

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA  
FACULTAD DE MATEMÁTICA, ASTRONOMÍA Y FÍSICA

---

# INVESTIGANDO EL FIN DE FORMACIÓN ESTELAR EN GALAXIAS MASIVAS

por  
Jorge Díaz Tello

Informe de Doctorado presentado  
a la Facultad de Matemática, Astronomía y Física  
de la Universidad Nacional de Córdoba  
para optar al grado académico de Doctor en Astronomía

DIRECTOR : Dr. Carlos Donzelli  
CO-DIRECTOR : Dr. Nelson Padilla  
TRIBUNAL : Dr. Diego García Lambas  
: Dr. Georgina Coldwell  
: Dr. Guillermo Gunthardt

April 1, 2014  
©FAMAF - UNC  
CÓRDOBA – ARGENTINA



“Lo que hagamos en esta vida  
tendrá eco en la eternidad.”

*Russel Crowe*

Physics and Astronomy Classification Scheme<sup>®</sup>:

**98.54.-h Quasars; active or peculiar galaxies, objects, and systems**

98.54.Aj Quasars

98.54.Cm Active and peculiar galaxies and related systems

98.54.Ep Starburst galaxies and infrared excess galaxies

**98.62.-g Characteristics and properties of external galaxies and extragalactic objects**

98.62.Ai Origin, formation, evolution, age, and star formation

98.62.Ck Masses and mass distribution

98.62.Js Galactic nuclei (including black holes), circumnuclear matter, and bulges

98.62.Lv Stellar content and populations; radii; morphology and overall structure

98.62.Py Distances, redshifts, radial velocities; spatial distribution of galaxies

98.62.Qz Magnitudes and colors; luminosities

## RESUMEN

Presentamos un estudio espectroscópico de donde se derivan las propiedades físicas de 37 galaxias con quiebre de Balmer, las cuales tienen las líneas necesarias para localizarlas en los diagramas de diagnóstico *star-forming*–núcleo galáctico activo (AGN). Estas galaxias abarcan un rango en *redshift* de 0.045 a 0.93 y son en promedio menos masivas que las galaxias de otras muestras similares. La muestra estudiada tiene una cobertura en datos fotométricos desde el ultravioleta (UV) hasta las bandas en el infrarrojo medio (MIR) de *Spitzer*. Investigamos la conexión entre formación estelar y actividad AGN a través de los diagramas de diagnóstico en óptico, masa-excitación (MEx) y MIR. A través de los diagramas de diagnóstico en el óptico encontramos que 31 (84%) galaxias son del tipo *star-forming*, 2 (5%) galaxias del tipo compuestas y 3 (8%) galaxias del tipo AGN, mientras que del diagrama MEx sólo una galaxia fue clasificada como AGN. Un total de 19 galaxias tienen fotometría disponible en todas las bandas de IRAC/*Spitzer*. De estas, tres candidatas a AGN no fueron clasificados como AGN en los diagramas ópticos, sugiriendo que ellas son AGNs oscurecidos por polvo, o que la formación estelar nuclear ha diluido la contribución del AGN. Mediante el ajuste de la distribución espectral de energía (SED) de las galaxias, derivamos las masas estelares, enrojecimiento por polvo  $E(B - V)$ , edades y tasas de formación estelar (SFRs) en UV. Además investigamos la relación entre densidad superficial de SFR ( $\Sigma_{\text{SFR}}$ ) y densidad superficial de masa estelar por unidad de tiempo ( $\Sigma_{M_*/\tau}$ ) como función del *redshift*, usando las luminosidades en [OII] $\lambda$ 3727,3729, y H $\alpha$   $\lambda$ 6563. Este análisis reveló que ambas cantidades son más grandes para las galaxias de épocas más remotas. También estudiamos las relaciones SFR y SFR específica (SSFR, tasa de formación estelar por unidad de masa estelar) versus masa estelar y color. Encontramos que las galaxias más masivas tienen valores más grandes de SFR pero valores más chicos de SSFR que las galaxias menos masivas. Estos resultados son consistentes con resultados previos obtenidos por otros autores, mostrando que, para una determinada masa, las galaxias de épocas más remotas tienen en promedio valores más grandes de SFR y SSFR que las galaxias de épocas más recientes. Finalmente, las galaxias más azules tienen valores de SSFR más grandes que las galaxias más rojas y para un determinado color la SSFR es más grande para las galaxias de épocas más remotas.

Además, estudiamos las propiedades de 64 galaxias con quiebre de Balmer que muestran signos de formación estelar. La muestra estudiada, compuesta de galaxias *star-forming* y *post-starburst*, abarca un rango en *redshift* de 0.094 a 1.475 con masas estelares en el rango  $10^8$ – $10^{12} M_{\odot}$ . La muestra también incluye 8 galaxias con líneas anchas en emisión con *redshifts* entre  $1.5 < z < 3.0$ . Derivamos SFRs a partir de las luminosidades y estudiamos la dependencia de la SFR y SSFR sobre la masa estelar y color. Utilizando esta muestra en conjunto con la anterior, encontramos que la SFR correlaciona con la masa estelar, con signos de un quiebre en la correlación revelando la presencia de galaxias *post-starburst* masivas. Nuevamente notamos una anticorrelación para la SSFR con la masa estelar. En este último caso, signos de un quiebre también revelan la presencia de galaxias *post-starburst* masivas incrementando la anticorrelación. Estos resultados podrían sugerir una masa característica ( $M_0$ ) con la cual la secuencia roja pudo mayormente ser ensamblada. Finalmente, exploramos si una tendencia similar podría ser observada con *redshift* en el diagrama SSFR– $(u - B)$ , e hipotetizamos que la existencia de un posible color de quiebre  $(u - B)_0$  definiría un color característico para la formación de la secuencia roja.

## ABSTRACT

We present a spectroscopic study with the derivation of the physical properties of 37 Balmer break galaxies, which have the necessary lines to locate them in starforming–active galactic nuclei (AGN) diagnostic diagrams. These galaxies span a redshift range from 0.045 to 0.93 and are somewhat less massive than similar samples of previous works. The studied sample has multiwavelength photometric data coverage from the ultraviolet to mid-infrared (MIR) *Spitzer* bands. We investigate the connection between star formation and AGN activity via optical, mass-excitation (MEx) and MIR diagnostic diagrams. Through optical diagrams, 31 (84%) star-forming galaxies, 2 (5%) composite galaxies and 3 (8%) AGNs were classified, whereas from the MEx diagram only one galaxy was classified as AGN. A total of 19 galaxies have photometry available in all the IRAC/*Spitzer* bands. Of these, three AGN candidates were not classified as AGN in the optical diagrams, suggesting they are dusty/obscured AGNs, or that nuclear star formation has diluted their contributions. By fitting the spectral energy distribution (SED) of the galaxies, we derived the stellar masses, dust reddening  $E(B - V)$ , ages and UV star formation rates (SFRs). Furthermore, the relationship between SFR surface density ( $\Sigma_{\text{SFR}}$ ) and stellar mass surface density per time unit ( $\Sigma_{M_*/\tau}$ ) as a function of redshift was investigated using the [OII] $\lambda$ 3727,3729, H $\alpha$   $\lambda$ 6563 luminosities, which revealed that both quantities are larger for higher redshift galaxies. We also studied the SFR and specific SFR (SSFR) versus stellar mass and color relations, with the more massive galaxies having higher SFR values but lower SSFR values than less massive galaxies. These results are consistent with previous ones showing that, at a given mass, high redshift galaxies have on average larger SFR and SSFR values than low redshift galaxies. Finally, bluer galaxies have larger SSFR values than redder galaxies and for a given color the SSFR is larger for higher redshift galaxies.

We also study the properties of 66 Balmer break galaxies that show signs of star formation. The studied sample, composed of star-forming and post-starburst galaxies, spans a redshift range from 0.094 to 1.475 with stellar masses in the range  $10^8 - 10^{12} M_{\odot}$ . The sample also includes 8 broad emission line galaxies with redshifts between  $1.5 < z < 3.0$ . We derive star formation rates (SFRs) from emission line luminosities and investigate the dependence of the SFR and specific SFR (SSFR) on the stellar mass and color. We found that the SFR correlates with the stellar mass, with signs of a break in the correlation revealing the presence of massive post-starburst galaxies. We also note an anticorrelation for the SSFR with the stellar mass. In this latter case, signs of a break also reveals the presence of post-starburst galaxies increasing the anticorrelation. These results might suggest a characteristic mass ( $M_0$ ) at which the red sequence could mostly be assembled. Finally, we explored if a similar trend could be observed with redshift in the SSFR– $(u - B)$  color diagram, and we hypothesize that a possible  $(u - B)_0$  break color that may define a characteristic color for the formation of the red sequence.

# CONTENIDOS

<b>Lista de figuras</b>	<b>3</b>
<b>Lista de tablas</b>	<b>5</b>
<b>1 INTRODUCCIÓN</b>	<b>7</b>
1.1 Formación y Evolución de las Galaxias	7
1.2 Formación Estelar y Núcleos Galácticos Activos	10
1.3 Una Masa Límite para Galaxias Activas y Pasivas	13
1.4 Detección de Núcleos Galácticos Activos	15
1.5 Metodología	18
<b>2 SELECCIÓN DE LA MUESTRA</b>	<b>19</b>
2.1 Criterios Fotométricos	19
2.1.1 Criterios Adicionales	22
2.2 Observaciones	22
2.2.1 Fotometría en Banda- <i>u</i>	22
2.2.2 Datos Espectroscópicos de IMACS/Magellan	23
2.2.3 Datos Espectroscópicos de GMOS/Gemini South	24
<b>3 PROCESAMIENTO DE LOS DATOS</b>	<b>26</b>
3.1 Reducciones	26
3.1.1 Fotometría en Banda- <i>u</i>	26
3.1.2 Espectroscopía: Datos de IMACS/Magellan	26
3.1.3 Espectroscopía: Datos de GMOS/Gemini Sur	27
3.2 Flujos de Líneas en Emisión	29
3.3 Ajuste de la Distribución Espectral de Energía	30
3.4 La muestra final	31
3.4.1 Primer Trabajo	31
3.4.2 Segundo Trabajo	31
<b>I LA SECUENCIA STAR-FORMING</b>	<b>40</b>
<b>4 DIAGRAMAS DE DIAGNÓSTICO DE ACTIVIDAD AGN–SF</b>	<b>41</b>
4.1 Diagramas Ópticos Star-forming–AGN	41
4.1.1 El Diagrama Azul Star-forming–AGN	42
4.1.2 El Diagrama Masa-excitación Star-forming–AGN	43
4.2 El Diagrama Star-forming–AGN en MIR	44
4.3 Contrapartes en Rayos-X?	45
4.4 Discusión	47
<b>5 PROPIEDADES FÍSICAS DE LA MUESTRA</b>	<b>48</b>
5.1 Enrojecimiento	48
5.2 Edades	49
5.3 Masas estelares	52
5.3.1 Masas de los Agujeros Negros	53
5.4 Metalicidades	54
5.4.1 La evolución cósmica de la relación luminosidad–metalicidad?	56
5.5 Tasas de Formación Estelar	58
5.5.1 Evolución Cósmica de la SFR	59

