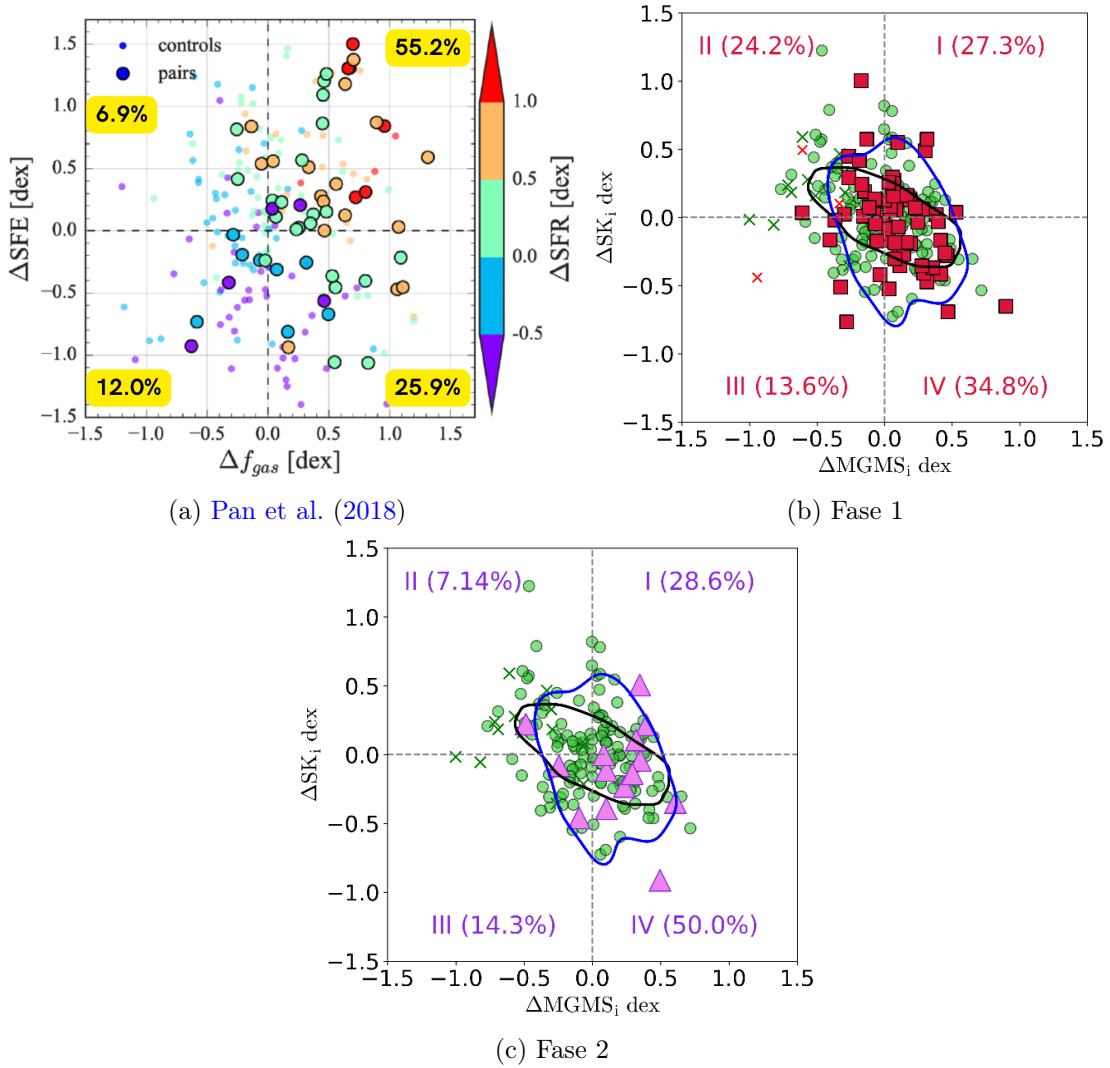


Figura 4.1: En el panel (a) mostramos el diagrama ΔSFE vs Δf_{gas} del estudio de Pan et al. (2018), para más detalles ver la figura 1.10. En el panel (b) se muestran las galaxias en interacción (cuadrados rojos), para más detalles ver la Figura 3.12. En el panel (c) mostramos las galaxias en la fase 2 (triángulos rosas), ver Figura 3.13. En el panel (c) y (d) se muestran las galaxias aisladas (muestra de control) en círculos verdes.

mediciones de la SFR y M_{\star} de espectroscopia de campo integral de CALIFA, y mediciones del gas molecular de APEX y CARMA, las cuales fueron derivadas en la región central, a la apertura del beam de APEX, usando la función W_T que considera las resoluciones de APEX, CARMA y CALIFA para que sean comparables dichas propiedades. También para las derivaciones del α_{CO} se utilizaron las mediciones de CALIFA (metalicidad y masa estelar), como lo explicamos en el Capítulo 2. En la muestra de Pan et al. (2018), usaron las mediciones globales de la SFR y M_{\star} , tomadas

del catalogo MPA-JHU DR7, las cuales usan fotometría. Las mediciones de la masa de gas molecular son de cuatro catastros diferentes: JCMT PI, JINGLE, JINGLE y xCOLD GASS (ver Subsección 1.3.1). En las galaxias que tenían mediciones de SFR y M_{\star} mayores a la cobertura del beam de cada telescopio (dependiendo del catastro), utilizaron una corrección por apertura de las mediciones del CO para estimar el CO global en cada galaxia, tanto en sus pares como en su muestra de control (Pan et al., 2018). En esta tesis, nosotros derivamos las variaciones de la SFR, SFE y f_{mol} a partir del mejor ajuste de las relaciones de escala (ver Sección 3.6). Pan et al. (2018) para determinar las variaciones de dichas propiedades, compararon cada galaxia con la media de las galaxias aisladas, estas últimas son solo de xCOLD GASS. Por lo anterior, consideramos que se requieren realizar más estudios de muestreos grandes de galaxias en interacción, con datos resueltos tanto para la SFR, la M_{\star} como para la M_{mol} con el fin de poder determinar cómo se comportan estas propiedades en el centro y en las regiones externas de las galaxias en pares.

Por otro lado, Violino et al. (2018) estudiaron una muestra de 11 galaxias de xCOLD GASS con derivaciones de la SFR del catálogo MPA/JHU. A diferencia del estudio de Pan et al. (2018), su corrección fue realizada a la SFR a la apertura del telescopio milimétrico del IRAM. Violino et al. (2018) concluyen que para su muestra (en nuestra clasificación corresponderían a las fases 1 y 2), tanto las interacciones como los procesos internos pueden conducir a un incremento del gas molecular y a la disminución de los tiempos de agotamiento, ya que las M_{mol} y f_{mol} en los pares de galaxias son consistentes con las aisladas cuyas SFR presentan los mismos incrementos (ver figura 1.11), es decir, se encuentran galaxias tanto aisladas como en interacción con los mismos incrementos de gas molecular. Lo que es coherente con nuestros resultados.

Kaneko et al. (2022) usando datos resueltos a escalas de kpc, estudiaron el comportamiento de estas tres propiedades. Su muestra es de 4 pares de galaxias, comparada con nuestra clasificación corresponde a la fase 2. Uno de sus resultados es que de manera global la sSFR y SFE no presentan incrementos significativos (comparadas con su muestra de control), ver figura 1.8. A escalas de kpc se presentan incrementos

en la fracción de gas molecular y picos en la SFE en ciertas regiones (ver Sección 1.3.1 y figura 1.9). Sus resultados de las propiedades integradas concuerdan con nuestros resultados.

4.2. Comparación con simulaciones

Una de las simulaciones numéricas más recientes son las de [Moreno et al. \(2021\)](#), como lo explicamos en la Sección 1.3.2, son enfocadas en el kilopársec central de galaxias en pares con separaciones proyectadas de $20 < r_p < 120$ kpc. En esta tesis de acuerdo a nuestra clasificación corresponderían a las fases 1 y 2 (ver Sección 2.6). Es importante resaltar que estas simulaciones son para galaxias tipo MW, de una relación de masas 2.5 a 1, donde se varían sus parámetros de impacto, y en nuestras muestras las galaxias que interactúan y se fusionan tienen diferentes tipos morfológicos y relaciones de masas aproximadamente menores a 2:1. Sin embargo, estas simulaciones son actuales y uno de sus resultados son parecidos a nuestro trabajo desarrollado, por lo que comparamos dichos resultados.

En la figura 1.16, vemos que en los resultados de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), la mayoría de las galaxias primarias y secundarias se ubican en los cuadrantes I y IV. En estos cuadrantes, respecto a las simulaciones de las galaxias aisladas, los porcentajes de galaxias que presentaron un incremento en la masa de gas molecular son: 85.4% de las primarias y 89.3% de las secundarias. Formalmente no podríamos comparar nuestra muestra de galaxias aisladas con las simulaciones, pero dado que su distribución es muy similar a nuestra muestra de galaxias en interacción, como lo mencionamos en la Sección 3.6.2, las comparamos cualitativamente con dichas simulaciones. Notamos que tanto en las aisladas como en las fase 1, las galaxias que presentan un incremento de su f_{mol} no es tan marcado como en estas simulaciones: $\sim 55.4\%$ y $\sim 62.1\%$ para fase 0 y fase 1, respectivamente, y en la fase 2 $\sim 78.6\%$ presentan incremento en su f_{mol} . A fin de tener una mejor comparación entre las simulaciones y nuestros resultados, en la Figura 4.2, en el panel (a) están los resultados de las simulaciones de la galaxia primaria, en el panel (b) nuestra muestra de galaxias

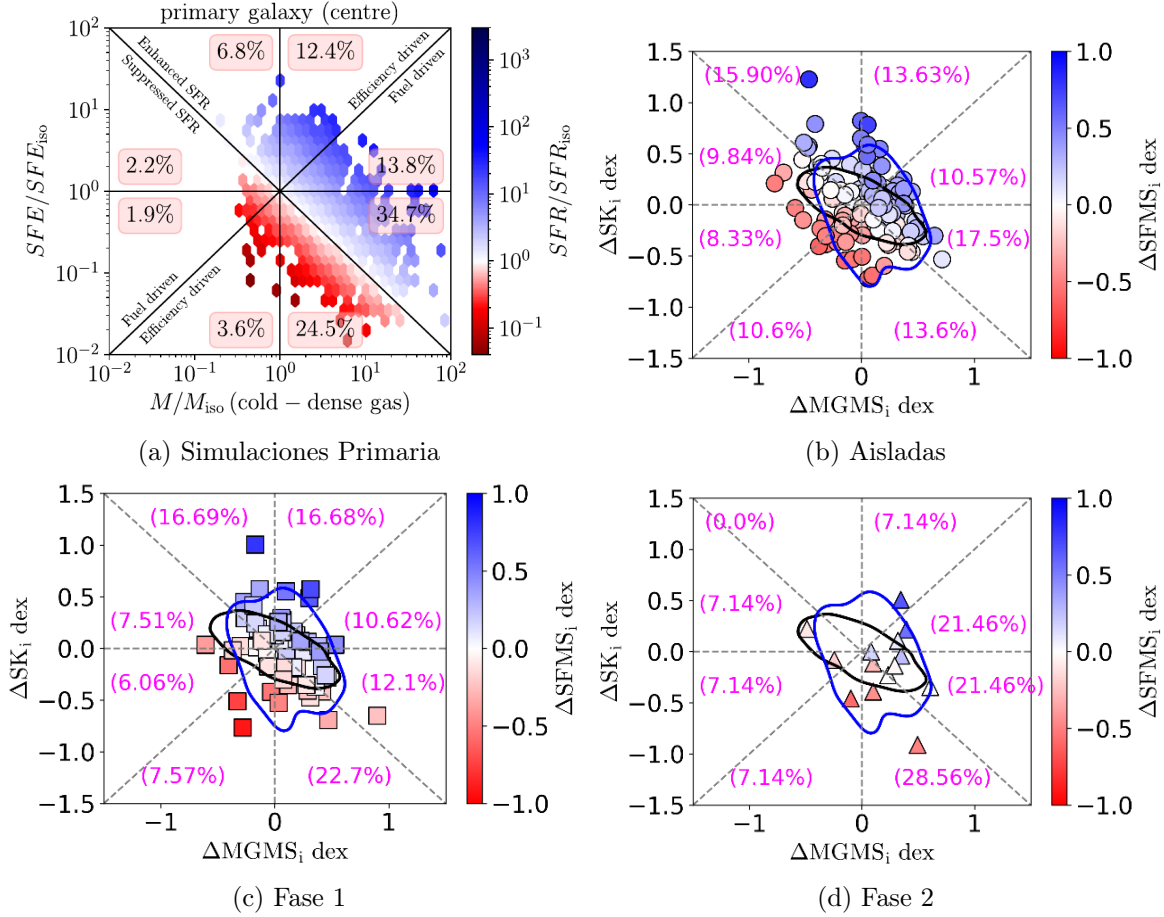


Figura 4.2: A manera de comparar las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#) con nuestros resultados, en el panel (a) se encuentran los resultados de las simulaciones de la galaxia primaria (ver figura 1.16, para más detalles). En el panel (b) se muestran las galaxias aisladas (círculos), para más detalles ver la Figura 3.11. En el panel (c) se muestran las galaxias en interacción (cuadrados), para más detalles ver la Figura 3.12. En el panel (d) mostramos las galaxias en la fase 2 (triángulos), ver Figura 3.13. En el panel (b), (c) y (d) se muestran las barras de colores que indican la $\Delta SFMS_i$ de cada fase. Cada panel está dividido por regiones triangulares que indican el porcentaje de galaxias en dichas regiones.

aisladas, en el panel (c) nuestros resultados de las galaxias en interacción y en el panel (d) nuestros resultados de las galaxias en fusión activa. En nuestros resultados colocamos las mismas ocho regiones que en las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), donde indicamos los porcentajes de las galaxias en cada zona. En nuestras muestras el porcentaje de galaxias que presentaron incrementos en sus sSFR son: $\sim 57.5\%$, $\sim 56.0\%$ y $\sim 42.9\%$ para las fases 0 (aisladas), fase 1 y fase 2, respectivamente. En las simulaciones $\sim 67.7\%$.

Con base en lo anterior, de nuestra muestra en las fases 1 y 2, un mayor porcentaje

de galaxias presentan un incremento en su f_{mol} , pero a diferencia de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), un menor porcentaje de galaxias presentan un incremento en su sSFR. Otra diferencia importante, es que de las galaxias aisladas y en interacción que presentan incrementos en su sSFR, la mayoría es impulsada por la eficiencia, y en las simulaciones la mayoría es impulsada por la cantidad de gas molecular. Solo en nuestra muestra de galaxias en fase 2 la mayoría de las galaxias que presentan incrementos en su sSFR son impulsadas por la f_{mol} , igual que en las simulaciones.