5.5.2	Relaciones SFR y SFR Específica . . . . .	60
5.5.3	Relación SSFR–Color . . . . .	61
5.6	Discusión . . . . .	63
<b>II</b>	<b>LA SECUENCIA POST-STARBURST</b>	<b>64</b>
<b>6</b>	<b>LA SEGUNDA MUESTRA</b>	<b>65</b>
6.1	Propiedades . . . . .	65
6.2	Contribución AGN . . . . .	65
6.3	Tasas de Formación Estelar . . . . .	68
6.3.1	La Evolución de la SFR . . . . .	69
6.3.2	La Evolución de la Relación SFR–Masa Estelar . . . . .	71
6.3.3	La Evolución de la Relación SSFR–Masa Estelar . . . . .	72
6.3.4	La Evolución de la Relación SSFR–Color . . . . .	74
6.4	Discusión . . . . .	76
6.5	Escenarios Posibles . . . . .	77
<b>7</b>	<b>CONCLUSIONES</b>	<b>81</b>
7.1	Expectativas . . . . .	82
<b>A</b>	<b>Modelos de SED ajustados</b>	<b>84</b>
	<b>Bibliografía</b>	<b>93</b>

# LISTA DE FIGURAS

1.1	Densidades de SFR (SFRDs) total derivadas del UV y corregidas por polvo como función del <i>redshift</i> .	8
1.2	Función de masa estelar (SMF) para doce intervalos en <i>redshift</i> desde $z=0$ a 4.	9
1.3	Evolución cósmica de la tasa de formación estelar (SFR).	11
1.4	Relación masa–color para galaxias de tipo temprano del catálogo SDSS.	12
1.5	Panel superior: SMFs separadas por color ( $U - B$ ).– Panel inferior: $M_{tr}$ en función del <i>redshift</i> .	14
1.6	Panel superior: Modelo unificado de AGN.– Panel inferior: Espectros ópticos de tipos de AGNs.	15
1.7	Panel izq.: Espectro en rayos-X de NGC4151.– Panel der.: Espectros en MIR de un AGN y un <i>starburst</i> .	17
2.1	Diagramas color–color usados para seleccionar galaxias con formación estelar.	20
2.2	Efectividad de los diagramas color–color.	21
2.3	Diagrama color–color <i>BiH</i> .	21
2.4	Imagen del campo de visión (FOV) de IMACS centrado en el Subaru XMM deep field (SXDF).	23
2.5	Imagen de los campos observados con GMOS en el SXDF.	25
3.1	Panel sup.: Espectro con residuos en 700–1000nm.– Panel inf.: Espectro 2-dim. con luces parásitas.	27
3.2	Esquema de funcionamiento de la técnica Nod & Shuffle	28
3.3	Ajuste de la función de normalización de las imágenes <i>flat</i> .	28
3.4	Curva de sensibilidad de los espectrógrafos usados.	29
3.5	Corrección por pérdida de flujo de los espectros.	30
3.6	Ajuste de la SED a los espectros y fotometría de apertura (Primer trabajo).	32
3.7	Ajuste de la SED a los espectros y fotometría de apertura (Segundo trabajo).	34
3.8	Distribución en <i>redshift</i> de las galaxias estudiadas en este primer trabajo.	36
3.9	Distribución en <i>redshift</i> de las galaxias presentadas en el segundo trabajo.	36
4.1	Panel izquierdo: Diagrama [OIII]/ $H\beta$ vs [NII]/ $H\alpha$ .– Panel derecho: Diagrama [OIII]/ $H\beta$ vs [SII]/ $H\alpha$ .	42
4.2	Diagrama de diagnóstico de Lamareille [OIII]/ $H\beta$ vs $W_{[OII]}/W_{H\beta}$ .	43
4.3	Diagrama de diagnóstico Masa-excitación <i>star-forming</i> –AGN.	44
4.4	Panel izq.: Diag. $\log(S_{8.0}/S_{4.5})$ vs $\log(S_{5.8}/S_{3.6})$ .– Panel der.: Diag. (3.6–4.5 $\mu\text{m}$ ) vs (5.8–8.0 $\mu\text{m}$ ).	45
4.5	Color R–K vs Luminosidad en rayos-X $L_X$ a 2–10 keV.	46
5.1	Enrojecimiento estelar vs enrojecimiento nebular.	49
5.2	Panel superior: Distribución de edades para las galaxias de la muestra.– Panel inferior: Edad vs <i>redshift</i> .	50
5.3	Edad vs color ( $u - B$ ) $_{AB}$ , usando una SFH exponencialmente declinante.	51
5.4	Panel sup.: Distr. de masa estelar de las galaxias.– Panel inf.: Masas estelares en función del <i>redshift</i> .	52
5.5	Color ( $u - B$ ) $_{AB}$ , corregido por polvo vs masa estelar total.	53
5.6	Luminosidad en rayos-X $L_{X,2-10 \text{ keV}, M_{BH}}$ vs $L_{X,2-10 \text{ keV}, R-K_{Vega}}$ para los seis candidatos AGN.	54
5.7	Diagrama de metalicidad $R_{23}$ vs $O_{32}$ .	55
5.8	Panel izquierdo: $R_{23}$ y $O_{32}$ versus $M_B$ .– Panel derecho: $12+\log(O/H)$ versus $L_{NIR}$ .	56
5.9	Panel izq.: $R_{23}$ (panel sup.) y $O_{32}$ (panel inf.) en función del <i>redshift</i> .– Panel der: $\log(R_{23})$ vs <i>redshift</i> .	57
5.10	Panel izquierdo: $SFR_{[OII],H\alpha}$ vs $SFR_{UV}$ .– Panel derecho: $SFR_{[OII],H\alpha}$ vs $SFR_{SFH}$ .	58
5.11	Densidad superficial $\Sigma_{SFR_{[OII],H\alpha}}$ y $\Sigma_{M^*/\tau}$ en función del <i>redshift</i> .	59
5.12	Tasa de formación estelar $SFR_{[OII],H\alpha}$ vs masa estelar total.	60
5.13	Tasa de formación estelar específica $SSFR_{[OII],H\alpha}$ vs masa estelar total.	61
5.14	$SSFR_{[OII],H\alpha}$ vs color ( $u - B$ ) $_{AB}$ , corregido por polvo.	62
6.1	Panel sup.: Distribución de masa estelar total.– Panel inf.: Distribución de edades de las galaxias.	66
6.2	Edad versus color ( $u - B$ ) $_{AB}$ , usando SFHs exponencialmente declinantes (Segundo trabajo).	67
6.3	Panel izq.: Diag. $\log(S_{8.0}/S_{4.5})$ vs $\log(S_{5.8}/S_{3.6})$ .– Panel der.: Diag. (3.6–4.5 $\mu\text{m}$ ) vs (5.8–8.0 $\mu\text{m}$ )	67
6.4	Comparación entre $SFR_{[OII],H\alpha,H\beta}$ y $SFR_{SFH}$ , obtenida del uso de SFHs exponencialmente declinantes.	68
6.5	Evolución de la SFR como función del <i>redshift</i> .	69

6.6	Evolución de la SSFR como función del <i>redshift</i> . . . . .	70
6.7	SFR como función de la masa estelar total. . . . .	71
6.8	SSFR como función de la masa estelar total. . . . .	73
6.9	SSFR como función del color $(u - B)_{AB}$ . . . . .	74
6.10	Distribución en color $(u - B)_{AB}$ de las galaxias separadas de acuerdo a sus <i>redshifts</i> . . . . .	75
6.11	Color $(u - B)_{AB}$ versus masa estelar total. . . . .	76
6.12	Vista esquemática del cómo las galaxias <i>star-forming</i> pueblan el diagrama SFR–masa estelar. . . . .	77
6.13	Vista esquemática del cómo las galaxias <i>star-forming</i> evolucionan en el diagrama SSFR–masa estelar. . . . .	78
6.14	Esquema del origen de la bimodalidad en SFR de las galaxias como función de la masa estelar. . . . .	79
6.15	Ilustración del crecimiento de las galaxias y cese de la formación estelar en tres modelos diferentes. . . . .	80
A.1	Continuación de la Figura 3.6. . . . .	84
A.2	Continuación de la Figura 3.7. . . . .	86

# LISTA DE TABLAS

2.1	Observaciones con Mosaic II . . . . .	23
2.2	Observaciones con GMOS. . . . .	25
3.1	Muestra espectroscópica obtenida con IMACS y GMOS (Primer trabajo). . . . .	37
3.2	Muestra espectroscópica obtenida con IMACS y GMOS (Segundo trabajo). . . . .	38
6.1	Parámetros ajustados a la relación SFR–Masa estelar. . . . .	72
6.2	Parámetros ajustados a la relación SSFR–Masa estelar. . . . .	73

# CAPÍTULO 1

## INTRODUCCIÓN

El presente trabajo de Tesis tiene como objetivo estudiar los diferentes procesos involucrados en la evolución y cese de la actividad de formación estelar en las galaxias masivas. Para llevar esto a cabo, investigaremos la tasa de formación estelar (SFR, por su sigla en inglés Star Formation Rate) en galaxias masivas de diferentes épocas cósmicas junto con los procesos y parámetros físicos que influyen sobre la SFR. A continuación presentamos los diferentes antecedentes que explican el motivo de nuestro trabajo.

### 1.1 FORMACIÓN Y EVOLUCIÓN DE LAS GALAXIAS

De acuerdo al modelo cosmológico más aceptado actualmente, la dinámica del universo está gobernada por la existencia de la materia oscura fría (CDM, por su sigla en inglés Cold Dark Matter) y de la constante cosmológica  $\Lambda$  que representa a la energía de vacío (es decir, el modelo  $\Lambda$ -CDM, [Davis et al. 1985](#); [White et al. 1987](#)). En este modelo, la historia evolutiva de las galaxias está regida por el crecimiento gradual de la población estelar como resultado del enfriamiento del gas dentro de los halos de materia oscura, y consecutiva fragmentación y colapso gravitacional de ellos. Según el modelo jerárquico de formación de estructura, las primeras generaciones de estrellas comenzaron a formarse en galaxias de baja masa en épocas muy tempranas, dentro de halos individuales que habían colapsado y virializado tempranamente. Estas galaxias crecieron acretaando gas del medio intergaláctico (IGM, por su sigla en inglés Inter Galactic Medium) circundante para luego fusionarse en galaxias más grandes las cuales observamos en la actualidad. De este modo, las complejas estructuras observadas hoy (“la red cósmica”, [Bond, Kofman and Pogosyan, 1996](#); [Colless et al. 2001](#); [Jones et al. 2009](#)) serían el resultado de la amplificación por gravedad de las fluctuaciones en densidad presentes en un universo temprano homogéneo y rápidamente en expansión. Este escenario está respaldado por la aparente expansión cósmica acelerada del universo, inferida de estudios de supernova ([Riess et al. 1998](#); [Perlmutter et al. 1999](#)), mediciones del espectro de potencia de las galaxias del 2dFGRS (2 degree Field Galaxy Redshift Survey, [Efstathiou et al. 2002](#)) y de la anisotropía del fondo de radiación cósmica (CMB, por su sigla en inglés Cosmic Microwave Background, [Efstathiou et al. 2002](#); [Spergel et al. 2003](#)).

El estudio de la evolución de la SFR en las galaxias es una herramienta esencial para entender la evolución de las galaxias. Por lo tanto, la historia de formación estelar (SFH, por su sigla en inglés Star Formation History) contiene una huella del resultado colectivo de todos los procesos que dan forma a las galaxias a través del tiempo. La densidad de SFR (SFRD, por su sigla en inglés Star Formation Rate Density) es una forma simple y útil de investigar la SFH cósmica. Diversas observaciones han mostrado un amplio escenario hasta *redshift*<sup>1</sup>  $z \sim 6$  ( $\sim 12.6$  Gyr atrás), mostrando un aumento hasta  $z \sim 1$ , y un declive desde  $z \sim 3$  ([Hopkins, 2004](#); [Hopkins, 2007](#); [Pérez-González et al. 2005](#)), con una no clara evolución en  $1 < z < 2.5$  a causa de las dificultades observacionales presentes en ese rango para estimar *redshifts* espectroscópicos. Sin embargo, estudios recientes muestran que el universo alcanzó su máximo de formación estelar en  $z \sim 2$ , sin especular sobre las diferentes funciones de selección de los catálogos usados (Figura 1.1, [Cucciati et al. 2012](#)). La SFRD es el resultado de la transformación del gas en estrellas y por lo tanto requiere un importante reservorio de gas para mantener una intensa SFR por largo tiempo. En este contexto, el intervalo desde  $z \sim 0 - 1$  considera aproximadamente la mitad de la edad del universo, y proporciona un importante rango para estudiar las etapas finales de la formación de galaxias. Sabiendo que la SFR ha disminuido desde  $z \sim 1$  ([Cowie et al. 1996](#); [Madau et al. 1996](#); [Lilly et al. 1995](#)), Cowie et al. usa el término *downsizing* para describir esta

---

<sup>1</sup>Medida de corrimiento al rojo de la longitud de onda de un espectro, relacionado con distancia y edad cosmológica del Universo.

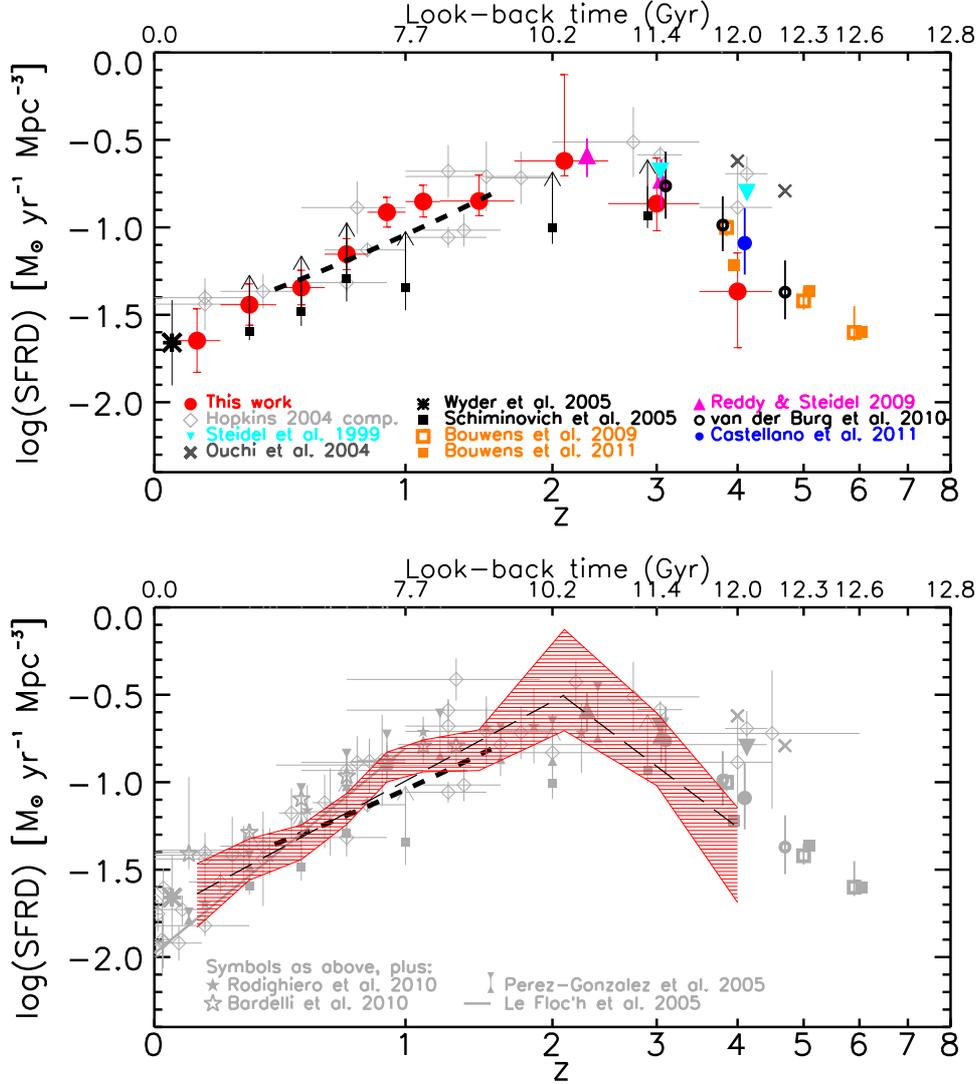


Figura 1.1: Densidades de tasa de formación estelar (SFRDs) total derivadas del ultravioleta (UV) y corregidas por polvo como función del *redshift*. Los círculos rojos (panel superior) y el área roja sombreada (panel inferior) representan las muestras del VVDSs (VIMOS VLT Deep Survey, Cucciati et al. 2012), mientras que la línea a trazos es la SFRD derivada de la densidad de masa estelar (SMD, por su sigla en inglés Stellar Mass Density) de Ilbert et al. (2010). Los símbolos restantes representan otros resultados de la literatura. En el panel izquierdo, las SFRDs fueron derivadas usando la densidad de luminosidad en la banda-FUV (Far Ultraviolet, o lejano ultravioleta) convertida a SFRD usando la relación de escala de Madau et al. (1998). Todos los datos han sido homogeneizados con la misma función inicial de masa (IMF, por su sigla en inglés Initial Mass Function, Salpeter, 1955). En el panel derecho, las SFRDs fueron derivadas a partir de varios estimadores de SFR (UV, líneas de emisión, infrarrojo, radio). Las dos líneas a trazo largo representan dos ajustes a la SFRD del tipo  $\propto (1+z)^\beta$ . Más detalles en Cucciati et al. (2012).

# 1. INTRODUCCIÓN

conducta, sugiriendo que las galaxias más masivas finalizaron su formación estelar más temprano que los sistemas menos masivos, una tendencia observada en colores (Bundy et al. 2006), y datos en radio (Hopkins, 2004) e infrarrojo (Pérez-González et al. 2005). Sin embargo, las razones del por qué la formación estelar en el universo ha ido disminuyendo y por qué cesa para una galaxia determinada están aún sin resolver.

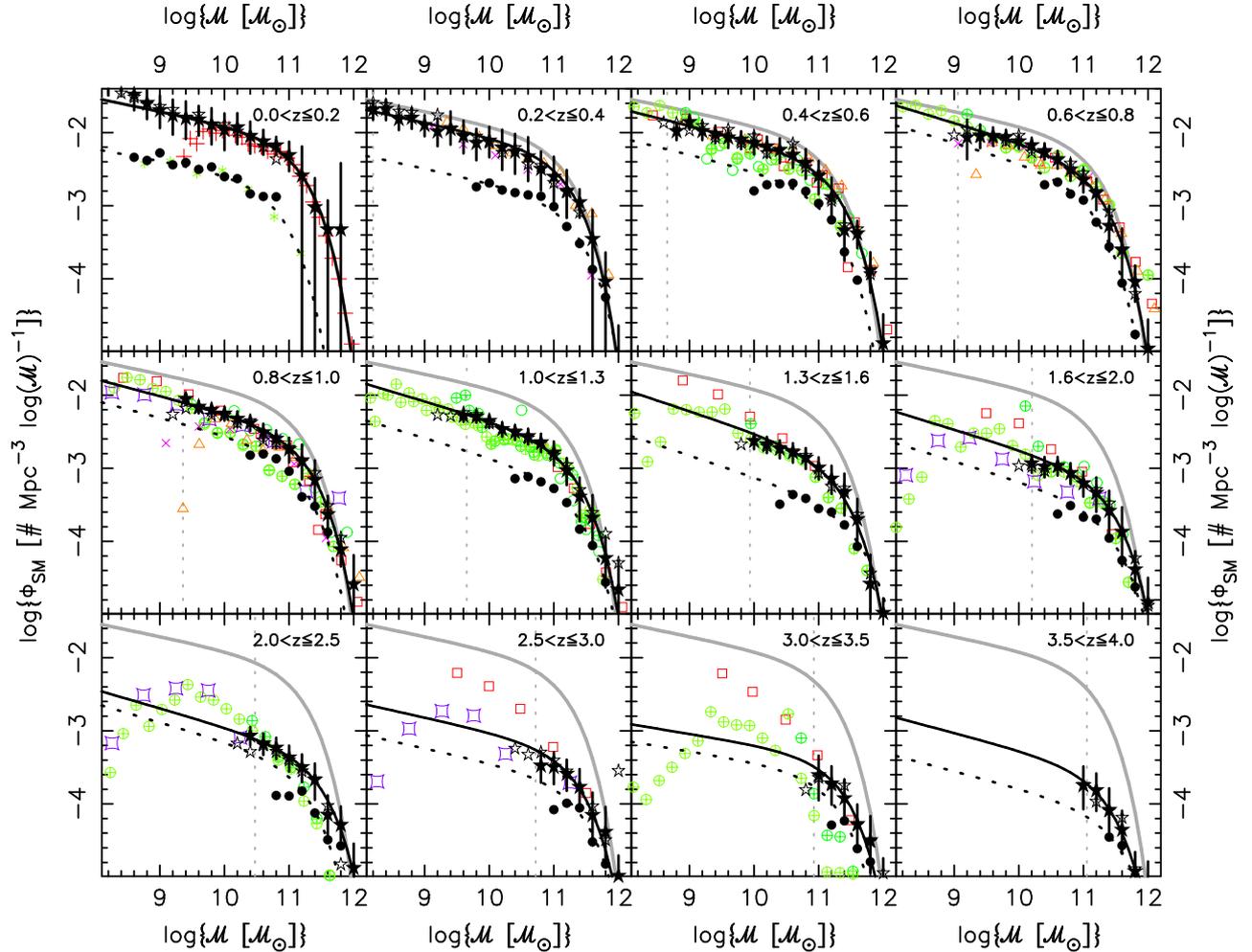


Figura 1.2: Función de masa estelar (SMF) para doce intervalos en *redshift* desde  $z=0$  a 4. Las estrellas negras representan la SMF estimada de la muestra seleccionada en MIR, mientras que las estrellas vacías representan la SMF estimada de la muestra seleccionada en la banda-*I*. Los círculos negros muestran la SMF para galaxias detectadas en  $24\ \mu\text{m}$  (Pérez-González et al. 2008). La línea sólida muestra el ajuste de una función de Schechter a las SMFs, mientras que la línea punteada muestra el ajuste para las fuentes en  $24\ \mu\text{m}$ . La línea gris muestra la SMF local obtenida por Cole et al. (2001). La línea punteada vertical muestra el límite en completitud del 75% de la muestra usada. Los restantes símbolos muestran otras estimaciones de la literatura. Más detalles en Pérez-González et al. (2008).

Otra forma de estudiar la recolección de masa estelar dentro de una galaxia es la SFR específica (SSFR), la fracción de masa estelar dentro de una galaxia que se forma por unidad de tiempo. Como tal, la SSFR proporciona una forma útil de entender el crecimiento de las galaxias sobre el tiempo cósmico. Se ha encontrado que entre  $z \sim 2 - 7$  hay poca evolución aparente en el aumento de la SSFR. Sin embargo desde  $z \sim 2 - 0$  la SSFR muestra un rápido descenso (González et al. 2010; Karim et al. 2011; Stark et al. 2013). Esto implica que deben existir procesos físicos debilitando la eficiencia de la SFR. Explicaciones para esta disminución podrían ser, por ejemplo, un descenso en la tasa de acreción del gas hacia las galaxias, debido quizás a una menor densidad del gas molecular o a una menor cantidad del mismo (Dutton, Van den Bosch and Dekel, 2010), o que vientos galácticos de material mitigarían en las galaxias la SFR y la evolución del gas y de la abundancia de metales en todas las épocas (Davé, Oppenheimer and Finlator, 2011). No obstante, mientras existan discrepancias entre las diferentes mediciones observacionales de la SSFR en épocas remotas (Stark et al. 2013), los modelos teóricos no podrán definir los procesos físicos que respondan a las diferentes restricciones

observacionales (Weinmann, Neistein and Dekel, 2011).