En nuestras muestras hay dos galaxias muy atípicas: NGC 3773 de la muestra de control (ver cuadrante II del panel (b) de la Figura 4.2) y UGC 6320 de la fase 1, la cual se muestra en la Figura 4.2, en el cuadrante II del panel (c). Estas dos galaxias presentan el mayor incremento en sus sSFRs y en sus SFEs, de sus respectivas muestras, pero tienen un decremento en sus f_{mol} . En la Figura 4.2 se puede apreciar que ambas galaxias se salen del intervalo de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#). Esto nos indica que hubo un fenómeno que hizo más eficiente la formación estelar aun teniendo un déficit de la f_{mol} . En la galaxia aislada la eficiencia y decremento del gas molecular es mayor que en la galaxia en fase 1. Lo anterior nos puede indicar que el incremento en la formación estelar, aun cuando hay un decremento del gas molecular, puede ser debido a procesos internos de la galaxia que hacen más eficiente la formación estelar y no tanto a la interacción galáctica. Esto requiere ser analizado con más detalle, para determinar la causa de tal incremento de la sSFR, lo cual puede ser estudiando de manera resuelta esta galaxia para analizar la distribución del gas y compararla con galaxias en interacción.

NGC 4676A es el *outlier* más sobresaliente de las galaxias en fase 2, y de la muestra de control. Ésta se puede ver en el panel (d) de la Figura 4.2, en la parte inferior del cuadrante IV. NGC 4676A está en fusión con NGC 4676B, ambas tienen masas estelares globales del mismo orden de magnitud ($10^{10} M_{\odot}$) y sus núcleos se encuentran separados a ~ 27 kpc. Este par de galaxias coincide con las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), donde el decremento en su formación estelar es conducida por la falta de eficiencia. Esto se puede ver por la ubicación de ambas galaxias en la región inferior del cuadrante IV, lo que es similar a las simulaciones de [Moreno et al.](#)

(2021).

En las galaxias que están en la fase 3, NGC 0014 es el *outlier* más sobresaliente, éste se ubica en el panel derecho de la Figura 3.14, en el cuadrante II. Aquí se puede observar que es el más sobresaliente, incluso de la muestra de control ya que es la galaxia que presenta el mayor decremento en su f_{mol} (de la muestra total), pero aun así tiene una eficiencia muy alta que hace que presente un pequeño incremento en su formación estelar. NGC 0014 se sale del intervalo de las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#), es decir, de sus simulaciones ninguna galaxia presenta incremento en su SFR y en su SFE con tanta disminución en la cantidad de gas molecular. Lo anterior puede ser debido a que se encuentra en la fase 3, donde puede estar en un tiempo en que transita a la fase 4, donde las galaxias presentan un incremento menor en su SFR (comparado con sus fases anteriores) y empieza a disminuir su cantidad de gas molecular, como lo muestran las simulaciones de [Lotz et al. \(2008\)](#).

Como ya lo hemos mencionado, las simulaciones de [Moreno et al. \(2021\)](#) son en el kilopársec central de pares con razones de masas estelares 2.5:1 y separaciones proyectadas menores a 120 kpc, en nuestra muestra la relación de masas estelares es aproximadamente de 2:1 en $\sim 1 R_{\text{eff}}$ y con $r_p < 160$ kpc, por tal motivo un futuro estudio sería una muestra más amplia y filtrada a estos parámetros y ver su comportamiento respecto a las simulaciones.

En esta comparación se muestra la diferencia entre las tendencias esperadas por las simulaciones y aquellas medidas observacionalmente. Nuestros resultados indican que en la naturaleza se pueden encontrar incrementos o decrementos superiores a aquellos esperados en las simulaciones. Aun más, estos *outliers* pueden provenir de galaxias sin signos evidentes de interacción o fusión.

Capítulo 5

Conclusiones

En esta tesis nos enfocamos en estudiar el impacto que tienen las interacciones/fusiones en el centro de las galaxias, respecto a su gas molecular y a su formación estelar. Realizamos las relaciones de escala SFMS, SK y MGMS, con nuestra muestra de 418 galaxias de APEX-CALIFA y EDGE-CALIFA para las propiedades extensivas e intensivas derivadas en la cobertura del beam de APEX, ~ 26.3 arcsec (ver Figuras 3.2 y 3.3). Las relaciones de escala extensivas e intensivas presentaron comportamientos similares. Por otro lado, generamos un conjunto de datos aleatorios alrededor del mejor ajuste de dichas relaciones de escala (SFMS, SK, MGMS), en el mismo intervalo de los observables (M_{\star} , M_{mol} y SFR), ver Figuras 3.4 y 3.5.

Utilizando los mejores ajustes de las relaciones de escala, anteriormente mencionadas, obtuvimos los residuos para cada una de éstas (ΔSFMS_i , ΔSK_i y ΔMGMS_i). En la Sección 3.4 comparamos las distribuciones de dichos residuos con los cocientes de cada una de las relaciones de escala (sSFR, SFE y f_{mol}), usando los dos tipos de observables (extensivos Figura 3.6 e intensivos Figura 3.7). Aquí encontramos que usando las propiedades intensivas, los residuos y cocientes son proporcionales con una pendiente cercana a 1, y presentan un coeficiente de correlación cercano a uno: ΔSFMS_i vs sSFR_i ($r=0.94$), ΔSK_i vs SFE_i ($r=0.94$) y ΔMGMS_i vs f_{mol}^i ($r=0.94$). Este no es el caso para las propiedades extensivas, donde encontramos correlaciones y pendientes más bajas (ver Tabla 3.2). Estos resultados sugieren que, a diferencia de las propiedades extensivas, al normalizar los parámetros por el área observada

(propiedades intensivas), se mitiga el efecto de la distancia al estimar el mejor ajuste de una relación de escala. Por tal motivo decidimos usar propiedades intensivas para continuar con nuestro análisis, también considerando que éstas se cumplen a diferentes escalas (Sánchez et al., 2021b). Nuestro análisis también nos muestra que los cocientes de los observables, que estamos usando para estas relaciones de escala son, a primer orden, independientes de la escala.

Los cocientes parecen tener una correlación significativa entre si: sSFR vs SFE, sSFR vs f_{mol} y SFE vs f_{mol} (ver Figuras 3.8 y 3.9). Estos resultados concuerdan con estudios previos (Lin et al., 2020; Ellison et al., 2020). Sin embargo, usando los datos aleatorios (mock-data) encontramos relaciones similares entre los cocientes. Esto es una fuerte indicación de que dichas correlaciones entre los cocientes pueden no tener un origen físico. Por ejemplo, resultados similares se han encontrado usando datos espacialmente resueltos (Sánchez et al., 2021b). Lo anterior aplica igual para las relaciones de los residuos: ΔSFMS vs ΔSK , ΔSFMS vs ΔMGMS y ΔSK vs ΔMGMS (ver Figura 3.10)

Con base en los resultados anteriores, construimos las distribuciones de las muestras en las distintas fases de fusión y de control en los diagramas: ΔSFMS_i vs ΔSK_i , ΔSFMS_i vs ΔMGMS_i y ΔSK_i vs ΔMGMS_i que se muestran en la Figura 3.10 y que son equivalentes a la distribución de los cocientes (Figura 3.9). Además, estos resultados (la existencia de posibles relaciones espurias entre los residuos o cocientes) nos muestran que es necesario hacer un análisis comparativo entre las muestras para distintas fases de fusión y para la muestra de control. Con la ubicación de los residuos de las galaxias en cada fase de fusión, en los diagramas anteriormente mencionados, podemos saber como varían (exceso o déficit) la sSFR, la SFE y la f_{mol} de dichas galaxias, respecto a la muestra de control, como lo explicamos en la Sección 3.6. Después de analizar los residuos de cada fase de fusión, y comparándolos con la muestra de control (fase 0-galaxias aisladas) encontramos:

- ★ En nuestra muestra de SFGs aisladas (132 con $\text{SNR} \geq 3$), encontramos aproximadamente el mismo número de galaxias con exceso y déficit en su sSFR, en su SFE y en su f_{mol} , (incrementos: sSFR $\sim 57.5\%$, SFE $\sim 50.0\%$ y $f_{\text{mol}} \sim 55.4\%$).

Este resultado es de esperarse debido a que la mayor fracción de nuestra muestra son galaxias aisladas, por lo tanto, por construcción la mitad de la muestra tiene un exceso y la otra mitad un déficit de estas propiedades. En las galaxias que presentan incremento en su sSFR, $\sim 51.3\%$ es impulsada por su incremento en su SFE, es decir, su SFE domina sobre su f_{mol} (ver Sección 3.6.1).

★ En las galaxias en fase de fusión 1 (pre-fusión, 66 con $\text{SNR} \geq 3$) el comportamiento es similar a lo que ocurre con la muestra de control. No observamos un incremento significativo en el número de galaxias (respecto a las aisladas) que presentan un aumento en su sSFR ($\sim 56.0\%$ vs $\sim 57.5\%$) o en su SFE ($\sim 51.4\%$ vs $\sim 50.0\%$). Sin embargo, observamos un aumento en el porcentaje de galaxias que presentan un exceso en su f_{mol} ($\sim 62.1\%$ vs $\sim 55.4\%$). A diferencia de estudios anteriores que muestran un incremento en la SFR para galaxias en esta fase (Patton et al., 1997; Ellison et al., 2008; Scudder et al., 2012; Patton et al., 2011; Ellison et al., 2013; Pan et al., 2018), nosotros encontramos un leve incremento en la f_{mol} , pero no encontramos un incremento significativo en la sSFR ni en la SFE. Estos resultados indican que el efecto de las fuerzas de mareas debidas a la interacción, en la mayoría de las galaxias, incrementan la cantidad de gas en el centro de las galaxias más no en la formación estelar. En las galaxias que en esta fase presentan incremento en su sSFR, $\sim 59.49\%$ es impulsada por su incremento en su SFE que domina sobre su f_{mol} (ver Sección 3.6.2).

★ En las galaxias en fase 2 (fusión activa, 14 con $\text{SNR} \geq 3$), encontramos que $\sim 78.6\%$ de las galaxias presentan un incremento en su f_{mol} , que es 1.4 veces más galaxias que en las aisladas ($\sim 55.4\%$). También encontramos que en esta fase, un porcentaje menor de galaxias (en comparación con la muestra control) presentan un incremento en su sSFR ($\sim 42.9\%$ vs $\sim 57.5\%$) y en su SFE ($\sim 35.74\%$ vs $\sim 50.0\%$). En las galaxias que presentan incremento en su sSFR, $\sim 83.35\%$ es impulsada por su incremento en su f_{mol} , es decir, su f_{mol} domina sobre su SFE (ver Sección 3.6.3).

- ★ En la muestra de galaxias en fase 3 (posterior a la fusión, 12 con $\text{SNR} \geq 3$), encontramos que $\sim 83.4\%$ de las galaxias presentan un incremento en su f_{mol} , que es 1.5 veces más galaxias que en la muestra control ($\sim 55.4\%$). También encontramos que en esta fase, un porcentaje menor de galaxias presentan un incremento en su sSFR ($\sim 41.6\%$ vs $\sim 57.5\%$) y en su SFE ($\sim 33.4\%$ vs $\sim 50.0\%$). En esta fase, de las galaxias que presentan incremento en su sSFR, $\sim 60.17\%$ es impulsada por su incremento en su SFE es decir, ésta domina sobre su f_{mol} (ver Sección 3.6.4).
- ★ En las galaxias en fase 4 (remanente de fusión, 11 con $\text{SNR} \geq 3$), encontramos que $\sim 54.6\%$ de las galaxias presentan un incremento en su f_{mol} , lo que es muy similar a la muestra de control ($\sim 55.4\%$). Asimismo encontramos que en esta fase, un porcentaje menor de galaxias presentan un incremento en su sSFR ($\sim 27.3\%$ vs $\sim 57.5\%$) y en su SFE ($\sim 45.5\%$ vs $\sim 50.0\%$). Las galaxias en fase 4 que presentan incremento en su sSFR, $\sim 100.0\%$ es impulsada por su incremento en su SFE que domina sobre su f_{mol} (ver Sección 3.6.5).

En general, encontramos que en nuestra muestra, poco más de la mitad de las galaxias aisladas presentan un incremento en su sSFR, en su f_{mol} y en su SFE. En las fases 1, 2, 3 y 4 el porcentaje de galaxias que presentan un incremento en su sSFR va disminuyendo ($\sim 56.0\%$, $\sim 42.9\%$, $\sim 41.6\%$ y $\sim 27.3\%$, respectivamente). En el incremento de su f_{mol} el porcentaje va aumentando en las fases 1, 2 y 3 ($\sim 62.1\%$, $\sim 78.6\%$ y $\sim 83.4\%$), y en la fase 4 es casi igual al porcentaje de las aisladas ($\sim 54.6\%$). El porcentaje de galaxias que presenta un incremento en su SFE es menor a las galaxias aisladas en las fases 2, 3 y 4 ($\sim 35.7\%$, $\sim 33.4\%$ y $\sim 45.5\%$), en la fase 1 es muy cercano al porcentaje de las aisladas ($\sim 51.4\%$). El mecanismo que domina para impulsar la formación estelar es la SFE en las galaxias aisladas y en las fases 1, 3 y 4, en la fase 2 domina la cantidad de gas molecular.

Nuestros resultados indican que en la mayoría de las galaxias, el efecto de las fuerzas de mareas debidas a la interacción/fusión incrementan la cantidad de gas molecular en el centro de las galaxias, lo cual es debido a que los torques gravitacio-

nales eliminan el momento angular del gas impactado en las galaxias involucradas, moviéndolo hacia el centro. Este gas al estar más denso es más fácil que sufra un enfriamiento radiativo y se convierta en gas molecular. Dicho lo anterior, encontramos el efecto primario indicado en las simulaciones de interacciones/fusiones, pero el incremento de la formación estelar no se encuentra en la mayoría de nuestras muestras, al contrario se encuentra una disminución. Estos resultados sugieren que hay suficiente gas molecular, pero en la mayoría de las galaxias, la SFE es más baja de la esperada, lo que hace que no se presente un incremento significativo en la formación estelar, lo cual puede deberse a que el gas molecular tiene mucha turbulencia, por lo que no permite que colapsen las nubes moleculares para formar estrellas. Con lo anterior concluimos que un incremento en la reserva de gas molecular no es condición suficiente para incrementar la formación estelar en las galaxias en interacción/fusión.

5.1. Investigaciones futuras

En esta tesis nos enfocamos en explorar cómo se comportan la sSFR, la SFE y la f_{mol} , en el centro de las galaxias con formación estelar, en diferentes fases de fusión, pero también haciendo uso de los datos de APEX/EDGE-CALIFA podemos explorar más propiedades de estas galaxias en interacción/fusión, que nos ayudaran a entender el impacto de éstas en la formación y evolución de galaxias. A continuación escribimos de manera breve algunos de los proyectos que pensamos continuar con dichos datos:

- ★ En la Sección 1.3.1 vimos que diferentes estudios han encontrado que la metalicidad en la parte central de las galaxias en fusión es menor, en comparación con galaxias aisladas de control. Esto se atribuye a la caída de gas menos metálico hacia el centro de dichas galaxias. Se ha encontrado que la metalicidad disminuye más conforme la separación proyectada de los pares es más pequeña (e.g., [Scudder et al., 2012](#); [Ellison et al., 2013](#)). Por otro lado [Barrera-Ballesteros et al. \(2015a\)](#) encontraron que la metalicidad en el centro de su muestra de galaxias, en diferentes fases de fusión, es similar a su muestra de control. Con lo anterior,

un tema a investigar es cómo afectan las interacciones/fusiones a la metalicidad central de las galaxias en cada fase de fusión, es decir, determinar si se diluyen o no los metales debido a las interacciones/fusiones. Así como explorar si existe una posible relación entre la luminosidad de CO y M_{\star} con la metalicidad de estas galaxias, por ejemplo, ver cómo cambia la metalicidad para una L_{CO} y una M_{\star} dada en galaxias en diferentes fases de fusión.

- ★ Se ha encontrado que el número de AGNs aumenta en pares cercanos cuya separación proyectada es menor a 10 kpc (e.g., [Ellison et al., 2011](#); [Satyapal et al., 2014](#)), y se sugiere que la actividad del AGN ocurre mucho antes de la coalescencia final ([Ellison et al., 2011](#)). También se ha encontrado que hay una mayor actividad de los AGNs en la fase de post-fusión ([Ellison et al., 2013](#)). Con base en lo anterior, un trabajo a futuro es estudiar el número de AGNs, en cada fase de fusión, para analizar el impacto de las interacciones/fusiones en dichos AGNs. Este estudio se puede llevar a un plano más general, estudiando la población de AGNs en toda la muestra de galaxias APEX-CALIFA. El objetivo de este estudio sería explorar si las interacciones/fusiones tienen algún impacto en la actividad nuclear (e.g., [Ellison et al., 2021](#)).
- ★ En este trabajo nos concentramos en explorar las propiedades integradas dadas por la muestra APEX/EDGE-CALIFA, sin embargo, usando el calibrador entre el gas molecular y el polvo medido mediante el decremento Balmer ([Barrera-Ballesteros et al., 2020](#)) podemos tener una estimación de los mapas de gas molecular en galaxias sin observaciones de CO. Así, utilizando los datos espacialmente resueltos podemos generar perfiles radiales de la SFR, la M_{\star} y de la f_{mol} , por cada fase de fusión, hasta aproximadamente un radio efectivo. Esto es con el fin de estudiar cómo varían estas propiedades, por ejemplo, determinar si los perfiles de la SFE se aplanan o no, debido a las interacciones/fusiones, ya que como lo muestra [Sánchez \(2020\)](#), los perfiles radiales de la SFE en galaxias con formación estelar tienen una pendiente negativa.
- ★ Por medio de síntesis de poblaciones estelares, se puede realizar la historia de

formación estelar, donde se pueden comparar las historias de formación estelar en cada fase, para intentar saber cómo influyeron las fusiones en la evolución galáctica.

- ★ ~40% de nuestra muestra total son galaxias retiradas ($EW(H\alpha) < 6 \text{ \AA}$), por lo que un trabajo a futuro es estudiar cómo se comporta la fracción de gas molecular en dichas galaxias, en las distintas fases de fusión.

Apéndice A

Clasificación morfológica de las fases de fusión

A continuación presentamos la clasificación de las 482 galaxias de nuestra muestra original, todas tomadas del muestreo de CALIFA. 305 con mediciones de CO por APEX y 177 por CARMA. Para cada galaxia se muestra: su nombre como se encuentra en la base de CALIFA, el telescopio con el que se realizó la medición de la línea de CO, la configuración del telescopio milimétrico (D+E o E), la posición centrada (c) o no centrada (o) en la galaxia, la tasa de señal-ruido ($\text{SNR} > 3$ se denota con Y), tipo morfológico, M_{\star} global, SFR global, fase de fusión (0-galaxias aisladas, 1-pre fusión, 2-fusión activa, 3-posterior a la fusión, 4-remanente de fusión) y observaciones. En esta última columna para las galaxias que clasificamos en la fase 1 y 2 colocamos el nombre de su compañera.