Así como la SFR y la SSFR nos dicen cuánta masa estelar forman las galaxias en una época dada (es decir, un parámetro instantáneo), la función de masa estelar (SMF, por su sigla en inglés Stellar Mass Function) nos indica cuánta masa estelar han acumulado las galaxias hasta una época dada. El estudio de la evolución de la SMF en diferentes épocas permite caracterizar observacionalmente el aumento en masa de las galaxias como función de la masa estelar de cada objeto. Análisis hechos dentro de los últimos  $\sim 12$  Gyr ( $z < 4$ ) muestran que la densidad local de galaxias con masas mayores a  $M_* > 10^{12} M_\odot$  fue ya alcanzada por la SMF a  $z = 2.5-3$ , es decir, las galaxias más masivas estarían ya formadas en esa época (Figura 1.2, Pérez-González et al. 2008). Luego, la formación de galaxias se desplazaría a sistemas menos masivos a medida que nos movemos a épocas más recientes, ocurriendo principalmente a  $z < 1$  en galaxias con  $M_* < 10^{11.5} M_\odot$  (Fontana et al. 2006; Pérez-González et al. 2008). Esto refleja que la SMF ha tenido una evolución diferencial, con las galaxias más masivas evolucionando menos que las galaxias de baja masa. Esta evolución es potencialmente importante porque está relacionada con el escenario de *downsizing*. Sin embargo, mientras las incertezas sistemáticas no sean eficientemente controladas en este tipo de análisis, tal evolución dependiente de la masa podría ya no ser real, si no más bien un efecto sistemático (Marchesini et al. 2009).

Una vista más global del aumento en masa estelar de las galaxias como función del tiempo cósmico está dado por la densidad de masa estelar (SMD, por su sigla en inglés Stellar Mass Density), la cual es obtenida integrando la SMF sobre todo el rango de masas. Diversos resultados muestran que la densidad de masa estelar global ha evolucionado relativamente lenta sobre los últimos 8 Gyr, con cerca de un 25% de la SMD local formada en dicho período, y de forma más activa en épocas más remotas ( $z > 1$ ). Es decir, la evolución de la SMD creció rápidamente en los primeros 3–5 Gyr de la historia del universo, y después de eso continuó a un paso mucho más lento (Fontana et al. 2006; Pérez-González et al. 2008; Marchesini et al. 2009). Estos resultados favorecerían un escenario dual, en el cual los sistemas más masivos formaron la mayoría de sus estrellas vertiginosamente a  $z > 2.5$  en una forma más cercana al colapso monolítico que al jerárquico, mientras que al mismo tiempo los sistemas menos masivos formaron sus estrellas y reunieron su masa estelar posteriormente a partir de varios progenitores, y no antes de  $z \sim 0.5$  (Pérez-González et al. 2008).

## 1.2 FORMACIÓN ESTELAR Y NÚCLEOS GALÁCTICOS ACTIVOS

Los procesos de realimentación podrían jugar un rol importante regulando el crecimiento en masa de las galaxias y/o produciendo *downsizing*. Se espera que sean varios los procesos que modifiquen el reservorio de gas y por ende la SFR, incluyendo la eficiencia de formación estelar, la acreción de gas frío a lo largo de los filamentos de la red cósmica, fusiones de galaxias ricas en gas, vientos estelares, explosiones de supernovas, núcleos galácticos activos (AGNs), radiación cósmica de fotoionización, o efectos medioambientales los cuales podrían resultar en el truncamiento de la formación estelar. Algunos procesos implementados en modelos numéricos y semi-analíticos incluyen tal regulación a través de la realimentación por supernovas (Cole et al. 2000; Nagashima & Yoshii, 2004), y AGNs (Bower et al. 2006; Lagos, Cora and Padilla, 2008). La realimentación por AGN sería ocasionada por la energía introducida por éste a través de flujos de material que emiten principalmente en radio, y que son responsables de truncar el enfriamiento del gas en los centros de los halos masivos. El modelo cosmológico más aceptado, sin embargo, predice que la formación de galaxias es jerárquica, siendo las galaxias elípticas masivas el resultado de una serie de fusiones entre galaxias más pequeñas y de acreción de gas. En este escenario, sin tomar en cuenta procesos de realimentación, las galaxias elípticas continúan acretando gas y formando estrellas. Como esto no es observado en las galaxias de hoy, es importante entender la actividad AGN a  $z < 1$  como fuente de realimentación. En efecto, aunque se espera que la realimentación vía AGN ocurra más a menudo en galaxias más masivas (Kauffmann et al. 2003a; Kewley et al. 2006), es también interesante analizar su ocurrencia en galaxias de baja masa.

La extraordinaria similaridad entre la evolución de la SFH de las galaxias y la emisividad de los AGNs desde  $z \sim 1$  a 0 sugiere un mecanismo común que regula su crecimiento. Tanto las fusiones de alta masa como la evolución secular pueden canalizar el gas hacia la región nuclear con lo que se

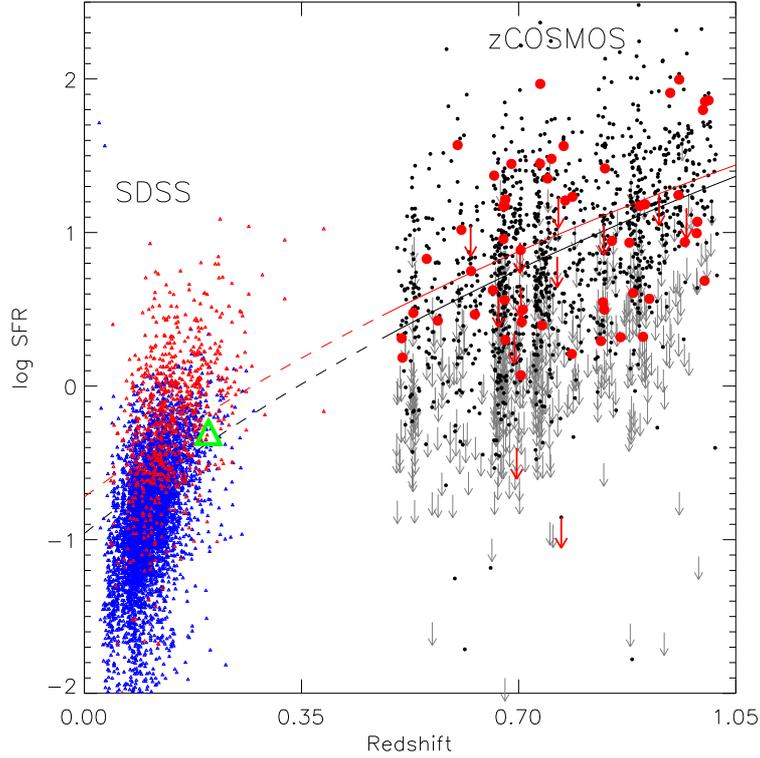


Figura 1.3: Evolución cósmica de la tasa de formación estelar (SFR). Los puntos negros y las flechas grises son galaxias masivas del catálogo zCOSMOS, a *redshift*  $z > 0.48$ , con masas estelares  $M_* > 10^{10.6} M_\odot$ , mientras que los círculos rojos son AGNs con luminosidades en rayos-X  $L_X > 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$  (Silverman et al. 2009). Las líneas negra y roja muestran el ajuste lineal obtenido para la muestra de galaxias de zCOSMOS y AGNs, respectivamente, extrapolado a épocas más recientes mediante las líneas a trazos. Para comparación, AGNs de alta luminosidad del catálogo SDSS son mostrados en rojo (con luminosidades según la línea [OIII] $\lambda 5007$   $L_{\text{[OIII]}} > 10^{40.5} \text{ erg s}^{-1}$ ); y AGNs de luminosidad más baja, en azul. El triángulo verde muestra el valor medio de la SFR para AGNs de tipo 1 del SDSS. Más detalles en Silverman et al. (2009).

potencia la formación estelar y la acreción de material hacia agujeros negros supermasivos (SMBHs, por su sigla en inglés Super Massive Black Hole). En consistencia con este esquema, las poblaciones estelares jóvenes son conocidas por ser frecuentes dentro de los bulbos de galaxias Seyfert cercanas y cuásares luminosos. Por otro lado, la falta de formación estelar observada en base a la línea en emisión [OII] $\lambda 3727$  en cuásares (Ho, 2005) y AGNs de tipo 1 (Kim, Ho and Im, 2006) indicaría un rol del AGN suprimiendo la formación estelar. Sin embargo, se obtienen resultados opuestos cuando es considerada su emisión en el lejano infrarrojo (FIR, Schweitzer et al. 2006), implicando tal vez una probable secuencia evolutiva o un descenso sistemático en la SFH global de las galaxias (Figura 1.3, Silverman et al. 2009). Estos resultados resaltan la complejidad en determinar, si existe, una relación causal entre formación estelar y actividad AGN.

Las galaxias muestran una amplia variedad de propiedades físicas y observacionales, con sus morfologías correlacionando con sus colores, y también con características de sus poblaciones estelares. Las propiedades tales como colores en óptico (Strateva et al. 2001), parámetros morfológicos (Driver et al. 2006), e índices espectrales (Kauffmann et al. 2003b), muestran una distribución bimodal que define dos clases de galaxias: una población roja de galaxias pasivas que han formado sus masas estelares mayormente en épocas remotas, y una población azul que está formando estrellas activamente. Esta distribución bimodal está presente al menos hasta  $z \sim 1-2$  (Giallongo et al. 2005; Kriek et al. 2008), pero su origen no es claro aún. El mejor escenario para explicar estas propiedades podría ser evolutivo, ya que las galaxias en diferentes fases de su evolución revelan diferentes colores, SFRs, índices espectrales y morfologías. No obstante, no está resuelto aún cómo se conectan estos parámetros.

Se encuentra cierta evidencia para un posible rol evolutivo del AGN en el área de transición entre la

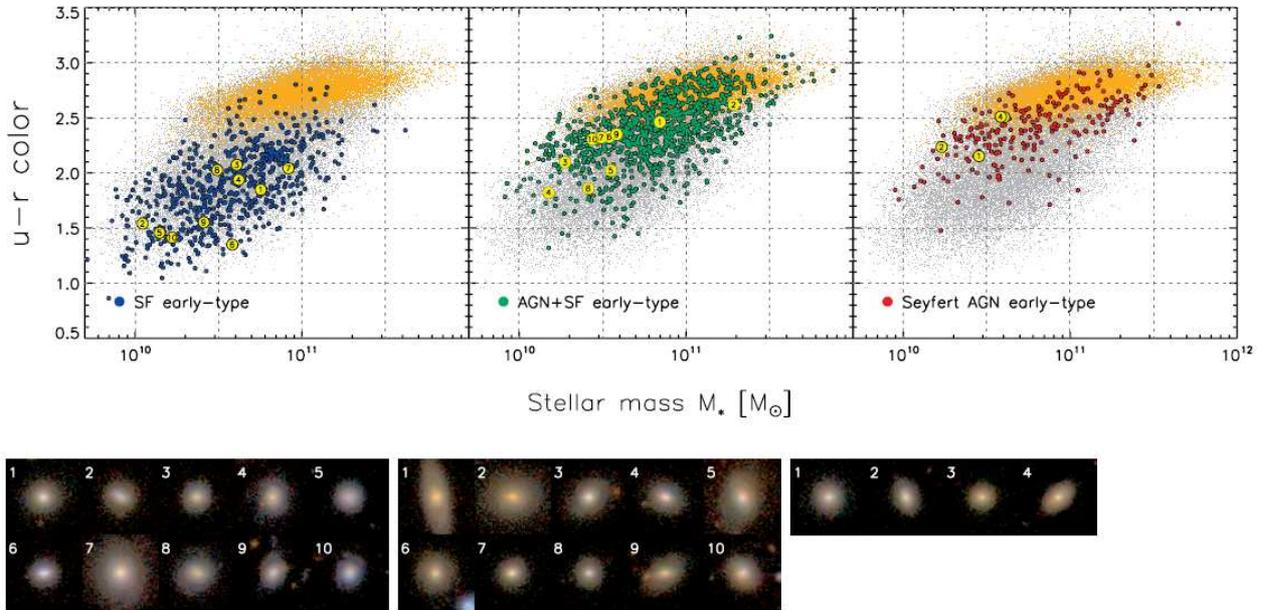


Figura 1.4: Relación masa–color para galaxias de tipo temprano del catálogo SDSS (Schawinski et al. 2009). La figura ilustra la evolución de galaxias *star-forming* de tipo temprano desde la nube azul a la secuencia roja, vía fase AGN. Las masas estelares fueron derivadas mediante el ajuste de la distribución espectral de energía (SED, por su sigla en inglés Spectral Energy Distribution) usando los modelos de Maraston (2005). Las galaxias de tipo morfológico tardío están representadas por los puntos grises, las de tipo temprano por los puntos naranjas, mientras que los diversos tipos activos (según las razones de sus líneas en emisión) están representados de izquierda a derecha: galaxias *star-forming* en puntos azules, galaxias compuestas (SF+AGN) en verde, y AGNs en rojo. Los círculos numerados son galaxias observadas en radio, y con su imagen en óptico mostrada abajo en bloques de acuerdo al tipo activo. Más detalles en Schawinski et al. (2009).