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|----|--------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|---|
| 1 | ARP180 | APEX | SD | c | Y | Scd | 2,74E+10 | 9,77E-02 | 3 | |
| 2 | BKD2008WR346 | APEX | SD | c | N | E3 | 9,42E+08 | 6,32E-02 | 0 | |
| 3 | CGCG429-012 | APEX | SD | c | N | E6 | 3,21E+10 | 6,72E-03 | 0 | |
| 4 | CGCG476117 | APEX | SD | o | Y | Sbc | 3,07E+10 | 1,88E+00 | 1 | Galaxy in Group of Galaxies, in pair with CGCG 476-117B |
| 5 | ESO539-G014 | APEX | SD | c | N | Scd | 2,14E+10 | 4,96E-01 | 0 | 0 o 4 |
| 6 | ESO540-G003 | APEX | SD | c | Y | Sb | 2,20E+10 | 4,89E-01 | 0 | 1 o 2 with 6dFGS gJ003538.3-200736 |
| 7 | GIN010 | APEX | SD | c | N | E | 3,81E+11 | 5,41E-01 | 1 | in pair with WISEA J004300.63-091346.3 (NED) |
| 8 | IC0159 | APEX | SD | c | Y | Sdm | 1,14E+10 | 1,38E+00 | 3 | |
| 9 | IC0208 | APEX | SD | c | N | Sbc | 1,75E+10 | 3,59E-01 | 1 | in pair with NGC 825 |
| 10 | IC0307 | APEX | SD | c | Y | Sab | 1,33E+11 | 1,88E+00 | 0 | |
| 11 | IC0485 | APEX | SD | c | Y | Sab | 1,27E+11 | 1,37E+00 | 1 | in pair with CGCG 148-085 (NED) |
| 12 | IC0776 | APEX | SD | c | N | Sdm | 2,37E+09 | 3,07E-01 | 0 | Parece Irr pero no se considera en estado 3 (e.g., ARP220, NGC2623) |
| 13 | IC0994 | APEX | SD | c | N | S0a | 1,47E+11 | 5,38E-03 | 1 | in pair with IC 993 |
| 14 | IC1078 | APEX | SD | c | Y | Sb | 6,97E+10 | 2,01E+00 | 1 | in pair with IC 1079 |
| 15 | IC1079 | APEX | SD | c | N | E4 | 2,17E+11 | 1,29E-02 | 1 | in pair with IC 1078 |
| 16 | IC1481 | APEX | SD | c | Y | Sd | 6,92E+10 | 9,60E-02 | 3 | |
| 17 | IC1528 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 2,79E+10 | 1,60E+00 | 0 | |
| 18 | IC1602 | APEX | SD | c | Y | E2 | 6,55E+11 | 1,18E-01 | 0 | |
| 19 | IC1755 | APEX | SD | c | N | Sb | 1,13E+11 | 4,77E-01 | 1 | in pair Z 438-8 (SIMBAD) CGCG 438-008 (NED) |
| 20 | IC2095 | APEX | SD | c | N | Sc | 1,21E+09 | 1,90E-01 | 0 | in pair with LEDA 1049032 (No data). In case of no z_spec info leave as 0 |
| 21 | IC2098 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,34E+10 | 1,91E-01 | 0 | |
| 22 | IC2101 | APEX | SD | c | Y | Scd | 2,98E+10 | 3,19E+00 | 0 | |
| 23 | IC2341 | APEX | SD | c | N | E6 | 5,84E+10 | 2,01E-02 | 1 | in pair with IC 2339/IC 2338 |
| 24 | IC2361 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 6,31E+09 | 1,88E-01 | 1 | in pair with UGC 4395 |
| 25 | IC2407 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 3,73E+11 | 3,61E+00 | 0 | |
| 26 | IC2481 | APEX | SD | c | Y | Scd | 2,05E+10 | 2,05E+00 | 0 | |
| 27 | IC3065 | APEX | SD | c | N | E5 | 1,12E+09 | 9,75E-05 | 0 | pero esta cerca de IC 3077 dif vel 466 km/s |
| 28 | IC3586 | APEX | SD | c | N | E6 | 1,47E+09 | 3,02E-04 | 0 | |
| 29 | IC3598 | APEX | SD | c | N | S0 | 9,97E+10 | 6,92E-01 | 0 | 0 o 4 |
| 30 | IC3631 | APEX | SD | c | N | S0a | 8,40E+09 | 3,73E-03 | 0 | |
| 31 | IC3652 | APEX | SD | c | N | E0 | 1,23E+08 | 1,14E-04 | 1 | in pair with IC 3653 |
| 32 | IC3918 | APEX | SD | c | N | Sc | 5,88E+09 | 1,42E+00 | 0 | 3 o 0 |
| 33 | IC4215 | APEX | SD | c | Y | Sb | 2,88E+10 | 8,93E-02 | 0 | |
| 34 | IC4534 | APEX | SD | c | N | S0a | 8,53E+10 | 5,28E-03 | 0 | 3 o 0 |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|--|
| 35 | IC5309 | APEX | SD | c | Y | Sc | 7,48E+10 | 2,03E+00 | 0 | |
| 36 | IC701 | APEX | SD | c | Y | Sd | 1,96E+10 | 2,77E+00 | 2 | Flyby? no IFU data of companion ... (3 o 4) |
| 37 | KUG0210-078 | APEX | SD | c | N | Sbc | 2,70E+11 | 3,14E-01 | 1 | in pair with MCG-01-06-075 |
| 38 | MCG0258008 | APEX | SD | o | N | E | 2,47E+11 | 5,15E-02 | 1 | in pair with WISEA J225403.89-111012.6 (NED) |
| 39 | NGC0001 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 7,56E+10 | 5,17E+00 | 1 | In pair with UGC 69 (esta muy lejos) o NGC0002 (dif 2867 km/s) |
| 40 | NGC0014 | APEX | SD | c | Y | Ir | 5,36E+08 | 4,73E-02 | 3 | |
| 41 | NGC0023 | APEX | SD | c | Y | Sb | 2,14E+11 | 1,82E+01 | 1 | in pair NGC0026 |
| 42 | NGC0036 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,42E+11 | 3,26E+00 | 0 | 3 o 4 |
| 43 | NGC0155 | APEX | SD | c | Y | E1 | 1,32E+11 | 7,97E-03 | 0 | |
| 44 | NGC0160 | APEX | SD | c | N | Sa | 1,42E+11 | 2,37E-01 | 4 | |
| 45 | NGC0165 | APEX | SD | c | Y | Sb | 6,24E+10 | 2,40E+00 | 1 | in pair with NGC0163 |
| 46 | NGC0169 | APEX | SD | c | Y | Sab | 2,19E+11 | 2,41E+00 | 2 | in pair with IC 1559 (Simbad) NGC 0169A (NED) |
| 47 | NGC0171 | APEX | SD | c | Y | Sb | 6,91E+10 | 8,19E-01 | 0 | |
| 48 | NGC0180 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,32E+11 | 1,77E+00 | 0 | |
| 49 | NGC0192 | APEX | SD | c | Y | Sab | 9,85E+10 | 3,10E+00 | 1 | in pair with NGC 197 |
| 50 | NGC0197 | APEX | SD | c | N | S0a | 7,60E+09 | 1,46E-01 | 1 | in pair with NGC 192 |
| 51 | NGC0214 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,25E+11 | 6,07E+00 | 0 | |
| 52 | NGC0216 | APEX | SD | c | Y | Sd | 2,67E+09 | 2,69E-01 | 1 | in pair with ESO 540-14 |
| 53 | NGC0234 | APEX | SD | c | Y | Sc | 7,48E+10 | 7,38E+00 | 0 | |
| 54 | NGC0237 | APEX | SD | c | Y | Sc | 3,17E+10 | 2,74E+00 | 0 | |
| 55 | NGC0257 | APEX | SD | c | Y | Sc | 1,31E+11 | 8,08E+00 | 0 | |
| 56 | NGC0309 | APEX | SD | c | Y | Scd | 1,02E+11 | 4,28E+00 | 0 | |
| 57 | NGC0364 | APEX | SD | c | Y | E7 | 8,29E+10 | 2,14E-03 | 1 | in pair with NGC 359 |
| 58 | NGC0426 | APEX | SD | c | N | E4 | 1,12E+11 | 4,51E-01 | 1 | in pair with NGC 430 y NGC 429 |
| 59 | NGC0429 | APEX | SD | c | N | Sa | 7,74E+10 | 2,04E-03 | 1 | in pair with NGC 426 y NGC 430 |
| 60 | NGC0548 | APEX | SD | c | N | E4 | 5,56E+10 | 4,64E-03 | 1 | in pair with NGC 543 |
| 61 | NGC0570 | APEX | SD | c | Y | Sb | 9,17E+10 | 2,29E-01 | 4 | 0 o 4 |
| 62 | NGC0647 | APEX | SD | c | N | E7 | 5,35E+11 | 8,46E-02 | 0 | |
| 63 | NGC0675 | APEX | SD | c | Y | Sa | 4,05E+10 | 1,58E-01 | 1 | in pair with NGC 677 |
| 64 | NGC0681 | APEX | SD | c | Y | Sa | 1,87E+10 | 4,09E-01 | 3 | dust line / disk? Bulge larger than disk! (3 o 0) |
| 65 | NGC0693 | APEX | SD | c | Y | E7 | 7,57E+09 | 6,69E-01 | 0 | |
| 66 | NGC0716 | APEX | SD | c | Y | Sb | 6,61E+10 | 6,78E+00 | 0 | |
| 67 | NGC0731 | APEX | SD | c | N | E1 | 9,16E+10 | 6,89E-04 | 0 | |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|--|
| 68 | NGC0741 | APEX | SD | c | N | E1 | 3,14E+11 | 7,60E-03 | 2 | in pair with NGC 742 |
| 69 | NGC0755 | APEX | SD | c | Y | Scd | 3,89E+09 | 4,12E-01 | 0 | |
| 70 | NGC0768 | APEX | SD | c | Y | Sc | 7,84E+10 | 5,13E+00 | 1 | in pair with IC 1761 |
| 71 | NGC0774 | APEX | SD | c | Y | S0 | 7,76E+10 | 6,74E-02 | 1 | in pair with UGC 1468 |
| 72 | NGC0776 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,04E+11 | 3,68E+00 | 1 | in pair with IC 180 |
| 73 | NGC0781 | APEX | SD | c | N | Sa | 7,72E+11 | 2,63E-01 | 0 | |
| 74 | NGC0787 | APEX | SD | c | Y | Sa | 9,81E+10 | 4,44E-01 | 4 | |
| 75 | NGC0810 | APEX | SD | c | N | E5 | 2,18E+11 | 1,12E-01 | 2 | merging with NGC 0810 NED02 |
| 76 | NGC0825 | APEX | SD | c | N | Sa | 4,89E+10 | 8,49E-02 | 1 | in pair with IC 208 |
| 77 | NGC0833 | APEX | SD | c | Y | Sa | 7,37E+10 | 1,54E-01 | 2 | (Hickson Compact Group) HCG 16b (1 o 2 in pair with NGC 835) |
| 78 | NGC0835 | APEX | SD | c | Y | Sab | 1,32E+11 | 7,20E+00 | 2 | (Hickson Compact Group) HCG 16b |
| 79 | NGC0842 | APEX | SD | c | N | S0 | 7,03E+10 | 1,32E-02 | 1 | in pair with NGC 830 |
| 80 | NGC0873 | APEX | SD | c | Y | Scd | 5,07E+10 | 7,70E+00 | 0 | |
| 81 | NGC0924 | APEX | SD | c | N | S0 | 9,01E+10 | 1,73E-01 | 1 | in pair with CGCG 462-013 |
| 82 | NGC0932 | APEX | SD | c | Y | S0a | 1,16E+11 | 2,82E-01 | 4 | |
| 83 | NGC0938 | APEX | SD | c | N | E3 | 1,00E+11 | 4,06E-02 | 1 | in pair 2with NGC 930 |
| 84 | NGC0941 | APEX | SD | c | Y | Scd | 3,74E+09 | 3,17E-01 | 0 | 3 o 0 |
| 85 | NGC0955 | APEX | SD | c | Y | Sa | 1,47E+10 | 5,65E-02 | 3 | is this similar to NGC0681 (4 o 0) |
| 86 | NGC0962 | APEX | SD | c | N | E3 | 1,60E+11 | 4,05E-03 | 0 | |
| 87 | NGC0991 | APEX | SD | c | Y | Scd | 2,62E+09 | 1,73E-01 | 0 | |
| 88 | NGC1026 | APEX | SD | c | N | E2 | 9,09E+10 | 1,61E-03 | 0 | from CALIFA data, this galaxy appers to be not kinematically coupled with 1026 |
| 89 | NGC1041 | APEX | SD | c | N | S0 | 1,41E+11 | 9,94E-03 | 4 | Using DECALS DR3 we observe plumbs and shells! |
| 90 | NGC1056 | APEX | SD | c | Y | Sa | 2,02E+10 | 1,42E+00 | 3 | |
| 91 | NGC1070 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,33E+11 | 2,46E+00 | 4 | Well-behaved disk galaxy but using DECALS DR3 we find very extended arms |
| 92 | NGC1094 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,02E+11 | 5,20E+00 | 1 | in pair with CGCG 389-017(NED) MCG+00-08-014 (simbad) |
| 93 | NGC1132 | APEX | SD | c | N | E6 | 2,02E+11 | 8,10E-03 | 1 | in pair with MCG+00-08-039 |
| 94 | NGC1211 | APEX | SD | c | N | S0a | 5,19E+10 | 2,09E-01 | 4 | |
| 95 | NGC1324 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,58E+11 | 3,70E+00 | 0 | |
| 96 | NGC1349 | APEX | SD | c | Y | E6 | 1,86E+11 | 5,32E-01 | 4 | |
| 97 | NGC1361 | APEX | SD | c | N | E5 | 7,00E+10 | 2,34E-02 | 0 | |
| 98 | NGC1542 | APEX | SD | c | Y | Sab | 4,59E+10 | 7,14E-01 | 3 | |
| 99 | NGC1590 | APEX | SD | c | Y | Scd | 3,16E+10 | 3,90E+00 | 0 | |
| 100 | NGC1645 | APEX | SD | c | Y | S0a | 8,92E+10 | 3,43E-01 | 0 | |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|--|
| 101 | NGC1656 | APEX | SD | c | N | E6 | 5,46E+10 | 3,98E-03 | 0 | |
| 102 | NGC1659 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 4,72E+10 | 3,84E+00 | 0 | |
| 103 | NGC1665 | APEX | SD | c | N | S0 | 3,60E+10 | 1,95E-03 | 0 | |
| 104 | NGC1666 | APEX | SD | c | Y | S0a | 4,17E+10 | 1,56E-02 | 0 | |
| 105 | NGC1667 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,41E+11 | 1,26E+01 | 0 | |
| 106 | NGC1677 | APEX | SD | c | Y | Scd | 6,81E+09 | 6,60E-01 | 0 | |
| 107 | NGC2507 | APEX | SD | c | Y | S0a | 1,53E+11 | 1,95E-02 | 4 | |
| 108 | NGC2513 | APEX | SD | c | N | E2 | 1,32E+11 | 1,49E-03 | 1 | in pair with NGC2511 |
| 109 | NGC2522 | APEX | SD | c | N | Sab | 1,05E+11 | 4,74E-02 | 0 | |
| 110 | NGC2526 | APEX | SD | c | Y | Sb | 2,59E+10 | 1,64E+00 | 1 | in pair with IC 2228 |
| 111 | NGC2530 | APEX | SD | c | Y | Sd | 2,62E+10 | 1,54E+00 | 1 | in pair with UGC 4232 |
| 112 | NGC2540 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 4,28E+10 | 3,32E+00 | 0 | |
| 113 | NGC2553 | APEX | SD | c | N | Sb | 5,69E+10 | 3,58E-03 | 4 | |
| 114 | NGC2554 | APEX | SD | c | Y | S0a | 1,44E+11 | 6,75E-01 | 2 | merging with Z 119-32 |
| 115 | NGC2558 | APEX | SD | c | N | Sb | 8,05E+10 | 5,77E-01 | 1 | in pair with CGCG 119-051 |
| 116 | NGC2565 | APEX | SD | c | Y | Sb | 4,69E+10 | 3,61E-01 | 1 | in pair with KUG 0816+221A |
| 117 | NGC2572 | APEX | SD | c | N | Sa | 1,03E+11 | 8,65E-01 | 0 | |
| 118 | NGC2577 | APEX | SD | c | N | E7 | 2,24E+10 | 2,50E-03 | 1 | in pair with UGC 4375 |
| 119 | NGC2592 | APEX | SD | c | N | E4 | 2,09E+10 | 1,06E-03 | 1 | in pair with NGC2594 |
| 120 | NGC2595 | APEX | SD | c | Y | Sc | 6,49E+10 | 1,47E+00 | 0 | |
| 121 | NGC2596 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 7,33E+10 | 4,61E+00 | 0 | |
| 122 | NGC3300 | APEX | SD | c | N | S0a | 4,28E+10 | 8,81E-04 | 0 | |
| 123 | NGC3323 | APEX | SD | c | Y | Scd | 1,63E+10 | 4,05E+00 | 0 | |
| 124 | NGC3615 | APEX | SD | c | N | E5 | 2,27E+11 | 5,61E-03 | 1 | in pair with KUG 1115+236 |
| 125 | SN2002ji | APEX | SD | c | Y | Scd | 1,41E+10 | 1,77E+00 | 0 | |
| 126 | NGC3773 | APEX | SD | c | Y | E7 | 1,32E+09 | 2,80E-01 | 0 | |
| 127 | NGC3842 | APEX | SD | c | N | E3 | 2,29E+11 | 2,31E-02 | 1 | in pair with NGC 3841 |
| 128 | NGC4630 | APEX | SD | c | Y | Sm | 1,17E+09 | 1,07E-01 | 0 | |
| 129 | NGC4816 | APEX | SD | c | N | E1 | 1,51E+11 | 8,80E-03 | 1 | in pair with CGCG 160-023 |
| 130 | NGC4841A | APEX | SD | c | N | E3 | 1,98E+11 | 4,76E-03 | 2 | merging with NGC 4841B UGC 8073 (simbad) |
| 131 | NGC4874 | APEX | SD | c | N | E0 | 2,21E+11 | 1,36E-02 | 1 | in pair with NGC 4872 |
| 132 | NGC5423 | APEX | SD | c | N | E6 | 1,38E+11 | 6,69E-02 | 1 | in pair with NGC 5424 and NGC 5431 |
| 133 | NGC5434B | APEX | SD | c | Y | Sc | 3,35E+10 | 3,45E+00 | 2 | merging with UGC 8967 |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|--|
| 134 | NGC5513 | APEX | SD | c | N | E6 | 1,37E+11 | 3,47E-03 | 1 | in pair with MCG +04-34-004 |
| 135 | NGC5519 | APEX | SD | c | Y | Sb | 9,58E+10 | 4,02E+00 | 4 | |
| 136 | NGC5522 | APEX | SD | c | Y | Sb | 6,08E+10 | 2,16E+00 | 0 | |
| 137 | NGC5525 | APEX | SD | c | N | Sa | 1,36E+11 | 8,31E-02 | 3 | |
| 138 | NGC5532 | APEX | SD | c | N | E4 | 4,06E+11 | 1,21E-01 | 1 | in pair with NGC 5531 ????? 348km/s |
| 139 | NGC5546 | APEX | SD | c | N | E3 | 2,84E+11 | 2,53E-01 | 1 | in pair with NGC 5542 ????? 345km/s |
| 140 | NGC5549 | APEX | SD | c | N | S0 | 2,84E+11 | 2,96E-01 | 1 | in pair with LEDA 214246 ??? 2.5mag 2 arcmin |
| 141 | NGC5559 | APEX | SD | c | Y | Sb | 7,21E+10 | 2,47E+00 | 1 | in pair with UGC 9165 |
| 142 | NGC5587 | APEX | SD | c | N | Sa | 2,22E+10 | 2,45E-01 | 0 | |
| 143 | NGC5610 | APEX | SD | c | Y | Sb | 6,74E+10 | 3,68E+00 | 4 | |
| 144 | NGC5635 | APEX | SD | c | Y | Sa | 1,17E+11 | 8,97E-01 | 3 | |
| 145 | NGC5659 | APEX | SD | c | Y | Sb | 3,95E+10 | 1,11E+00 | 1 | in pair with UGC 9340 |
| 146 | NGC5665 | APEX | SD | c | Y | Sc | 1,50E+10 | 2,90E+00 | 4 | 0 o 4 |
| 147 | NGC5735 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 3,14E+10 | 1,05E+00 | 0 | |
| 148 | NGC5928 | APEX | SD | c | N | E4 | 8,56E+10 | 3,84E-03 | 1 | in pair with UGC 9841 |
| 149 | NGC5951 | APEX | SD | c | Y | Scd | 4,72E+09 | 4,09E-01 | 0 | |
| 150 | NGC5954 | APEX | SD | c | Y | Scd | 9,62E+09 | 1,66E+00 | 2 | merging with NGC5953 |
| 151 | NGC5957 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,11E+10 | 2,52E-01 | 1 | in pair with NGC5956 |
| 152 | NGC6020 | APEX | SD | c | N | E4 | 7,34E+10 | 2,15E-03 | 0 | |
| 153 | NGC6023 | APEX | SD | c | N | E6 | 3,11E+11 | 6,53E-03 | 1 | in pair MCG+03-41-012 |
| 154 | NGC6427 | APEX | SD | c | N | S0 | 5,02E+10 | 2,57E-03 | 1 | in pair NGC 6429 |
| 155 | NGC6941 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,41E+11 | 2,55E+00 | 0 | |
| 156 | NGC6945 | APEX | SD | c | N | S0 | 2,40E+09 | 1,16E-04 | 0 | |
| 157 | NGC6962 | APEX | SD | c | N | Sa | 1,01E+11 | 2,14E-01 | 1 | in pair with NGC 6964 ????? 403km/s |
| 158 | NGC6977 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,19E+11 | 1,31E+00 | 1 | in pair with NGC 6976 and NGC 6978 |
| 159 | NGC6978 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,09E+11 | 1,73E+00 | 1 | In pair NGC 6977 |
| 160 | NGC7025 | APEX | SD | c | N | S0a | 1,98E+11 | 2,69E-01 | 3 | |
| 161 | NGC7047 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 7,88E+10 | 2,36E+00 | 0 | |
| 162 | NGC7052 | APEX | SD | c | Y | E | 1,69E+11 | 1,19E-01 | 0 | |
| 163 | NGC7194 | APEX | SD | c | N | E3 | 2,23E+11 | 2,23E-02 | 1 | in pair with CGCG 428-021 |
| 164 | NGC7236 | APEX | SD | c | Y | S0 | 1,65E+11 | 1,24E-02 | 2 | merging with NGC 7237 |
| 165 | NGC7253B | APEX | SD | o | Y | Sc | 7,15E+08 | 5,32E-01 | 2 | merging with NGC 7253A |
| 166 | NGC7311 | APEX | SD | c | Y | Sa | 1,47E+11 | 3,05E+00 | 0 | |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|--------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|--|
| 167 | NGC7321 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,50E+11 | 5,89E+00 | 0 | |
| 168 | NGC7364 | APEX | SD | c | Y | Sab | 9,97E+10 | 5,08E+00 | 0 | |
| 169 | NGC7436B | APEX | SD | c | N | E2 | 3,92E+11 | 9,85E-02 | 2 | merging with NGC 7436A ??? 315km/s |
| 170 | NGC7461 | APEX | SD | o | N | S0 | 2,40E+10 | 7,28E-03 | 0 | |
| 171 | NGC7466 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 9,54E+10 | 3,80E+00 | 1 | in pair with WISEA J230206.50+270623.1 |
| 172 | NGC7469 | APEX | SD | c | Y | Sa | 1,28E+11 | 8,13E+00 | 1 | in pair with IC 5283 |
| 173 | NGC7489 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 7,65E+10 | 5,04E+00 | 1 | in pair with IC 5285 |
| 174 | NGC7503 | APEX | SD | c | N | E | 5,47E+11 | 2,65E-02 | 1 | in pair with WISEA J231038.23+073355.3 |
| 175 | NGC7536 | APEX | SD | c | Y | Sc | 4,51E+10 | 3,20E+00 | 1 | in pair with NGC 7535 |
| 176 | NGC7549 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 6,14E+10 | 2,98E+00 | 2 | merging with NGC7550 |
| 177 | NGC7550 | APEX | SD | c | Y | E4 | 1,80E+11 | 2,49E-01 | 2 | merging with NGC7549 |
| 178 | NGC7559B | APEX | SD | c | N | E7 | 6,34E+10 | 2,34E-03 | 2 | merging with NGC 7559 |
| 179 | NGC7562 | APEX | SD | c | N | E4 | 1,51E+11 | 1,78E-03 | 1 | in pair with UGC 12467 DUDA tambien con NGC 7557 |
| 180 | NGC7563 | APEX | SD | c | N | Sa | 9,17E+10 | 1,03E-03 | 0 | |
| 181 | NGC7591 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,22E+11 | 8,44E+00 | 0 | |
| 182 | NGC7608 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,92E+10 | 5,39E-01 | 1 | in pair with UGC 12510 |
| 183 | NGC7611 | APEX | SD | c | N | S0 | 5,65E+10 | 7,61E-04 | 0 | |
| 184 | NGC7619 | APEX | SD | c | N | E3 | 1,62E+11 | 3,20E-03 | 0 | |
| 185 | NGC7623 | APEX | SD | c | N | S0 | 5,97E+10 | 1,28E-03 | 1 | in pair with NGC 7621 |
| 186 | NGC7625 | APEX | SD | c | Y | Sa | 1,55E+10 | 1,90E+00 | 3 | |
| 187 | NGC7631 | APEX | SD | o | Y | Sb | 4,95E+10 | 9,64E-01 | 1 | in pair with AGC 332096 |
| 188 | NGC7653 | APEX | SD | c | Y | Sb | 5,34E+10 | 3,14E+00 | 1 | in pair with UGC 12590 |
| 189 | NGC7671 | APEX | SD | c | Y | S0 | 7,22E+10 | 2,36E-02 | 1 | In par with NGC7672 |
| 190 | NGC7683 | APEX | SD | c | N | S0 | 9,65E+10 | 4,28E-02 | 0 | |
| 191 | NGC7684 | APEX | SD | c | N | S0 | 1,12E+11 | 1,35E-02 | 1 | in pair with UGC 12635 |
| 192 | NGC7711 | APEX | SD | c | N | E7 | 9,02E+10 | 2,00E-02 | 4 | |
| 193 | NGC7716 | APEX | SD | c | Y | Sb | 3,63E+10 | 6,40E-01 | 0 | |
| 194 | NGC7722 | APEX | SD | c | Y | Sab | 1,31E+11 | 8,29E-01 | 3 | |
| 195 | NGC7738 | APEX | SD | c | Y | Sb | 1,98E+11 | 8,70E+00 | 4 | |
| 196 | NGC7768 | APEX | SD | c | N | E | 1,21E+11 | 2,57E-02 | 1 | in pair with NGC 7766 |
| 197 | NGC7782 | APEX | SD | c | Y | Sb | 2,01E+11 | 3,35E+00 | 1 | in pair with NGC 7778 and NGC 7779 |
| 198 | NGC7783NED01 | APEX | SD | c | N | Sa | 1,88E+11 | 5,04E-03 | 2 | merging with NGC 7783 NED02 |
| 199 | NGC7787 | APEX | SD | c | Y | Sab | 7,25E+10 | 2,21E+00 | 3 | |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|--|
| 200 | NGC7800 | APEX | SD | c | Y | Ir | 2,80E+09 | 5,44E-01 | 0 | Low Surface Brightness Galaxy |
| 201 | NGC7803 | APEX | SD | c | Y | S0 | 1,01E+11 | 2,87E+00 | 1 | in pair with Mrk 934 |
| 202 | NGC7824 | APEX | SD | c | Y | Sab | 1,48E+11 | 4,12E-01 | 1 | in pair with UGC 36 |
| 203 | PGC10738 | APEX | SD | c | N | E | 1,97E+11 | 7,47E-03 | 1 | in pair with UGC 2320 |
| 204 | PGC11179 | APEX | SD | c | N | S0 | 3,25E+10 | 1,69E-02 | 1 | in pair with WISEA J025722.91+055647.5 |
| 205 | PGC1481751 | APEX | SD | c | N | E2 | 4,05E+10 | 3,44E-03 | 0 | |
| 206 | PGC213672 | APEX | SD | o | N | S0a | 3,79E+10 | 4,60E-02 | 1 | in pair with UGC 5477 |
| 207 | PRCC-02 | APEX | SD | c | N | Sdm | 2,81E+10 | 1,22E+00 | 0 | |
| 208 | SDSSJ015424 | APEX | SD | c | N | S0a | 4,13E+10 | 6,39E-02 | 1 | FOUND AS UGC 1370 in pair with UGC 1386 |
| 209 | UGC00005 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,32E+11 | 7,36E+00 | 0 | |
| 210 | UGC00029 | APEX | SD | c | N | E1 | 2,45E+11 | 1,50E-02 | 0 | |
| 211 | UGC00036 | APEX | SD | c | Y | Sab | 9,88E+10 | 1,56E+00 | 1 | in pair with NGC7824 |
| 212 | UGC00139 | APEX | SD | c | Y | Scd | 1,05E+10 | 1,07E+00 | 0 | |
| 213 | UGC00148 | APEX | SD | c | Y | Sc | 2,78E+10 | 2,46E+00 | 0 | |
| 214 | UGC00312 | APEX | SD | c | Y | Sd | 1,57E+10 | 4,14E+00 | 1 | in pair with UGC 312NOTES01 (Mrk 552-simbad) |
| 215 | UGC01057 | APEX | SD | c | Y | Sc | 3,33E+10 | 2,19E+00 | 0 | |
| 216 | UGC01062 | APEX | SD | c | N | S0a | 1,11E+11 | 2,16E-03 | 0 | |
| 217 | UGC01123 | APEX | SD | c | N | Sab | 6,15E+10 | 1,43E-01 | 1 | IN PAIR WITH UGC 1120 |
| 218 | UGC01271 | APEX | SD | c | N | S0a | 7,17E+10 | 1,95E-03 | 1 | in pair with NGC 677 and NGC 675 |
| 219 | UGC01274 | APEX | SD | c | N | Sa | 1,37E+11 | 2,61E-02 | 0 | |
| 220 | UGC01368 | APEX | SD | c | Y | Sab | 9,72E+10 | 1,73E+00 | 0 | |
| 221 | UGC01659 | APEX | SD | c | Y | Sc | 8,93E+10 | 3,07E+00 | 0 | |
| 222 | UGC01749 | APEX | SD | c | N | Sab | 1,03E+11 | 7,73E-01 | 1 | in pair with UGC 1731 |
| 223 | UGC01918 | APEX | SD | c | Y | Sb | 9,38E+10 | 2,82E+00 | 4 | |
| 224 | UGC01938 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 4,88E+10 | 2,58E+00 | 0 | |
| 225 | UGC02018 | APEX | SD | c | Y | S0a | 9,12E+10 | 9,60E-03 | 0 | |
| 226 | UGC02099 | APEX | SD | c | Y | S0a | 1,77E+11 | 3,40E-01 | 0 | |
| 227 | UGC02134 | APEX | SD | c | Y | Sb | 7,62E+10 | 2,46E+00 | 0 | |
| 228 | UGC02229 | APEX | SD | c | Y | S0a | 1,39E+11 | 3,40E-01 | 2 | merging with LEDA 1178865 |
| 229 | UGC02311 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,00E+11 | 2,52E+00 | 1 | in pair with UGC 2319 |
| 230 | UGC02319 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 4,36E+10 | 1,17E+00 | 1 | in pair with UGC 2311 |
| 231 | UGC02367 | APEX | SD | c | Y | Sab | 1,88E+11 | 3,84E+00 | 1 | in pair with UGC 2367 |
| 232 | UGC02403 | APEX | SD | c | Y | Sb | 5,44E+10 | 5,22E+00 | 0 | |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|---|
| 233 | UGC02405 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,25E+11 | 2,74E+00 | 1 | in pair with WISEA J025606.67+062235.0 |
| 234 | UGC02443 | APEX | SD | c | Y | Scd | 6,94E+09 | 3,34E-01 | 0 | |
| 235 | UGC02628 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 6,40E+10 | 1,59E+00 | 0 | |
| 236 | UGC03038 | APEX | SD | c | Y | Sab | 8,86E+10 | 1,77E+00 | 0 | |
| 237 | UGC03107 | APEX | SD | c | Y | Sb | 9,84E+10 | 5,13E+00 | 0 | |
| 238 | UGC03151 | APEX | SD | c | Y | Sa | 1,13E+11 | 6,31E-01 | 0 | |
| 239 | UGC03552 | APEX | SD | c | Y | Sd | 1,67E+10 | 7,44E-01 | 0 | |
| 240 | UGC03960 | APEX | SD | c | N | E2 | 7,98E+09 | 1,43E-03 | 0 | |
| 241 | UGC04140 | APEX | SD | c | N | Scd | 1,41E+10 | 6,28E-01 | 0 | |
| 242 | UGC04145 | APEX | SD | c | Y | Sa | 3,50E+10 | 1,13E-01 | 0 | |
| 243 | UGC04190 | APEX | SD | c | N | S0a | 7,91E+10 | 1,50E-02 | 1 | in pair with CGCG 088-024 ???310km/s |
| 244 | UGC04197 | APEX | SD | c | Y | Sab | 4,80E+10 | 3,54E-01 | 0 | |
| 245 | UGC04210 | APEX | SD | c | Y | Scd | 1,11E+10 | 5,46E-01 | 0 | |
| 246 | UGC04233 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,19E+11 | 1,77E+00 | 0 | |
| 247 | UGC04240 | APEX | SD | c | Y | Sb | 6,90E+10 | 7,21E-01 | 3 | |
| 248 | UGC04245 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 4,54E+10 | 2,03E+00 | 1 | in pair with CGCG 088-043 |
| 249 | UGC04308 | APEX | SD | c | Y | Sc | 2,20E+10 | 1,19E+00 | 1 | in pair with LEDA 142962 ?? no mag,, 25 km/s, 3arcmin |
| 250 | UGC04375 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,10E+10 | 2,27E-01 | 1 | in pair with NGC2577 |
| 251 | UGC04425 | APEX | SD | c | Y | Sc | 2,59E+10 | 1,27E+00 | 3 | |
| 252 | UGC04455 | APEX | SD | c | N | Sb | 2,18E+11 | 1,05E+00 | 0 | |
| 253 | UGC04550 | APEX | SD | c | Y | Sb | 9,16E+09 | 2,14E-01 | 0 | |
| 254 | UGC04722 | APEX | SD | o | N | Sdm | 4,87E+08 | 1,21E-01 | 3 | ram pressure or flyby |
| 255 | UGC05358 | APEX | SD | c | N | Sd | 2,90E+09 | 2,48E-01 | 0 | |
| 256 | UGC05377 | APEX | SD | c | Y | Sdm | 1,97E+09 | 1,60E-01 | 1 | in pair with UGC 5376 |
| 257 | UGC06035 | APEX | SD | o | N | Sm | 1,75E+07 | 8,21E-03 | 0 | Low Surface Brightness Galaxy |
| 258 | UGC06181 | APEX | SD | c | N | Ir | 4,72E+08 | 3,06E-02 | 0 | |
| 259 | UGC06320 | APEX | SD | c | Y | Sm | 8,42E+08 | 2,23E-01 | 4 | 4 |
| 260 | UGC08322 | APEX | SD | c | N | S0a | 1,55E+11 | 7,34E-01 | 1 | in pair with CGCG 072-036 NED02 |
| 261 | UGC09110 | APEX | SD | c | Y | Sb | 3,12E+10 | 2,31E+00 | 1 | in pair with CGCG 103-124 |
| 262 | UGC09165 | APEX | SD | c | Y | Sa | 6,66E+10 | 6,14E+00 | 1 | in pair with NGC5559 |
| 263 | UGC09182 | APEX | SD | c | Y | Scd | 2,55E+10 | 1,46E+00 | 1 | in pair with CGCG 133-037 |
| 264 | UGC09199 | APEX | SD | c | Y | Sb | 8,08E+10 | 2,02E+00 | 0 | |
| 265 | UGC09356 | APEX | SD | c | N | Sd | 3,06E+09 | 2,84E-01 | 0 | |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|--|
| 266 | UGC09401 | APEX | SD | o | N | Sa | 1,26E+11 | 1,18E+00 | 0 | |
| 267 | UGC09492 | APEX | SD | c | N | Sab | 1,40E+11 | 2,35E-01 | 0 | |
| 268 | UGC09539 | APEX | SD | c | N | Sab | 6,56E+10 | 1,17E-02 | 0 | |
| 269 | UGC09708 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 2,92E+10 | 1,88E+00 | 2 | merging with UGC 9711 |
| 270 | UGC09777 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 3,48E+10 | 1,80E+00 | 0 | |
| 271 | UGC09901 | APEX | SD | c | N | Sc | 3,52E+09 | 1,65E-01 | 0 | |
| 272 | UGC09937 | APEX | SD | c | N | Sa | 6,32E+10 | 2,81E-02 | 0 | |
| 273 | UGC10042 | APEX | SD | c | Y | Sc | 6,67E+10 | 2,32E+00 | 0 | |
| 274 | UGC10117 | APEX | SD | c | N | Sab | 8,32E+10 | 8,84E-01 | 3 | |
| 275 | UGC10388 | APEX | SD | c | N | Sa | 4,78E+10 | 6,04E-02 | 0 | |
| 276 | UGC112866 | APEX | SD | o | N | Sd | 1,11E+09 | 8,25E-02 | 0 | encontrada como UGC 11866 |
| 277 | UGC11649 | APEX | SD | c | N | Sab | 4,38E+10 | 3,02E-01 | 0 | |
| 278 | UGC11717 | APEX | SD | c | Y | Sab | 1,72E+11 | 8,64E-01 | 1 | in pair WISEA J211846.54+194459.6 (NED) |
| 279 | UGC11723 | APEX | SD | c | Y | Sb | 3,52E+10 | 6,51E-01 | 0 | |
| 280 | UGC11740 | APEX | SD | c | N | Sbc | 8,41E+10 | 1,89E+00 | 0 | |
| 281 | UGC11792 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 4,00E+10 | 1,28E+00 | 0 | |
| 282 | UGC11958 | APEX | SD | c | N | S0 | 1,76E+11 | 1,08E-01 | 2 | merging with NGC 7237 (it is the same NGC 7236) |
| 283 | UGC11982 | APEX | SD | c | N | Scd | 1,03E+10 | 4,40E-01 | 0 | |
| 284 | UGC12054 | APEX | SD | c | N | Sc | 1,79E+09 | 2,19E-01 | 0 | |
| 285 | UGC12224 | APEX | SD | c | Y | Sc | 1,80E+10 | 7,73E-01 | 0 | |
| 286 | UGC12250 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 1,30E+11 | 2,24E+00 | 0 | |
| 287 | UGC12274 | APEX | SD | c | Y | Sa | 1,47E+11 | 1,29E-01 | 1 | in pair with MCG +04-54-007 |
| 288 | UGC12308 | APEX | SD | c | N | Scd | 1,90E+09 | 2,33E-01 | 0 | |
| 289 | UGC12348 | APEX | SD | c | Y | Sb | 9,95E+10 | 4,93E-02 | 4 | |
| 290 | UGC12494 | APEX | SD | c | Y | Sd | 5,02E+09 | 5,63E-01 | 1 | in pair MCG+01-59-041 (simbad) UGC 12494 NOTES01 (NED) |
| 291 | UGC12518 | APEX | SD | c | Y | Sb | 3,21E+10 | 3,97E-02 | 1 | in pair with UGC 12522 |
| 292 | UGC12519 | APEX | SD | c | Y | Sc | 2,68E+10 | 2,29E+00 | 0 | |
| 293 | UGC12633 | APEX | SD | c | Y | Sab | 4,61E+10 | 7,66E+00 | 4 | |
| 294 | UGC12688 | APEX | SD | c | Y | Scd | 2,24E+10 | 2,51E+00 | 2 | LAMOST J233527.90+071925.0 |
| 295 | UGC12723 | APEX | SD | c | Y | Sc | 1,02E+10 | 8,54E-01 | 0 | * |
| 296 | UGC12767 | APEX | SD | c | Y | Sb | 6,92E+09 | 3,10E-01 | 0 | |
| 297 | UGC12810 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 7,51E+10 | 4,08E+00 | 0 | |
| 298 | UGC12816 | APEX | SD | c | Y | Sc | 1,08E+10 | 1,07E+00 | 0 | |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|---|
| 299 | UGC12857 | APEX | SD | c | Y | Sbc | 7,70E+09 | 4,11E-01 | 0 | |
| 300 | UGC3843 | APEX | SD | c | N | Sc | 9,77E+09 | 3,36E-01 | 0 | |
| 301 | UGC5392 | APEX | SD | c | Y | Sd | 1,51E+10 | 1,12E+00 | 0 | |
| 302 | UGC5695 | APEX | SD | c | N | Sb | 4,48E+09 | 2,03E-01 | 0 | |
| 303 | UGC6320 | APEX | SD | c | Y | Sm | 8,89E+08 | 2,37E-01 | 1 | in pair with UGC 6324 |
| 304 | UGC9661 | APEX | SD | c | Y | Sm | 6,51E+08 | 6,70E-02 | 0 | |
| 305 | VV488NED02 | APEX | SD | c | Y | Sb | 4,35E+10 | 1,96E+00 | 1 | no encontr el numero de la galaxia con la que esta en par |
| 306 | ARP220 | CARMA | D+E | c | Y | Sd | 7,26E+10 | 8,39E+00 | 3 | |
| 307 | IC0480 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 2,05E+10 | 9,45E-01 | 0 | |
| 308 | IC0540 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 7,40E+09 | 3,62E-02 | 1 | in pair with NGC 2894 |
| 309 | IC0944 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 1,95E+11 | 2,06E+00 | 1 | in pair with KUG 1349+143 (NED) |
| 310 | IC1151 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 7,12E+09 | 6,15E-01 | 0 | |
| 311 | IC1199 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 5,55E+10 | 1,70E+00 | 0 | |
| 312 | IC1256 | CARMA | E | c | Y | Sb | 4,15E+10 | 1,73E+00 | 0 | |
| 313 | IC1683 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 6,31E+10 | 3,60E+00 | 0 | |
| 314 | IC2247 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 4,72E+10 | 7,44E-01 | 1 | in pair with IC 2248 |
| 315 | IC2487 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 3,85E+10 | 1,56E+00 | 0 | |
| 316 | IC4566 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 9,17E+10 | 9,32E-01 | 1 | in pair with IC 4564, duda dif de vel es de 465 km/s, distance 3.5 arcmin |
| 317 | IC5376 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 5,98E+10 | 1,02E+00 | 0 | |
| 318 | NGC0444 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 1,38E+10 | 6,53E-01 | 1 | in pair with NGC 0452 |
| 319 | NGC0447 | CARMA | D+E | c | Y | Sa | 1,10E+11 | 4,93E-01 | 4 | |
| 320 | NGC0477 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 6,18E+10 | 3,18E+00 | 1 | in pair with CGCG 536-030 (NED) |
| 321 | NGC0496 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 6,04E+10 | 4,54E+00 | 1 | in pair with NGC 498 |
| 322 | NGC0523 | CARMA | D+E | c | Y | Sd | 7,10E+10 | 3,07E+00 | 3 | |
| 323 | NGC0528 | CARMA | D+E | c | Y | S0 | 1,02E+11 | 1,84E-01 | 0 | |
| 324 | NGC0551 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 6,81E+10 | 2,07E+00 | 0 | |
| 325 | NGC1093 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 6,08E+10 | 1,25E+00 | 0 | |
| 326 | NGC1167 | CARMA | D+E | c | Y | S0 | 2,43E+11 | 2,46E-01 | 4 | |
| 327 | NGC2253 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 5,53E+10 | 3,83E+00 | 0 | |
| 328 | NGC2347 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 7,84E+10 | 3,65E+00 | 0 | |
| 329 | NGC2410 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 9,66E+10 | 1,96E+00 | 0 | |
| 330 | NGC2449 | CARMA | E | c | Y | Sab | 8,68E+10 | 1,01E+00 | 1 | in pair with IC 476 (Simbad) IC 0476 (NED) |
| 331 | NGC2480 | CARMA | D+E | c | Y | Sdm | 3,93E+09 | 4,91E-01 | 2 | merging with NGC 2481 |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|--------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|--|
| 332 | NGC2481 | CARMA | E | c | Y | S0 | 3,44E+10 | 3,95E-03 | 2 | merging with NGC 2480 |
| 333 | NGC2486 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 2,86E+11 | 6,24E-01 | 1 | in pair with NGC 2487 |
| 334 | NGC2487 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 9,41E+10 | 1,48E+00 | 1 | in pair with NGC 2486 |
| 335 | NGC2604 | CARMA | E | c | Y | Sd | 4,33E+09 | 8,30E-01 | 1 | in pair with NGC 2604B |
| 336 | NGC2623 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 4,74E+10 | 8,13E-01 | 3 | |
| 337 | NGC2639 | CARMA | D+E | c | Y | Sa | 8,58E+10 | 1,77E+00 | 0 | |
| 338 | NGC2730 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 1,90E+10 | 1,83E+00 | 0 | |
| 339 | NGC2805 | CARMA | E | c | Y | Sc | 4,77E+09 | 2,45E-01 | 4 | |
| 340 | NGC2880 | CARMA | D+E | c | Y | E7 | 2,21E+10 | 1,92E-04 | 0 | |
| 341 | NGC2906 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 2,96E+10 | 1,01E+00 | 0 | |
| 342 | NGC2916 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 6,43E+10 | 1,60E+00 | 0 | |
| 343 | NGC2918 | CARMA | D+E | c | Y | E6 | 1,59E+11 | 6,59E-03 | 0 | |
| 344 | NGC3057 | CARMA | E | c | Y | Sdm | 1,87E+09 | 2,22E-01 | 0 | Low Surface Brightness Galaxy |
| 345 | NGC3106 | CARMA | E | c | Y | Sab | 1,65E+11 | 7,97E-01 | 4 | |
| 346 | NGC3158 | CARMA | E | c | Y | E3 | 3,32E+11 | 5,78E-02 | 1 | in pair with NGC 3160 |
| 347 | NGC3160 | CARMA | E | c | Y | Sab | 7,31E+10 | 1,26E-01 | 1 | in pair with NGC 3158 |
| 348 | NGC3303 | CARMA | D+E | c | Y | S0a | 1,45E+11 | 2,63E-01 | 2 | merging with LEDA 93104 (NGC 3303 NED02) |
| 349 | NGC3381 | CARMA | D+E | c | Y | Sd | 4,51E+09 | 4,02E-01 | 0 | |
| 350 | NGC3614 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 1,29E+10 | 6,43E-01 | 0 | |
| 351 | NGC3687 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 2,14E+10 | 5,14E-01 | 0 | |
| 352 | NGC3811 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 3,54E+10 | 2,15E+00 | 4 | |
| 353 | NGC3815 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 4,26E+10 | 1,53E+00 | 1 | in pair with NGC 3814 |
| 354 | NGC3994 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 4,06E+10 | 4,79E+00 | 1 | in pair with NGC 3995 |
| 355 | NGC4003 | CARMA | E | c | Y | S0a | 1,20E+11 | 1,77E+00 | 1 | In pair with NGC 4002 |
| 356 | NGC4047 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 5,83E+10 | 4,33E+00 | 0 | |
| 357 | NGC4149 | CARMA | D+E | c | Y | Sa | 3,06E+10 | 4,03E-01 | 0 | |
| 358 | NGC4185 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 5,06E+10 | 1,28E+00 | 0 | |
| 359 | NGC4210 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 2,78E+10 | 9,00E-01 | 1 | |
| 360 | NGC4211NED02 | CARMA | D+E | c | Y | S0a | 3,21E+10 | 9,88E-01 | 2 | merging with UGC 7277 S |
| 361 | NGC4470 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 1,09E+10 | 1,18E+00 | 0 | |
| 362 | NGC4644 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 3,90E+10 | 9,00E-01 | 2 | merging with NGC 4644B |
| 363 | NGC4676A | CARMA | D+E | c | Y | Sdm | 8,06E+10 | 1,63E+00 | 2 | merging with NGC4676B |
| 364 | NGC4676B | CARMA | E | c | Y | Sdm | 9,01E+10 | 2,33E+00 | 2 | merging with NGC4676A |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|--------------------------------------|
| 365 | NGC4711 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 4,21E+10 | 1,41E+00 | 0 | |
| 366 | NGC4956 | CARMA | E | c | Y | E1 | 1,02E+11 | 2,18E-02 | 0 | |
| 367 | NGC4961 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 6,27E+09 | 7,70E-01 | 0 | |
| 368 | NGC5000 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 7,20E+10 | 2,44E+00 | 4 | |
| 369 | NGC5016 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 2,30E+10 | 1,27E+00 | 1 | |
| 370 | NGC5029 | CARMA | E | c | Y | E6 | 2,45E+11 | 8,93E-03 | 0 | |
| 371 | NGC5056 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 5,30E+10 | 3,89E+00 | 1 | in pair with NGC 5057 |
| 372 | NGC5205 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 6,19E+09 | 1,33E-01 | 0 | |
| 373 | NGC5218 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 5,04E+10 | 1,39E+00 | 2 | merging with NGC5216 |
| 374 | NGC5394 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 2,96E+10 | 4,55E+00 | 2 | merging with NGC 5395 |
| 375 | NGC5406 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,08E+11 | 2,15E+00 | 0 | |
| 376 | NGC5480 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 1,10E+10 | 1,59E+00 | 1 | in pair with NGC 5481 |
| 377 | NGC5485 | CARMA | D+E | c | Y | E5 | 3,42E+10 | 3,28E-03 | 1 | in pair with NGC 5484 |
| 378 | NGC5520 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 9,40E+09 | 9,72E-01 | 1 | in pair with UGC 9083 |
| 379 | NGC5614 | CARMA | D+E | c | Y | Sa | 1,34E+11 | 3,00E+00 | 2 | merging with NGC5615 |
| 380 | NGC5630 | CARMA | E | c | Y | Sdm | 6,02E+09 | 1,27E+00 | 0 | |
| 381 | NGC5631 | CARMA | E | c | Y | S0 | 3,49E+10 | 3,22E-02 | 0 | |
| 382 | NGC5633 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 1,87E+10 | 1,83E+00 | 0 | |
| 383 | NGC5657 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 3,13E+10 | 1,88E+00 | 0 | |
| 384 | NGC5682 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 2,55E+09 | 3,61E-01 | 0 | |
| 385 | NGC5732 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 1,29E+10 | 9,96E-01 | 1 | in pair with 2MASX J14402608+3841425 |
| 386 | NGC5784 | CARMA | D+E | c | Y | S0 | 1,50E+11 | 2,03E+00 | 4 | |
| 387 | NGC5876 | CARMA | D+E | c | Y | S0a | 5,09E+10 | 9,27E-02 | 0 | |
| 388 | NGC5888 | CARMA | E | c | Y | Sb | 2,21E+11 | 2,62E+00 | 1 | in pair with NGC 5886 |
| 389 | NGC5908 | CARMA | D+E | c | Y | Sa | 1,43E+11 | 4,38E+00 | 3 | |
| 390 | NGC5930 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 3,59E+10 | 3,05E+00 | 2 | merging with NGC5929 |
| 391 | NGC5934 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,21E+11 | 3,07E+00 | 2 | merging with NGC5935 |
| 392 | NGC5947 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 5,12E+10 | 2,33E+00 | 1 | in pair with NGC 5943 |
| 393 | NGC5953 | CARMA | D+E | c | Y | Sa | 2,32E+10 | 3,06E+00 | 2 | merging with NGC5954 |
| 394 | NGC5971 | CARMA | E | c | Y | Sb | 1,93E+10 | 1,22E-01 | 0 | |
| 395 | NGC5980 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 8,34E+10 | 7,88E+00 | 1 | in pair with IC 1133 |
| 396 | NGC5987 | CARMA | E | c | Y | Sa | 7,25E+10 | 3,31E-02 | 3 | |
| 397 | NGC6004 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 5,32E+10 | 1,76E+00 | 0 | |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|---|
| 398 | NGC6021 | CARMA | D+E | c | Y | E5 | 9,41E+10 | 7,73E-03 | 1 | in pair with NGC 6018 DUDA dif de vel 547 km/s, distance of 5 arcmin |
| 399 | NGC6027 | CARMA | D+E | c | Y | Sa | 8,71E+10 | 4,80E-01 | 1 | in pair with NGC 6027a and NGC 6027b |
| 400 | NGC6032 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 3,70E+10 | 5,39E-01 | 0 | |
| 401 | NGC6060 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,09E+11 | 4,17E+00 | 0 | in pair with CGCG 137-037 (B-band) |
| 402 | NGC6063 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 1,55E+10 | 5,63E-01 | 0 | |
| 403 | NGC6081 | CARMA | D+E | c | Y | S0a | 1,21E+11 | 1,71E-01 | 0 | |
| 404 | NGC6125 | CARMA | D+E | c | Y | E1 | 1,26E+11 | 2,82E-03 | 0 | |
| 405 | NGC6132 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 2,50E+10 | 1,91E+00 | 0 | |
| 406 | NGC6146 | CARMA | D+E | c | Y | E5 | 3,44E+11 | 1,92E+00 | 1 | in pair with NGC6145, dif. vel 354 Km/s hay otras 2 cerca pero de mayor mag |
| 407 | NGC6154 | CARMA | E | c | Y | Sab | 1,15E+11 | 1,27E+00 | 4 | |
| 408 | NGC6155 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 1,71E+10 | 1,64E+00 | 0 | |
| 409 | NGC6168 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 7,73E+09 | 7,94E-01 | 0 | |
| 410 | NGC6186 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 4,27E+10 | 2,69E+00 | 0 | |
| 411 | NGC6278 | CARMA | E | c | Y | S0a | 4,08E+10 | 3,92E-02 | 1 | in pair with NGC 6276 |
| 412 | NGC6301 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 2,03E+11 | 3,76E+00 | 0 | |
| 413 | NGC6310 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 4,48E+10 | 4,83E-01 | 0 | |
| 414 | NGC6314 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 1,39E+11 | 3,19E-01 | 1 | in pair with NGC 6315 |
| 415 | NGC6361 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 8,81E+10 | 6,53E+00 | 3 | |
| 416 | NGC6394 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 1,23E+11 | 2,83E+00 | 0 | |
| 417 | NGC6478 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 2,24E+11 | 1,32E+01 | 0 | |
| 418 | NGC6497 | CARMA | E | c | Y | Sab | 1,11E+11 | 1,68E+00 | 0 | |
| 419 | NGC6762 | CARMA | E | c | Y | Sab | 2,29E+10 | 3,49E-02 | 0 | |
| 420 | NGC7819 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 2,67E+10 | 2,46E+00 | 1 | in pair with WISEA J000420.30+312030.8 |
| 421 | UGC00809 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 7,37E+09 | 5,11E-01 | 0 | |
| 422 | UGC00841 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 1,91E+10 | 9,05E-01 | 1 | in pair with IC 1668 |
| 423 | UGC00987 | CARMA | E | c | Y | Sa | 7,15E+10 | 9,09E-01 | 0 | |
| 424 | UGC03253 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 3,46E+10 | 1,07E+00 | 0 | |
| 425 | UGC03539 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 1,13E+10 | 5,89E-01 | 0 | |
| 426 | UGC03899 | CARMA | E | c | Y | Sd | 2,98E+09 | 5,70E-01 | 0 | |
| 427 | UGC03944 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 1,07E+10 | 7,74E-01 | 0 | |
| 428 | UGC03969 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 8,57E+10 | 4,33E+00 | 0 | |
| 429 | UGC03973 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 9,70E+10 | 1,36E+00 | 4 | |
| 430 | UGC03995 | CARMA | E | c | Y | Sb | 1,15E+11 | 1,22E+00 | 2 | merging with UGC03995 B |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|---------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|---|
| 431 | UGC04029 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 8,06E+10 | 3,21E+00 | 4 | |
| 432 | UGC04054 | CARMA | E | c | Y | Scd | 2,63E+09 | 2,29E-01 | 0 | |
| 433 | UGC04132 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 1,17E+11 | 1,17E+01 | 1 | in pair with CGCG 178-012 (NED) magnitude difference of 2.1 in B.band |
| 434 | UGC04280 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 2,50E+10 | 7,06E-01 | 0 | |
| 435 | UGC04461 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 2,25E+10 | 2,37E+00 | 1 | in pair with Mrk 91 |
| 436 | UGC05108 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,16E+11 | 5,86E+00 | 0 | |
| 437 | UGC05111 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,35E+11 | 4,12E+00 | 1 | in pair with MCG +11-12-018 |
| 438 | UGC05244 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 4,25E+09 | 3,17E-01 | 0 | |
| 439 | UGC05359 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 6,64E+10 | 1,55E+00 | 4 | |
| 440 | UGC05396 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 3,41E+10 | 8,52E-01 | 0 | |
| 441 | UGC05498NED01 | CARMA | D+E | | Y | Sa | 7,90E+10 | 8,51E-01 | 1 | in pair with 2MASX J10120623+2305221 (simbad) |
| 442 | UGC05598 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 2,56E+10 | 1,51E+00 | 0 | |
| 443 | UGC05771 | CARMA | E | c | Y | E6 | 1,45E+11 | 3,16E-01 | 1 | in pair with CGCG 212-031 |
| 444 | UGC05990 | CARMA | E | c | Y | Sc | 2,58E+09 | 8,38E-02 | 0 | |
| 445 | UGC06312 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 1,10E+11 | 5,79E-01 | 3 | |
| 446 | UGC07012 | CARMA | D+E | c | Y | Scd | 5,88E+09 | 7,67E-01 | 1 | in pair with NVSS J120222+295143 (Simbad) UGC 07017 (NED) |
| 447 | UGC07145 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 3,57E+10 | 1,39E+00 | 1 | in pair with KUG 1208+386 |
| 448 | UGC08004 | CARMA | E | c | Y | Scd | 2,02E+10 | 9,82E-01 | 0 | |
| 449 | UGC08107 | CARMA | D+E | c | Y | Sa | 1,85E+11 | 8,45E+00 | 3 | |
| 450 | UGC08231 | CARMA | E | c | Y | Sd | 2,77E+09 | 4,11E-01 | 0 | |
| 451 | UGC08234 | CARMA | E | c | Y | S0 | 1,69E+11 | 1,00E-02 | 1 | in pair with Z 316-10 and UGC 8214 |
| 452 | UGC08250 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 1,29E+10 | 7,20E-01 | 0 | |
| 453 | UGC08267 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 7,89E+10 | 3,38E+00 | 0 | |
| 454 | UGC08778 | CARMA | E | c | Y | Sb | 1,73E+10 | 2,05E-01 | 0 | |
| 455 | UGC08781 | CARMA | E | c | Y | Sb | 1,37E+11 | 1,27E+00 | 1 | in pair with WISEA J135248.17+213446.2 |
| 456 | UGC09067 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 8,36E+10 | 4,97E+00 | 1 | in pair with CGCG 103-092 |
| 457 | UGC09476 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 1,86E+10 | 1,31E+00 | 1 | IN pair with MCG+08-27-018 (Simbad) I Zw 093 (NED) |
| 458 | UGC09537 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,46E+11 | 1,96E+00 | 0 | |
| 459 | UGC09542 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 3,76E+10 | 1,75E+00 | 0 | |
| 460 | UGC09598 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 4,21E+10 | 9,58E-01 | 0 | |
| 461 | UGC09629 | CARMA | E | c | Y | E7 | 1,43E+11 | 1,43E-01 | 0 | |
| 462 | UGC09665 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,27E+10 | 9,62E-01 | 1 | in pair with UGC 9657 |
| 463 | UGC09759 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 1,18E+10 | 2,65E-01 | 3 | |