“la nube azul” y la “secuencia roja” en los diagramas color–magnitud y color–masa (Kauffmann et al. 2003a; Sánchez et al. 2004; Georgakakis et al. 2008), región también conocida como “el valle verde”. Los huéspedes de AGNs tienden a tener colores más rojos que la mayoría de las galaxias *star-forming*<sup>2</sup> (Yan et al. 2011), sugiriendo que ellos podrían causar la extinción de la formación estelar en galaxias *star-forming* de tipo-temprano, o evitar su reactivación (Figura 1.4, Schawinski et al. 2009; para más discusión ver Schawinski et al. 2007; Georgakakis et al. 2008; Mendez et al. 2011). Sin embargo, en el universo local se encuentran AGNs de tipo *Seyfert 2* principalmente en galaxias jóvenes y masivas con formación estelar (Kauffmann et al. 2003a; Kewley et al. 2006), implicando así un vínculo cercano entre el crecimiento de los agujeros negros (BHs, por su sigla en inglés Black Hole) y los bulbos. En efecto, se encuentra en el diagrama SSFR–masa estelar una secuencia evolutiva suave que comienza con las galaxias activas y se extiende hacia las galaxias más masivas e inactivas. Esta secuencia podría producirse a través de una fase AGN con diferentes niveles de formación estelar (Salim et al. 2007). Estos resultados favorecen la interpretación donde la realimentación es producida por el AGN, pero no se descartan explicaciones alternativas.

<sup>2</sup>Galaxias con formación estelar y espectros con líneas en emisión característicos de regiones HII.

### 1.3 UNA MASA LÍMITE PARA GALAXIAS ACTIVAS Y PASIVAS

Sabemos que hay una distribución bimodal de las propiedades físicas observadas en galaxias hasta  $z \sim 1-2$ , con una secuencia roja dominada por galaxias pasivas y una nube azul de galaxias *star-forming* (Strateva et al. 2001; Kauffmann et al. 2003b; Driver et al. 2006). Esta bimodalidad es vista también en la SMF de galaxias pasivas y *star-forming* cuando ellas son separadas por índices de color, SSFR o morfología (Borch et al. 2006; Franceschini et al. 2006; Bundy et al. 2006). Es interesante notar que las SMFs difieren fuertemente entre ellas para todas la épocas estudiadas, con las galaxias pasivas dominando la cola masiva mientras que las galaxias *star-forming* dominan la cola opuesta (Figura 1.5, panel superior). Además, se ha encontrado una evolución decreciente en el valor de la masa con la cual las poblaciones de galaxias se intersectan (la masa de transición  $M_{tr}$ , Bundy et al. 2006), revelando de este modo signos de *downsizing* en la masa estelar media de las galaxias pasivas. Hopkins et al. (2007) encontraron que los valores de la masa de transición derivados de las funciones de luminosidad de fusiones de galaxias y quásares también siguen una tendencia similar (Figura 1.5, panel inferior), reflejando tal vez una masa característica con la cual la población de la secuencia roja se forma mayormente en una época específica. Esta masa también crece con el *redshift* y sugiere por lo tanto que el *downsizing* cósmico se podría aplicar a la formación estelar como a la formación de las galaxias rojas. Estos resultados apoyarían la hipótesis de que fusiones de galaxias conducen la transición desde galaxias azules con discos a galaxias rojas elípticas, terminando con una fase de realimentación vía quásar.

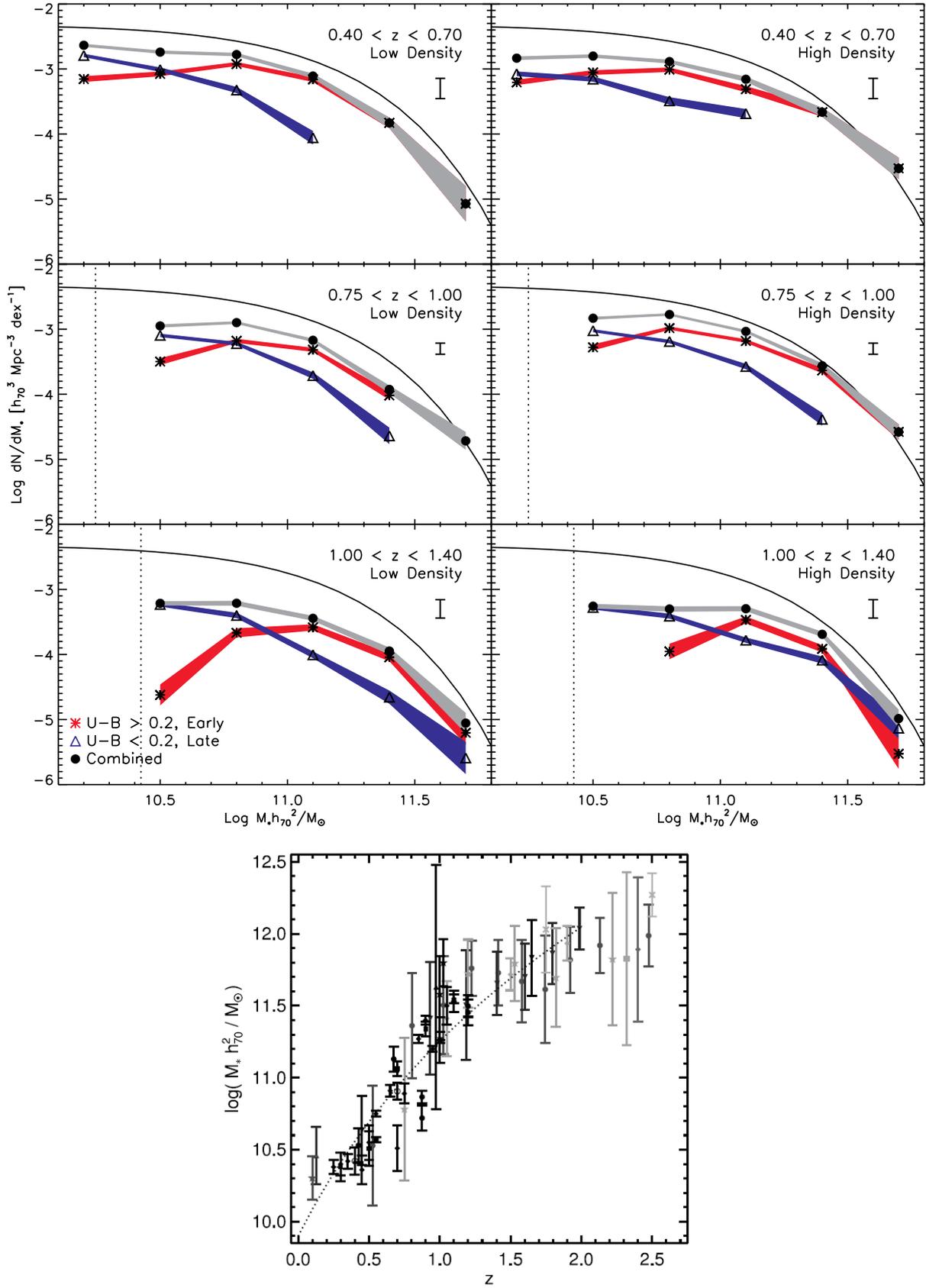


Figura 1.5: Panel superior: SMFs en tres bins de *redshift*, por sobre (paneles izquierdos) y por debajo (paneles derechos) de la densidad promedio de galaxias, y separadas por el índice de color ( $U - B$ ). Las líneas punteadas muestran el límite en completitud de la banda  $K$ , mientras que la varianza cósmica está representada mediante las barras de error. La línea sólida indica la SMF total para el bin más bajo en *redshift*. Más detalles en Bundy et al. (2006).— Panel inferior: Masa de transición observada (puntos negros) como función del *redshift*, comparada con la masa característica (puntos grises) de quásares, galaxias elípticas formadas recientemente (E+A, K+A) y fusiones de galaxias brillantes en curso (ULIRGs/SMGs), estimada a partir de las propiedades de agrupamiento de cada tipo de galaxias. Más detalles en Hopkins et al. (2007).