| | CALIFA_name | Telescopio | Configuración | Posición | SNR>3 | Morpho | Glob_Mstar | Glob_SFR | Fase | Observaciones |
|-----|-------------|------------|---------------|----------|-------|--------|------------|----------|------|---|
| 464 | UGC09873 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,74E+10 | 1,58E+00 | 1 | in pair with MCG+07-32-015 (Simbad) CGCG 222-015 (NED) |
| 465 | UGC09892 | CARMA | D+E | c | Y | Sbc | 2,66E+10 | 9,88E-01 | 1 | in pair with CGCG 222-025 |
| 466 | UGC09919 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 7,25E+09 | 5,08E-01 | 0 | |
| 467 | UGC10043 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 7,10E+09 | 1,93E-01 | 1 | in pair with MCG +04-37-035 (3 y 1) |
| 468 | UGC10097 | CARMA | E | c | Y | E5 | 1,94E+11 | 2,39E-01 | 1 | in pair with CGCG 250-019 |
| 469 | UGC10123 | CARMA | D+E | c | Y | Sab | 3,66E+10 | 2,01E+00 | 0 | |
| 470 | UGC10205 | CARMA | D+E | c | Y | S0a | 1,49E+11 | 1,31E+00 | 3 | |
| 471 | UGC10257 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 4,92E+10 | 9,35E-01 | 0 | |
| 472 | UGC10297 | CARMA | E | c | Y | Sc | 2,86E+09 | 2,73E-01 | 0 | |
| 473 | UGC10331 | CARMA | D+E | c | Y | Sc | 1,05E+10 | 2,69E+00 | 1 | in pair with MCG+10-23-059 (simbad) SBS 1616+594B (NED) |
| 474 | UGC10337 | CARMA | E | c | Y | Sb | 1,53E+11 | 2,91E+00 | 0 | |
| 475 | UGC10380 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,45E+11 | 5,77E-01 | 3 | |
| 476 | UGC10384 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 3,62E+10 | 5,25E+00 | 0 | |
| 477 | UGC10650 | CARMA | E | c | Y | Scd | 2,12E+10 | 5,90E-01 | 1 | Duda si esta en interaccion con NGC6278 y NGC6276 (banda B) |
| 478 | UGC10710 | CARMA | D+E | c | Y | Sb | 1,34E+11 | 4,23E+00 | 0 | |
| 479 | UGC10796 | CARMA | E | c | Y | Scd | 4,17E+09 | 2,76E-01 | 1 | in pair NGC 6359 |
| 480 | UGC10905 | CARMA | E | c | Y | S0a | 2,22E+11 | 1,39E+00 | 4 | |
| 481 | UGC10972 | CARMA | E | c | Y | Sbc | 5,95E+10 | 8,61E-01 | 0 | |
| 482 | UGC12864 | CARMA | E | c | Y | Sc | 1,59E+10 | 8,99E-01 | 3 | |

Apéndice B

Residuos de las relaciones de escala extensivas

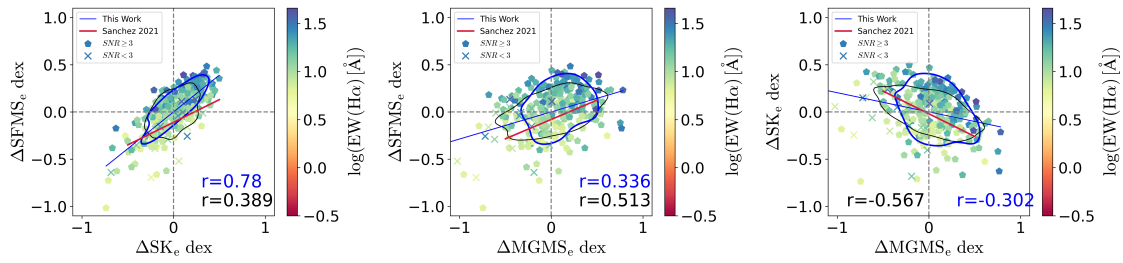


Figura B.1: Residuos derivados de las propiedades extensivas (ver Sección 3.2) para nuestra muestra de galaxias con $\text{SNR} \geq 3$ (pentágonos) y para $\text{SNR} < 3$ (equis) de galaxias con formación estelar en la región central. De izquierda a derecha: ΔSFMS_e vs ΔSK_e , ΔSFMS_e vs ΔMGMS_e y ΔSK_e vs ΔMGMS_e . La línea azul representa el mejor ajuste de este trabajo. El contorno azul representa $\sim 68\%$ de los datos observados. El contorno negro representa $\sim 68\%$ de los mock-data (ver Sección 3.3). La r indica el factor de correlación de los datos observados (en azul) y los mock-data (en negro).

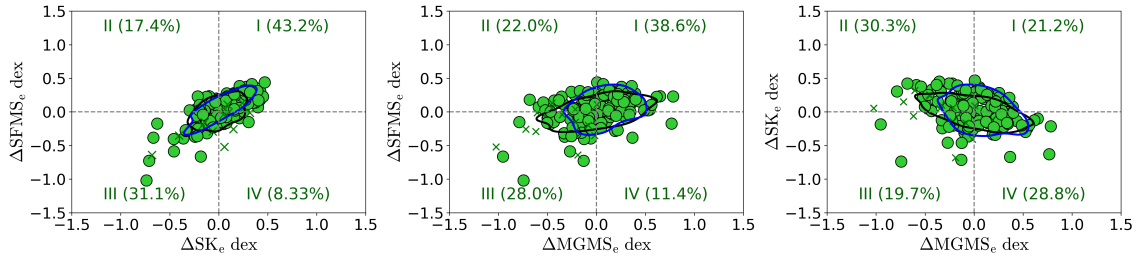


Figura B.2: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 0** con una $SNR \geq 3$ (círculos verdes) y con una $SNR < 3$ (equis). El contorno azul representa $\sim 68\%$ de la muestra total de datos observados. El contorno negro representa el $\sim 68\%$ de los mock-data. Los números romanos (I, II, III y IV) indican el cuadrante al que hacemos referencia en cada panel. En paréntesis se indica el porcentaje de las galaxias en cada cuadrante.

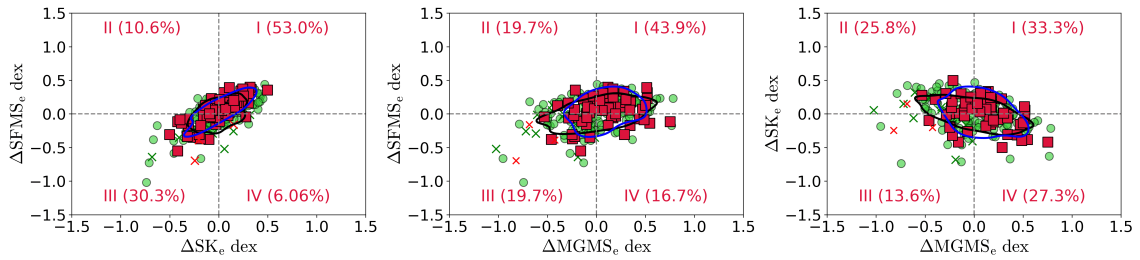


Figura B.3: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 1** con una $SNR \geq 3$ (cuadrados rojos) y con una $SNR < 3$ (equis). Descripción de contornos y números romanos igual que la figura B.2.

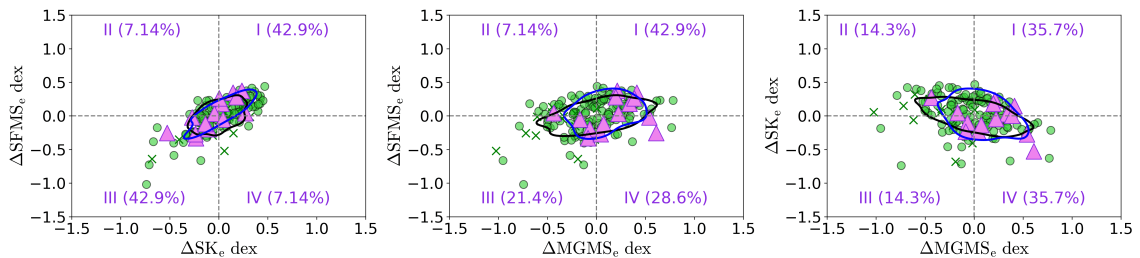


Figura B.4: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 2** con una $SNR \geq 3$ (triángulos rosas). Descripción de contornos y números romanos igual que la figura B.2.

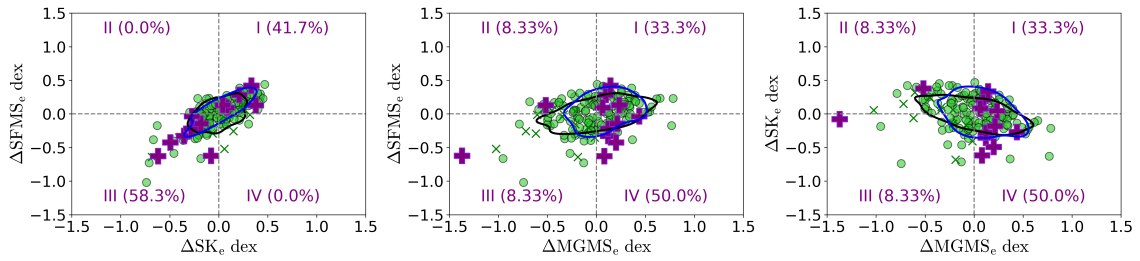


Figura B.5: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 3** con una $\text{SNR} \geq 3$ (cruces moradas). Descripción de contornos y números romanos igual que la figura B.2.

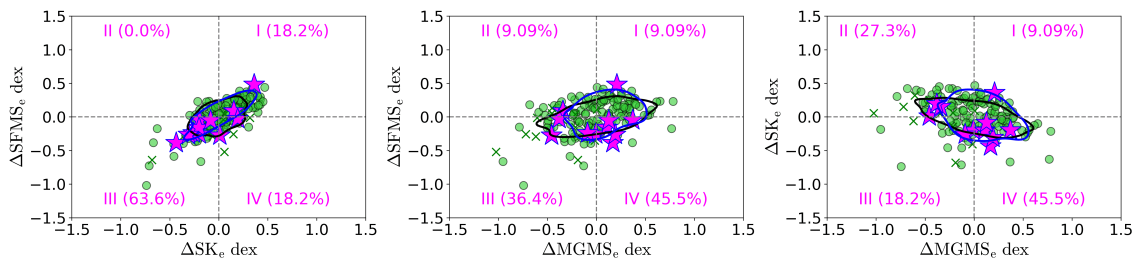


Figura B.6: Distribución de los residuos de las tres relaciones de escalas extensivas para las galaxias en la **fase de fusión 4** con $\text{SNR} \geq 3$ (estrellas magenta). Descripción de contornos y números romanos igual que la figura B.2.