## 1.4 DETECCIÓN DE NÚCLEOS GALÁCTICOS ACTIVOS

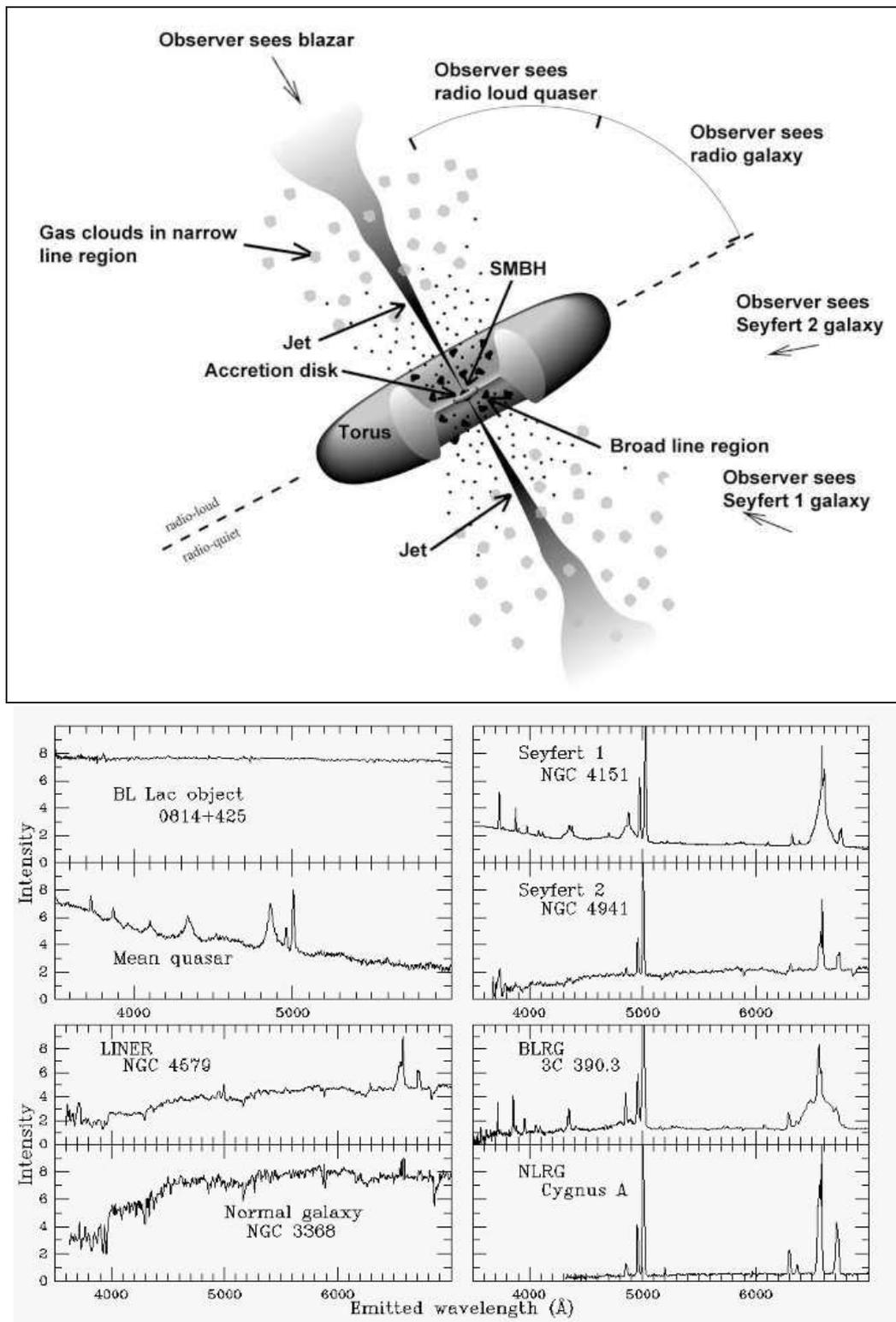


Figura 1.6: Panel superior: Vista esquemática del modelo unificado de AGN. La figura muestra las distintas denominaciones de AGNs de acuerdo a la orientación con que es observado, o si hay emisión en radio.— Panel inferior: Características espectrales ópticas de los diversos tipos de AGNs.

La noción de AGN constituye un zoológico de diferentes nombres, criterios de detección y características espectrales. No obstante, el modelo unificado indica que este zoológico responde a un mismo fenómeno con observables relacionados con la orientación del AGN respecto a la línea de visión, la luminosidad, y la eficiencia de acreción con respecto a la masa del BH. En base a sus características

espectrales los AGNs pueden ser clasificados en tres tipos (Urry & Padovani, 1995): (1) AGNs tipo 1, con continuos brillantes y líneas anchas en emisión, originadas por movimientos de gas caliente a altas velocidades localizado probablemente en las profundidades del pozo de potencial del BH central, (2) AGNs tipo 2, con continuos débiles y sólo líneas angostas en emisión, implicando ya sea movimientos del gas a baja velocidad o que la línea de visión a ese gas está oscurecida por un grueso muro de material, (3) AGNs tipo 0, que incluye a los AGNs con características espectrales inusuales como los objetos BL Lacertae (AGNs con emisión en radio y ausencia de líneas en emisión o absorción, Stein, Odell and Strittmatter, 1976) y a los quásares con líneas anchas en absorción (BAL quásares, por su sigla en inglés Broad Absorption Line). Cada uno de los tipos de AGN mencionados se divide en subtipos de acuerdo a si presenta o no emisión en radio. El tipo 1 sin emisión en radio (“radio-quiet”) incluye a las galaxias Seyfert 1, de luminosidad relativamente baja y con características espectrales del huésped reconocibles, y a los radio-quiet quásares, de mayor luminosidad y con un espectro dominado por el AGN. El tipo 1 con emisión en radio (“radio-loud”) incluye a las radio-galaxias con líneas anchas (Broad Line Radio Galaxies, BLRGs) y a los radio-loud quásares. De manera similar, los AGNs tipo 2 radio-quiet incluyen a las galaxias Seyfert 2, y a los LINERs (Low Ionization Nuclear Emission Regions), mientras que el tipo 2 radio-loud incluye a las radio-galaxias con líneas angostas (Narrow Line Radio Galaxies, NLRGs) subdivididas en tipo Fanaroff-Riley 1 o 2 (Fanaroff & Riley, 1974) de acuerdo al grado de colimación del jet en radio, respectivamente. De este modo, la orientación del núcleo activo como su grado de oscurecimiento por el toro y disco de acreción determinará si se observa un AGN tipo 0, 1 o 2 (Figura 1.6).

Una gran cantidad de información sobre la naturaleza de fuentes seleccionadas en rayos-X es usualmente obtenida del análisis de sus contrapartes ópticas. Si la emisión observada en rayos-X es atribuible a la actividad nuclear o a la formación estelar es inferido de las propiedades del espectro óptico. Este análisis óptico puede ser potencialmente problemático cuando la intensidad del AGN no domina sobre la emisión de la galaxia huésped. Alrededor de la mitad de las fuentes con luminosidad moderada en rayos-X (AGNs moderadamente luminosos, con  $L_X < 10^{43}$  erg s<sup>-1</sup>) detectadas en catálogos profundos en rayos-X no muestra líneas anchas o líneas de alta excitación características de AGN en sus espectros ópticos, indicando que la selección óptica de AGNs es incompleta (Lacy et al. 2004; Szokoly et al. 2004; Caccianiga et al. 2007). El espectro típico de un AGN en rayos-X está dominado en el rango 0.1–2 keV por un espectro térmico en absorción a causa de la dispersión Compton inversa producido por el disco de acreción, mientras que el rango 2–10 keV está dominado por una ley de potencia producida por la corona del BH más una prominente línea de Fe a 6.4 keV (Figura 1.7, panel izquierdo, Cappi et al. 2006). Adicionalmente, los AGNs con densidades altas de columna de gas absorbente y nubes de polvo (combinadas con aquellas localizadas en la galaxia huésped) podrían no ser observados en rayos-X (Polletta et al. 2006; Donley et al. 2007; Maiolino & Risaliti, 2007) por el alto nivel de absorción en sus espectros (es decir, fuentes “Compton-gruesas”). Una explicación posible para esto es que los catálogos actuales en rayos-X y óptico están sesgados cerca de la fase temprana de la evolución del BH. En sus etapas iniciales de formación, el AGN podría estar profundamente sepultado bajo nubes con formación estelar y/o mostrar baja luminosidad, porque aunque la masa del BH está creciendo rápidamente aún es pequeña.

Una forma de localizar AGNs oscurecidos por polvo es sondear la emisión del polvo calentado por el AGN. Para tal efecto, es posible usar las longitudes de onda del infrarrojo medio (MIR), donde la emisión absorbida en rayos-X es reemitida. Además, este rango de longitudes de onda está mucho menos afectado por extinción y es capaz de atravesar el manto de polvo que rodea al AGN (Lacy et al. 2004; Stern et al. 2005; Donley et al. 2007). En el MIR se pueden distinguir tres tipos de galaxias según su emisión: (1) Galaxias dominadas por el AGN, las cuales tienen una emisión tipo ley de potencia en 3–10  $\mu\text{m}$  originada por polvo muy caliente a causa de la intensa radiación del AGN, más una importante absorción por silicato a 10  $\mu\text{m}$  (Figura 1.7, panel derecho superior), (2) Galaxias formadoras de estrellas ricas en gas y polvo, y principalmente dominadas por características de hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAHs, Figura 1.7, panel derecho inferior)<sup>3</sup>, y (3) *Starbursts*<sup>4</sup>, las cuales tienen un continuo abruptamente ascendente en 12–16  $\mu\text{m}$  (Laurent et al. 2000;

<sup>3</sup>PAHs son moléculas aromáticas ubicuas en el medio interestelar (ISM, por su sigla en inglés Inter Stellar Medium) de nuestra galaxia y galaxias cercanas con formación estelar reciente o en curso.

<sup>4</sup>Galaxias con una intensa actividad de formación estelar.

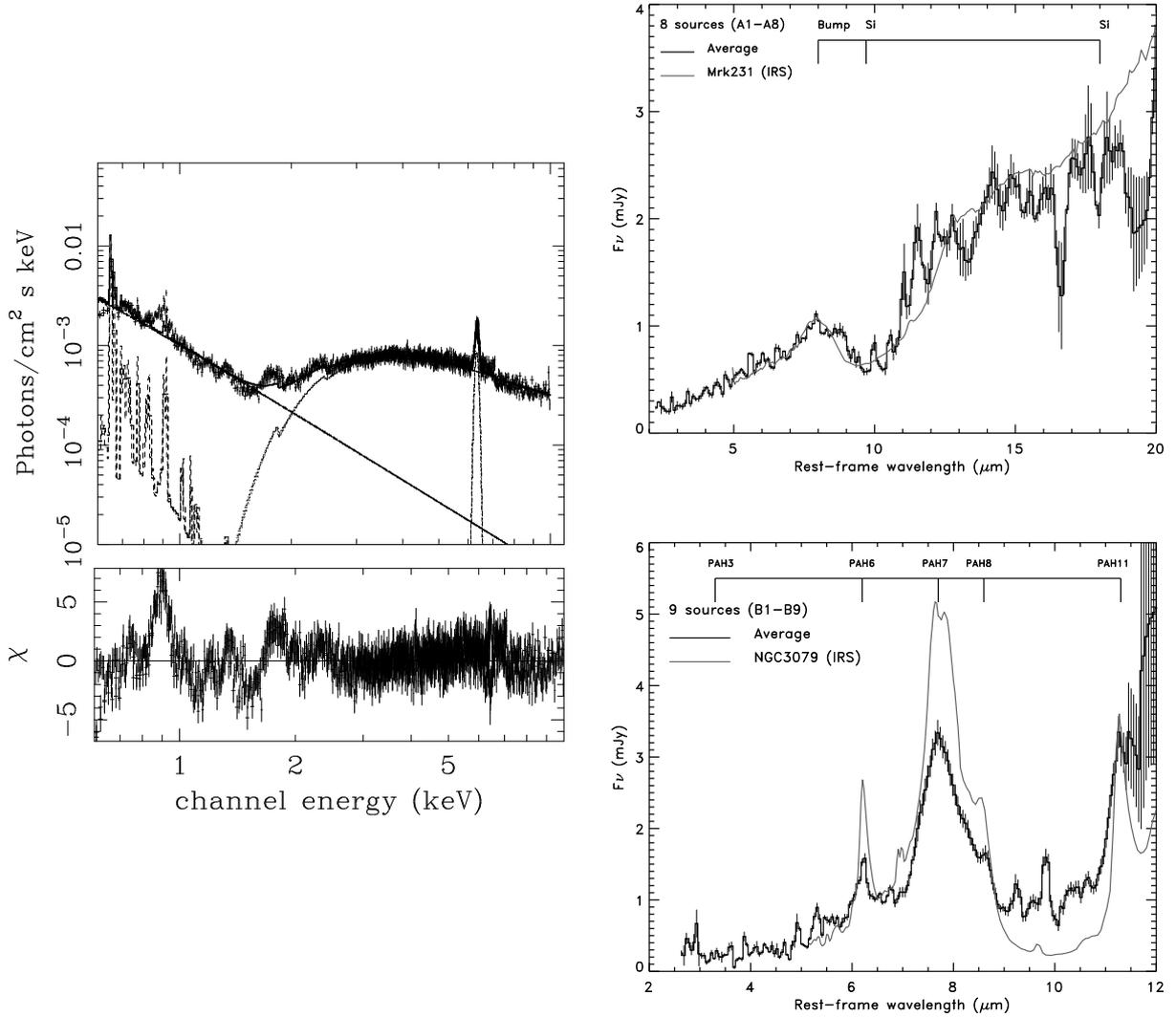


Figura 1.7: Panel izquierdo: Espectro en rayos-X de la galaxia NGC 4151. La figura muestra el espectro junto con el ajuste de un modelo de varias componentes (bajo los 1.5 keV por uno térmico en absorción más radiación diseminada; entre los 2–10 keV por una ley de potencia más la línea de Fe). Los residuos del modelo respecto al observado son mostrados en el subpanel en unidades de  $\sigma$  (más detalles en Cappi et al. 2006).— Panel derecho superior: Espectro promedio en el infrarrojo medio (MIR, por su sigla en inglés Mid Infrared) de la muestra de AGNs de Weedman et al. (2006). La curva ajustada es el modelo de la galaxia Mrk 231, mientras que las barras verticales sobre el espectro muestran las incertezas a  $1\sigma$ .— Panel derecho inferior: Espectro promedio en MIR, en el marco en reposo, de la muestra de *starbursts* de Weedman et al (2006). La curva ajustada es el modelo de la galaxia NGC 3079. Las barras verticales muestran las incertezas a  $1\sigma$  (más detalles en Weedman et al. 2006).