Bibliografía

- Bacon, R., Copin, Y., Monnet, G., et al. 2001, MNRAS, 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
- Barnes, J. E., & Hernquist, L. 1992, ARA&A, 30, 705
- . 1996, ApJ, 471, 115
- Barnes, J. E., & Hernquist, L. E. 1991, ApJ, 370, L65
- Barrera-Ballesteros, J. K., Sánchez, S. F., García-Lorenzo, B., et al. 2015a, A&A, 579, A45
- Barrera-Ballesteros, J. K., García-Lorenzo, B., Falcón-Barroso, J., et al. 2015b, A&A, 582, A21
- Barrera-Ballesteros, J. K., Utomo, D., Bolatto, A. D., et al. 2020, MNRAS, 492, 2651
- Barrera-Ballesteros, J. K., Sánchez, S. F., Heckman, T., et al. 2021, MNRAS, 503, 3643
- Bell, E. F., Phleps, S., Somerville, R. S., et al. 2006, ApJ, 652, 270
- Bigiel, F., Leroy, A., Walter, F., et al. 2008, ApJ, 136, 2846
- Binney, J. 1992, ARA&A, 30, 51

- Bluck, A. F. L., Maiolino, R., Sánchez, S. F., et al. 2020, *MNRAS*, 492, 96
- Boch, T., & Fernique, P. 2014, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 485, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XXIII*, ed. N. Manset & P. Forshay, 277
- Bock, D. C.-J., Bolatto, A. D., Hawkins, D. W., et al. 2006, in *Ground-based and Airborne Telescopes*, ed. L. M. Stepp, Vol. 6267, *International Society for Optics and Photonics (SPIE)*, 379 – 388
- Bolatto, A. D., Wolfire, M., & Leroy, A. K. 2013, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 51, 207
- Bolatto, A. D., Warren, S. R., Leroy, A. K., et al. 2015, *ApJ*, 809, 175
- Bolatto, A. D., Wong, T., Utomo, D., et al. 2017, *ApJ*, 846, 159
- Bonnarel, F., Fernique, P., Bienaymé, O., et al. 2000, *A&AS*, 143, 33
- Brinchmann, J., Abraham, R., Schade, D., et al. 1998, *ApJ*, 499, 112
- Bundy, K., Ellis, R. S., & Conselice, C. J. 2005, *VizieR Online Data Catalog*, VII/246
- Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., et al. 2015, *ApJ*, 798, 7
- Byrd, G., & Valtonen, M. 1990, *ApJ*, 350, 89
- Calette, A. R., Avila-Reese, V., Rodríguez-Puebla, A., Hernández-Toledo, H., & Pástergis, E. 2018, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 54, 443
- Cano-Díaz, M., Sánchez, S. F., Zibetti, S., et al. 2016, *ApJ*, 821, L26
- Cano-Díaz, M., Ávila Reese, V., Sánchez, S. F., et al. 2019, *MNRAS*, 488, 3929
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Carroll, B., & Ostlie, D. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics* (Pearson Education Limited)

- Casado, J., Ascasibar, Y., Gavilán, M., et al. 2015, *MNRAS*, 451, 888
- Catalán-Torrecilla, C., Gil de Paz, A., Castillo-Morales, A., et al. 2015, *A&A*, 584, A87
- Chanchaiworawit, K., Guzman, R., Corujo, G., et al. 2020, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 235, *American Astronomical Society Meeting Abstracts #235*, 266.04
- Christensen, L., Shida, R., & Martin, D. 2009, *Cosmic Collisions: The Hubble Atlas of Merging Galaxies*. (Springer)
- Cid Fernandes, R., Pérez, E., García Benito, R., et al. 2013, *A&A*, 557, A86
- Colombo, D., Kalinova, V., Utomo, D., et al. 2018, *MNRAS*, 475, 1791
- Colombo, D., Rosolowsky, E., Duarte-Cabral, A., et al. 2019, *MNRAS*, 483, 4291
- Colombo, D., Sanchez, S. F., Bolatto, A. D., et al. 2020, *A&A*, 644, A97
- Combes, F., Dupraz, C., & Gerin, M. 1990, *Gas dynamics in a tidal interaction: formation of rings.*, ed. R. Wielen, 205–209
- Conselice, C. J., Bershady, M. A., Dickinson, M., & Papovich, C. 2003, *AJ*, 126, 1183
- Cox, T. J., Jonsson, P., Primack, J. R., & Somerville, R. S. 2006, *MNRAS*, 373, 1013
- Cox, T. J., Jonsson, P., Somerville, R. S., Primack, J. R., & Dekel, A. 2008, *MNRAS*, 384, 386
- Di Matteo, P., Combes, F., Melchior, A. L., & Semelin, B. 2007, *A&A*, 468, 61
- Di Matteo, T., Springel, V., & Hernquist, L. 2005, *Nature*, 433, 604
- Diaferio, A., Kauffmann, G., Balogh, M. L., et al. 2001, *MNRAS*, 323, 999
- Dressler, A., Lynden-Bell, D., Burstein, D., et al. 1987, *ApJ*, 313, 42
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, *ApJ*, 136, 748

- Eisenhauer, F., Abuter, R., Bickert, K., et al. 2003, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 4841, Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes, ed. M. Iye & A. F. M. Moorwood, 1548–1561
- Ellison, S. L., Lin, L., Thorp, M. D., et al. 2021, MNRAS, 501, 4777
- Ellison, S. L., Mendel, J. T., Patton, D. R., & Scudder, J. M. 2013, MNRAS, 435, 3627
- Ellison, S. L., Patton, D. R., Mendel, J. T., & Scudder, J. M. 2011, MNRAS, 418, 2043
- Ellison, S. L., Patton, D. R., Simard, L., & McConnachie, A. W. 2008, The Astronomical Journal, 135, 1877
- Ellison, S. L., Patton, D. R., Simard, L., et al. 2010, MNRAS, 407, 1514
- Ellison, S. L., Thorp, M. D., Lin, L., et al. 2020, MNRAS, 493, L39
- Faber, S. M., & Jackson, R. E. 1976, Lick Observatory Bulletin, 714, 1
- Faber, S. M., Willmer, C. N. A., Wolf, C., et al. 2007, ApJ, 665, 265
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., et al. 2016, A&A, 590, A44
- Gunn, J. E., & Gott, J. Richard, I. 1972, ApJ, 176, 1
- Güsten, R., Nyman, L. Å., Schilke, P., et al. 2006, A&A, 454, L13
- Harrison, C. M. 2016, Observational Constraints on the Influence of Active Galactic Nuclei on the Evolution of Galaxies, 37
- Heavens, A., Panter, B., Jimenez, R., & Dunlop, J. 2004, Nature, 428, 625
- Hernquist, L. 1989, Nature, 340, 687
- Herrero-Illana, R., Privon, G. C., Evans, A. S., et al. 2019, A&A, 628, A71

- Hopkins, P. F., Cox, T. J., Younger, J. D., & Hernquist, L. 2009a, *ApJ*, 691, 1168
- Hopkins, P. F., Somerville, R. S., Cox, T. J., et al. 2009b, *MNRAS*, 397, 802
- Hubble, E. 1934, *The Scientific Monthly*, 39, 193
- Hubble, E. P. 1926, *ApJ*, 64, 321
- Kampczyk, P., Lilly, S. J., Carollo, C. M., et al. 2007, *ApJS*, 172, 329
- Kaneko, H., Kuno, N., Iono, D., et al. 2022, arXiv e-prints, arXiv:2201.02270
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. 2007, *Fundamental Astronomy, Physics and Astronomy Online Library* (Springer Berlin Heidelberg)
- Kauffmann, G., White, S. D. M., & Guiderdoni, B. 1993, *MNRAS*, 264, 201
- Kelz, A., Verheijen, M. A. W., Roth, M. M., et al. 2006, *PASP*, 118, 129
- Kennicutt, Robert C., J., Keel, W. C., & Blaha, C. A. 1989, *AJ*, 97, 1022
- Kennicutt, R. C. 1998a, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36, 189
- . 1998b, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36, 189
- Kennicutt, R. C., & Evans, N. J. 2012, *ARA&A*, 50, 531
- Khalatyan, A., Cattaneo, A., Schramm, M., et al. 2008, *MNRAS*, 387, 13
- Kormendy, J. 2013, *Secular Evolution in Disk Galaxies*, ed. J. Falcón-Barroso & J. H. Knapen, 1
- Kormendy, J., & Kennicutt, Robert C., J. 2004, *ARA&A*, 42, 603
- Lacerda, E. A. D., Sánchez, S. F., Cid Fernandes, R., et al. 2020, *MNRAS*, 492, 3073
- Leroy, A. K., Walter, F., Sandstrom, K., et al. 2013, *ApJ*, 146, 19
- Leroy, A. K., Walter, F., Sandstrom, K., et al. 2013, *AJ*, 146, 19

- Li, C., Kauffmann, G., Heckman, T. M., Jing, Y. P., & White, S. D. M. 2008, *MNRAS*, 385, 1903
- Lin, L., Patton, D. R., Koo, D. C., et al. 2008, *ApJ*, 681, 232
- Lin, L., Pan, H.-A., Ellison, S. L., et al. 2019, *ApJ*, 884, L33
- Lin, L., Ellison, S. L., Pan, H.-A., et al. 2020, *ApJ*, 903, 145
- Longair, M. S. 1998, *La evolución de nuestro universo* (Cambridga University Press)
- López Fernández, R., González Delgado, R. M., Pérez, E., et al. 2018, *A&A*, 615, A27
- López-Sanjuan, C., Balcells, M., Pérez-González, P. G., et al. 2010, *ApJ*, 710, 1170
- Lotz, J. M., Jonsson, P., Cox, T. J., & Primack, J. R. 2008, *MNRAS*, 391, 1137
- López-Cobá, C., Sánchez, S. F., Bland-Hawthorn, J., et al. 2018, *MNRAS*, 482, 4032
- Madau, P., Ferguson, H. C., Dickinson, M. E., et al. 1996, *MNRAS*, 283, 1388
- Mao, R. Q., Henkel, C., Schulz, A., et al. 2000, *A&A*, 358, 433
- Marino, R. A., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., et al. 2013, *A&A*, 559, A114
- Martin, D. C., Wyder, T. K., Schiminovich, D., et al. 2007, *ApJS*, 173, 342
- Mazumdar, P., Wyrowski, F., Colombo, D., et al. 2021, *A&A*, 650, A164
- Mihos, J. C., & Hernquist, L. 1994, *ApJ*, 425, L13
- . 1996, *ApJ*, 464, 641
- Moore, B., Lake, G., Quinn, T., & Stadel, J. 1999, *MNRAS*, 304, 465
- Moreno, J., Torrey, P., Ellison, S. L., et al. 2021, *MNRAS*, 503, 3113
- Morokuma-Matsui, K., Sorai, K., Sato, Y., et al. 2020, *PASJ*, 72, 90
- Méndez-Abreu, J., Sánchez, S. F., & de Lorenzo Cáceres, A. 2019, *MNRAS: Letters*, 488, L80

- Naab, T., Jesseit, R., & Burkert, A. 2006, *MNRAS*, 372, 839
- Noguchi, M. 1988, *A&A*, 203, 259
- Oesch, P. A., Carollo, C. M., Feldmann, R., et al. 2010, *ApJ*, 714, L47
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*
- Pan, H.-A., Lin, L., Hsieh, B.-C., et al. 2018, *ApJ*, 868, 132
- Patton, D. R., Ellison, S. L., Simard, L., McConnachie, A. W., & Mendel, J. T. 2011, *MNRAS*, 412, 591
- Patton, D. R., Grant, J. K., Simard, L., et al. 2005, *AJ*, 130, 2043
- Patton, D. R., Pritchett, C. J., Yee, H. K. C., Ellingson, E., & Carlberg, R. G. 1997, *ApJ*, 475, 29
- Patton, D. R., Torrey, P., Ellison, S. L., Mendel, J. T., & Scudder, J. M. 2013, *MNRAS*, 433, L59
- Perez, J., Tissera, P., Padilla, N., Alonso, M. S., & Lambas, D. G. 2009, *MNRAS*, 399, 1157
- Privon, G. C., Herrero-Illana, R., Evans, A. S., et al. 2015, *ApJ*, 814, 39
- Rahman, N., Bolatto, A. D., Wong, T., et al. 2011, *ApJ*, 730, 72
- Renzini, A., & Peng, Y.-j. 2015, *ApJ*, 801, L29
- Robert C. Kennicutt, J., Calzetti, D., Walter, F., et al. 2007, *ApJ*, 671, 333
- Robertson, B., Bullock, J. S., Cox, T. J., et al. 2006, *ApJ*, 645, 986
- Rodríguez-Puebla, A., Primack, J. R., Behroozi, P., & Faber, S. M. 2016, *MNRAS*, 455, 2592
- Roth, M. M., Kelz, A., Fechner, T., et al. 2005, *PASP*, 117, 620

- Ruhland, C., Bell, E. F., Häußler, B., et al. 2009, *ApJ*, 695, 1058
- Saintonge, A., Kauffmann, G., Kramer, C., et al. 2011, *MNRAS*, 415, 32
- Saintonge, A., Catinella, B., Cortese, L., et al. 2016, *MNRAS*, 462, 1749
- Saintonge, A., Catinella, B., Tacconi, L. J., et al. 2017, *ApJS*, 233, 22
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sánchez, S. F. 2006, *Astronomische Nachrichten*, 327, 850
- . 2020, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 58, 99
- Sánchez, S. F., Walcher, C. J., Lopez-Cobá, C., et al. 2021a, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 57, 3
- Sánchez, S. F., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., et al. 2016a, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 52, 21
- . 2016b, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 52, 171
- Sánchez, S. F., Avila-Reese, V., Rodríguez-Puebla, A., et al. 2018, *MNRAS*, 482, 1557
- Sánchez, S. F., Barrera-Ballesteros, J. K., Colombo, D., et al. 2021b, *MNRAS*, 503, 1615
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, *A&A*, 538, A8
- Satyapal, S., Ellison, S. L., McAlpine, W., et al. 2014, *MNRAS*, 441, 1297
- Sault, R. J., Teuben, P. J., & Wright, M. C. H. 1995, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 77, *Astronomical Data Analysis Software and Systems IV*, ed. R. A. Shaw, H. E. Payne, & J. J. E. Hayes, 433
- Schmidt, M. 1959, in *Liege International Astrophysical Colloquia*, Vol. 9, *Liege International Astrophysical Colloquia*, 130–135
- Scudder, J. M., Ellison, S. L., Momjian, E., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 3719

- Scudder, J. M., Ellison, S. L., Torrey, P., Patton, D. R., & Mendel, J. T. 2012, *MNRAS*, 426, 549
- Smith, B. J., Struck, C., Hancock, M., et al. 2007, *AJ*, 133, 791
- Speagle, J. S., Steinhardt, C. L., Capak, P. L., & Silverman, J. D. 2014, *ApJS*, 214, 15
- Spitzer, Lyman, J., & Schwarzschild, M. 1951, *ApJ*, 114, 385
- . 1953, *ApJ*, 118, 106
- Springel, V., & Hernquist, L. 2005, *ApJ*, 622, L9
- Stewart, K. R., Bullock, J. S., Wechsler, R. H., Maller, A. H., & Zentner, A. R. 2008, *ApJ*, 683, 597
- Sun, J., Leroy, A. K., Schruba, A., et al. 2018, *ApJ*, 860, 172
- Surace, J. A. 1998, PhD thesis, University of Hawaii
- Toomre, A. 1977, in *Evolution of Galaxies and Stellar Populations*, ed. B. M. Tinsley & D. C. Larson, Richard B. Gehret, 401
- Toomre, A., & Toomre, J. 1972, *ApJ*, 178, 623
- Tully, R. B., & Fisher, J. R. 1977, *A&A*, 54, 661
- Ueda, J., Iono, D., Yun, M. S., et al. 2021, *ApJS*, 257, 57
- Veilleux, S., Kim, D. C., & Sanders, D. B. 2002, *ApJS*, 143, 315
- Violino, G., Ellison, S. L., Sargent, M., et al. 2018, *MNRAS*, 476, 2591
- White, S. D. M., & Frenk, C. S. 1991, *ApJ*, 379, 52
- White, S. D. M., & Rees, M. J. 1978, *MNRAS*, 183, 341
- Wong, T., & Blitz, L. 2002, *ApJ*, 569, 157