Weedman et al. 2006; Smith et al. 2007). Sin embargo, hay galaxias con una SED tipo ley de potencia en el MIR que también muestran un incremento significativo en el infrarrojo cercano (NIR), además de la presencia de PAHs en MIR, lo cual podría ser asociado al máximo del continuo estelar en  $1.6 \mu\text{m}$  corrido al rojo, sugiriendo que tanto la actividad AGN y la formación estelar coexisten en estas galaxias (Alonso-Herrero et al. 2006; Donley et al. 2007; Lacy et al. 2007).

### 1.5 METODOLOGÍA

Determinar los procesos que contribuyen a la disminución de la SFR en las galaxias sobre el tiempo cósmico tiene fuertes implicaciones para las teorías de evolución de galaxias. En esta investigación estudiamos las propiedades físicas de una muestra de 109 galaxias a  $0 < z < 3$ , observadas en MIR (usando el satélite infrarrojo *Spitzer*, Werner et al. 2004) y que además contaban con datos fotométricos en diferentes filtros y espectros ópticos. Esta muestra forma parte de un proyecto piloto de un catálogo espectroscópico de galaxias en el *Subaru XMM deep field* (SXDF, Furusawa et al. 2008) hasta  $z \sim 3$ , y que tiene como propósito investigar el fin de la formación estelar en galaxias masivas.

Este estudio está organizado como sigue: en el capítulo 2 describimos la selección de la muestra y proporcionamos detalles sobre la adquisición de los datos espectro-fotométricos; capítulo 3 explica los procesos de reducción, medición de flujos de líneas en emisión y ajuste de la SED a los datos, además de presentar la muestra final usada en este estudio; en el capítulo 4 investigamos la actividad de formación estelar y AGN de nuestras galaxias usando diagramas de diagnóstico en el óptico y en el MIR, además de la búsqueda de contrapartes en rayos-X; en el capítulo 5 las propiedades físicas de nuestra muestra de galaxias (enrojecimiento, edad, masa estelar, metalicidad) son derivadas usando la técnica del ajuste de la SED, y la SFR es estudiada en función de parámetros físicos como el *redshift*, la masa estelar y el color; el capítulo 6 presenta las propiedades físicas, contribución del AGN y evolución cósmica de la SFR en función de la masa estelar y el color, en nuestra segunda muestra de galaxias masivas, con el propósito de investigar la dependencia y disminución de la SFR con la masa estelar en diferentes épocas cósmicas, además de discutir los escenarios posibles que explicarían este fenómeno. Finalmente, en el capítulo 7 resumimos nuestros resultados y análisis.

A través de este estudio hemos asumido una cosmología plana dominada por  $\Lambda$  con  $\Omega_m = 0.28$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.72$ , y  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}$ .

## CAPÍTULO 2

# SELECCIÓN DE LA MUESTRA

### 2.1 CRITERIOS FOTOMÉTRICOS

Las galaxias presentadas en este estudio son un subconjunto de una muestra construida para estudiar formación estelar y actividad AGN de galaxias masivas en el rango en *redshift*  $z = 0.1-2.5$ , con la muestra original siendo escogida del SXDF. La ventaja del SXDF es que ha sido observado en muchas bandas fotométricas:  $B$ ,  $V$ ,  $R$ ,  $i$ ,  $z$  (con el telescopio Subaru);  $J$ ,  $H$ ,  $K$  (con el telescopio UKIRT, Lawrence et al. 2007); y  $3.6\mu\text{m}$ ,  $4.5\mu\text{m}$ ,  $5.8\mu\text{m}$ ,  $8.0\mu\text{m}$ ,  $24\mu\text{m}$ ,  $70\mu\text{m}$  y  $160\mu\text{m}$  (con el satélite *Spitzer*). Este campo, centrado en R.A.= 02:18:00, Dec.= -05:00:00, cubre un área de  $\sim 1.22 \text{ deg}^2$  y alcanza profundidades de  $\sim 27$  AB magnitudes en el óptico y  $\sim 24$  AB mag en el NIR y MIR. Por lo tanto, uno puede aplicar varios criterios fotométricos en orden a seleccionar galaxias con diferentes características. En nuestro caso particular, seleccionamos la muestra original usando las características de los quiebres de Balmer  $\lambda 3646$  y  $\lambda 4000$  como trazadores de *redshift*, como ha sido descrito por Daddi et al. (2004), usando el diagrama color-color  $BzK$  para seleccionar galaxias *star-forming* en un rango en *redshift* específico ( $z \gtrsim 1.25$ ), con diferentes cantidades de enrojecimiento por polvo. Además, usamos dos diagramas color-color adicionales (diagramas  $uRj$ ,  $uVi$ ) para seleccionar galaxias en un rango en *redshift* más bajo que el diagrama  $BzK$  ( $z \gtrsim 0.65$ ,  $z \gtrsim 0.4$ ), los cuales fueron presentados en Hanami et al. (2012). Estos criterios de selección están definidos por las sgtes. ecuaciones:

$$BzK \equiv (z - K)_{AB} = (B - z)_{AB} - 0.5, \quad (2.1)$$

$$(z - K)_{AB} = 2.5, \text{ para galaxias a } z > 1.25. \quad (2.2)$$

$$uRj \equiv (R - J)_{AB} = (u - R)_{AB} - 0.5, \quad (2.3)$$

$$(R - J)_{AB} = 2.5, \text{ para galaxias a } z > 0.65. \quad (2.4)$$

$$uVi \equiv (V - i)_{AB} = (u - V)_{AB} - 0.5, \quad (2.5)$$

$$(V - i)_{AB} = 1.8, \text{ para galaxias a } z > 0.40. \quad (2.6)$$

La figura 2.1 muestra los diagramas color-color utilizados, con las galaxias incluidas en las observaciones espectroscópicas. En cada panel, los cuadrados representan las galaxias cuyo *redshift* satisface el criterio de color, mientras que las cruces representan las galaxias con *redshift* menor al predicho. Las galaxias cuyos espectros presentaron líneas anchas en emisión típicas de AGNs tipo 1 son indicadas mediante círculos. Estas galaxias resultaron tener además corrimientos al rojo superiores a  $z = 2$ . Cabe señalar que el flujo medido en un filtro afectado por una línea ancha en emisión será superior al flujo proveniente del continuo, alterando de esta manera el correcto funcionamiento del criterio de color. Las galaxias seleccionadas por el criterio de color están localizadas por sobre la línea a trazos, la cual es paralela a la dirección en la que crece el enrojecimiento de cada índice de color. La línea sólida indica una mejora propuesta en el criterio para minimizar la contaminación de galaxias con *redshifts* menores al previsto. La zona comprendida entre la línea de selección para las galaxias *star-forming* y la línea horizontal es donde se localizarían las galaxias pasivas cuyos corrimientos al rojo satisfacen el criterio. Finalmente, la magnitud límite del catálogo fue fijada a  $K < 23$  AB mag, siendo un requisito adicional que la fuente tuviera una contraparte en todas las bandas UV-óptico-NIR.

Una pregunta que resulta interesante hacer luego de haber realizado las observaciones espectroscópicas, es saber qué tan efectivos son estos criterios fotométricos para seleccionar una población de galaxias determinada en un rango en *redshift* señalado. Considerando los problemas presentados

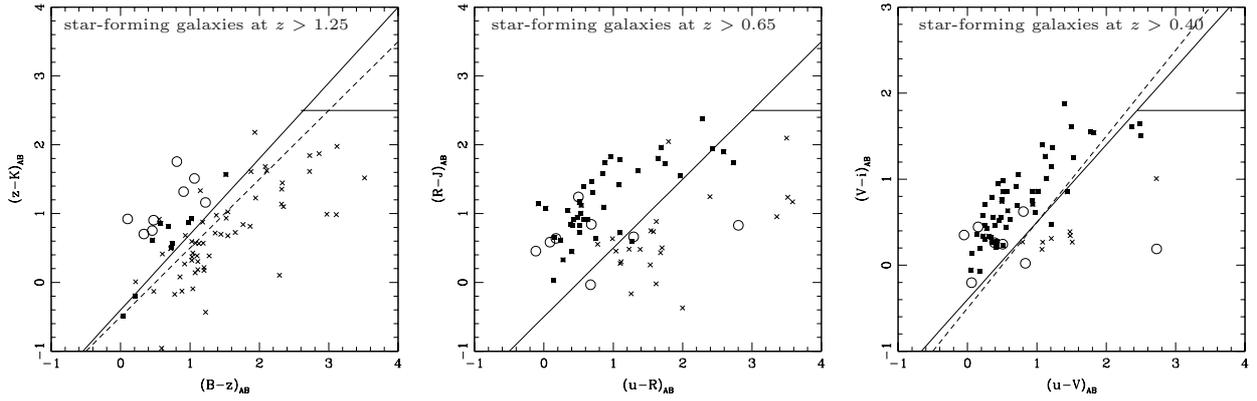


Figura 2.1: Diagramas color–color  $BzK$  (derecha),  $uRJ$  (centro) y  $uVi$  (izquierda) usados para seleccionar galaxias con formación estelar. En cada panel, las cruces representan las galaxias con *redshifts* espectroscópicos menores que el indicado en cada diagrama ( $z > 1.25$ ,  $BzK$ ;  $z > 0.65$ ,  $uRJ$ ;  $z > 0.40$ ,  $uVi$ ), mientras que los cuadrados son las galaxias cuyos *redshifts* espectroscópicos satisfacen el criterio de selección usado. Los círculos representan galaxias cuyos espectros mostraron líneas anchas en emisión característicos de AGNs tipo 1, los cuales revelaron tener corrimientos al rojo mayores que 2. La línea a trazos demarca la zona de selección del criterio de color usado en las observaciones espectroscópicas, mientras que la línea sólida muestra la zona de selección propuesta para minimizar la contaminación de galaxias con *redshifts* menores que el previsto.

en las secciones 3.1.2 y 3.1.3, el querer estimar porcentajes de efectividad usando la muestra final de galaxias resulta ser poco realista para un buen análisis estadístico (porcentajes de efectividad de un 99% para el diagrama  $uVi$ , 92% para el diagrama  $uRJ$  y 60% para el diagrama  $BzK$ ). Por lo tanto, aprovechamos el uso del código GALAXEV (sección 3.3, Bruzual & Charlot, 2003) para simular un catálogo de galaxias con masas estelares entre  $10^8 - 10^{11.5} M_{\odot}$ , edades entre  $10^7 - 10^{10}$  yr, enrojecimientos estelares entre  $0 < E(B - V) < 0.4$  y *redshifts* entre  $0 < z < 3$ , en base a los resultados obtenidos en esta investigación. Para cada una de estas galaxias simuladas derivamos sus magnitudes aparentes en los diferentes filtros usados para luego identificar qué porcentaje de estas galaxias fueron seleccionadas por los criterios de color utilizados. Previo al análisis, se descartaron todas aquellas galaxias cuyas magnitudes aparentes en la banda  $u$  eran más débiles que la magnitud límite de nuestros catálogos fotométricos ( $u > 28$ ), o más brillantes que la galaxia más luminosa registrada en la banda  $K$  ( $< 19$ ). Esto último reduce la contaminación de galaxias luminosas a *redshift* bajo que muestran colores similares a las galaxias que buscamos a *redshifts* más altos. La figura 2.2 muestra los porcentajes de efectividad conseguidos para cada diagrama con el catálogo de galaxias construido. En cada panel las cruces representan las galaxias simuladas con *redshifts* menores que el indicado en cada diagrama, mientras que los cuadrados son las galaxias cuyo *redshift* satisfacen el criterio de selección usado. La línea a trazos demarca la zona de selección del criterio de color usado en las observaciones espectroscópicas, donde se aprecia que más de alguna galaxia que satisface el *redshift* de selección no es elegida por el criterio. Para incluir estas galaxias en el criterio de selección sugerimos las sgtes. modificaciones:

$$(z - K)_{AB} = 1.1(B - z)_{AB} - 0.4, \quad (2.7)$$

$$(V - i)_{AB} = 0.9(u - V)_{AB} - 0.4. \quad (2.8)$$

Estas modificaciones permiten recuperar la mayor cantidad de galaxias con *redshifts* mayores que el estipulado en cada diagrama, sin sacrificar la efectividad del criterio de selección. De esta forma, la efectividad prevista es de un 90% para el diagrama  $uVi$ , 84% para el diagrama  $uRJ$  y de un 60% para el diagrama  $BzK$ . Cabe señalar que la efectividad de los criterios disminuye con el *redshift* por efecto de la reducción de galaxias con *redshifts* más altos que es posible observar y del aumento de galaxias a *redshifts* bajos que pueden contaminar la selección. Es decir, la razón M/L y el enrojecimiento por polvo hacen que las galaxias más enrojecidas y de tipos más tempranos sean menos brillantes en función del *redshift*, de modo que en un catálogo limitado en magnitud sólo las galaxias más jóvenes y menos enrojecidas serán visibles a todos los *redshifts*.

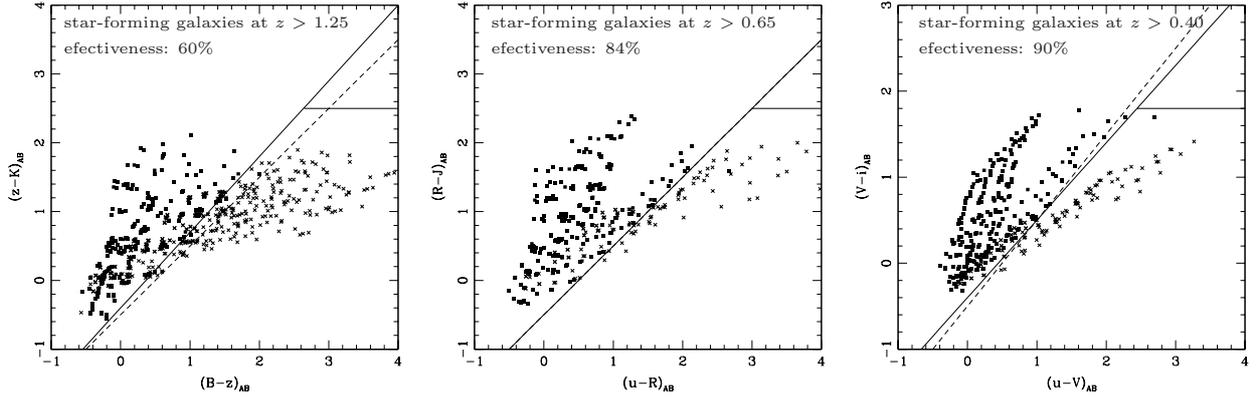


Figura 2.2: Efectividad de los diagramas color–color  $BzK$  (derecha),  $uRJ$  (centro) y  $uVi$  (izquierda). En cada panel, las cruces representan las galaxias con *redshifts* menores que el indicado en cada diagrama ( $z > 1.25$ ,  $BzK$ ;  $z > 0.65$ ,  $uRJ$ ;  $z > 0.40$ ,  $uVi$ ), mientras que los cuadrados son las galaxias que satisfacen el criterio de selección usado. La línea a trazos demarca la zona de selección del criterio de color usado en las observaciones espectroscópicas, mientras que la línea sólida muestra la zona de selección propuesta para minimizar la contaminación de galaxias con *redshifts* menores que el previsto.

Dados los *redshifts* de selección permitidos por los diagramas utilizados (0.40, 0.65, 1.25), resulta interesante buscar un criterio adicional que permita seleccionar galaxias dentro del rango [0.65;1.25]. Siguiendo la metodología descrita con anterioridad, proponemos entonces el diagrama color–color  $BiH$  para seleccionar galaxias a  $z > 0.95$  (figura 2.3). Este criterio tiene una efectividad de un 67% y estaría definido por las sgtes. ecuaciones:

$$BiH \equiv (i - H)_{AB} = 1.2(B - i)_{AB} - 0.3, \quad (2.9)$$

$$(i - H)_{AB} = 2.5. \quad (2.10)$$

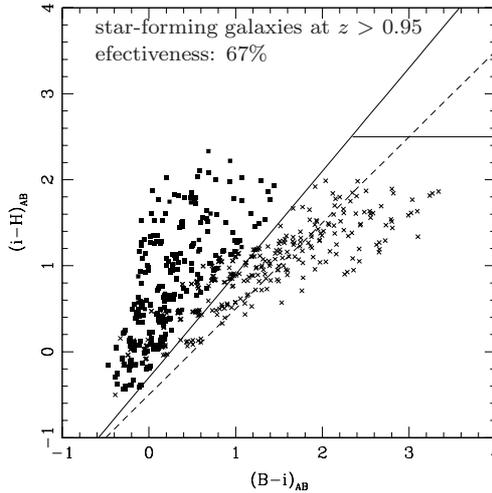


Figura 2.3: Diagrama color–color  $BiH$ . Los símbolos y las líneas representan lo mismo que la figura 2.2.

### 2.1.1 CRITERIOS ADICIONALES

Observamos un total de cuatro campos diferentes usando cuatro máscaras, con lo que se totalizaron 417 espectros de las galaxias seleccionadas. Sin embargo, sólo 132 de estos espectros tuvieron la razón señal ruido (S/N) necesaria para nuestros propósitos (ver secciones 3.1.2 y 3.1.3). En nuestro primer trabajo, de estos 132 espectros seleccionamos sólo aquellas galaxias que mostraron las líneas en emisión necesarias para colocarlas en al menos uno de los diagramas de diagnóstico de Baldwin, Phillips and Terlevich (1981, en lo sucesivo BPT), es decir, aquellas en que detectamos las líneas en emisión  $H\beta$  4861Å,  $[OIII]\lambda 5007$ ,  $H\alpha$  6563Å y  $[NII]\lambda 6548, 6583$ , o en aquellos presentados por Lamareille (2010) y Juneau et al. (2011) para identificar formación estelar y actividad AGN en galaxias con *redshifts* más altos. Estos últimos dos diagramas son particularmente útiles para galaxias a  $z > 0.5$ , ya que las líneas en emisión  $H\alpha$  y  $[NII]$  están fuera de la cobertura espectral para un espectrógrafo óptico. Lamareille (2010) usó la razón de flujo  $[OIII](\lambda 5007)/H\beta(\lambda 4861)$  versus la razón de ancho equivalente  $[OII](\lambda 3727)/H\beta(\lambda 4861)$ , mientras que Juneau et al. (2011) empleó la razón de flujo  $[OIII](\lambda 5007)/H\beta(\lambda 4861)$  versus la masa estelar. Ambas aproximaciones pueden ser aplicadas a  $z < 1.0$ , porque las líneas en emisión  $H\beta$  y  $[OIII]$  están fuera de la cobertura espectral a *redshifts* más altos.

Estas restricciones nos permitieron explorar la interacción entre actividad AGN y formación estelar en galaxias a  $0 < z < 1$ , usando una muestra no condicionada por el enrojecimiento por polvo asociado a la formación estelar (es decir, sin descartar las galaxias más rojas que tendrán colores muy similares a las de galaxias de tipo temprano), y así comparar diferentes métodos de selección en el óptico para estudiar estas poblaciones. Cabe señalar que la presencia de las líneas en emisión ya mencionadas implica la selección de una muestra de galaxias con evidencia de actividad de formación estelar reciente, favoreciendo de este modo la selección de galaxias de tipo-tardío, donde la actividad de formación estelar y AGN es usualmente encontrada.

En nuestro segundo trabajo, de los 132 espectros seleccionamos sólo aquellas galaxias que mostraron signos de actividad de formación estelar a través de la presencia de al menos una de las líneas en emisión  $[OII]\lambda 3727$ ,  $H\beta 4861 \text{ \AA}$  o  $H\alpha 6563 \text{ \AA}$ . Estas condiciones nos permitieron extender nuestros estudios sobre la SFR hasta un *redshift*  $z < 1.65$ , tomando en cuenta que la cobertura espectral no nos permitió detectar la línea  $[OII]$  a un *redshift* más alto. Adicionalmente, también se seleccionaron aquellas galaxias que mostraron líneas anchas en emisión en sus espectros para explorar actividad AGN a  $z > 1.0$ . De esta forma, podemos investigar la actividad de formación estelar trabajando en una muestra que incluye no sólo galaxias del tipo *star-forming*, sino que también del tipo *post-starburts*<sup>1</sup>, permitiéndonos investigar el fin de la formación estelar y además indagar sobre la presencia y contribución de la actividad AGN como proceso de realimentación.

## 2.2 OBSERVACIONES

En adición a la fotometría disponible para el SXDF, obtuvimos datos en la banda-*u* junto con espectroscopía en el óptico para un estudio más amplio y preciso de las propiedades físicas de las galaxias.

### 2.2.1 FOTOMETRÍA EN BANDA-*u*

La fotometría en la banda-*u* fue obtenida con el fin de proveer mejores restricciones sobre los valores de SFR en UV derivados del ajuste de la SED, y también para seleccionar galaxias con quiebre de Lyman (LBGs, por su sigla en inglés Lyman Break Galaxies) a *redshift*  $z > 2.0$ . Estas últimas serán usadas en una futura investigación.

Las imágenes en la banda-*u* se adquirieron bajo condiciones fotométricas durante las noches del 16–17, y 19–20 de Septiembre del 2006 (PI: N. Padilla) usando la cámara Mosaic II adjunta al foco primario del telescopio Blanco en Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO). Mosaic II es una cámara de amplio campo ( $37' \times 37'$ ), de  $8912 \times 8192$  píxeles y con una resolución de  $0.267''$  por píxel.

<sup>1</sup>Galaxias que se encuentran en las etapas finales de su período de actividad de formación estelar.

Observamos la región del SXDF centrada en R.A.= 02:18:00, Dec.= -05:00:00. Durante esta observación, se tomaron las imágenes usuales de calibración incluyendo ZERO, SKYFLATS, y estrellas estándar. Un pequeño desplazamiento del telescopio fue aplicado durante la adquisición de las imágenes en orden a remover los vacíos entre los CCDs. La Tabla 2.1 detalla el registro de observación para todo el proceso.

Tabla 2.1: Observaciones con Mosaic II

Fecha	Tiempo de exp. (s)
2006 Sep 16	6 × 1000
2006 Sep 17	5 × 1000 5 × 600
2006 Sep 19	10 × 1000
2006 Sep 20	12 × 1000

2.2.2 DATOS ESPECTROSCÓPICOS DE IMACS/MAGELLAN

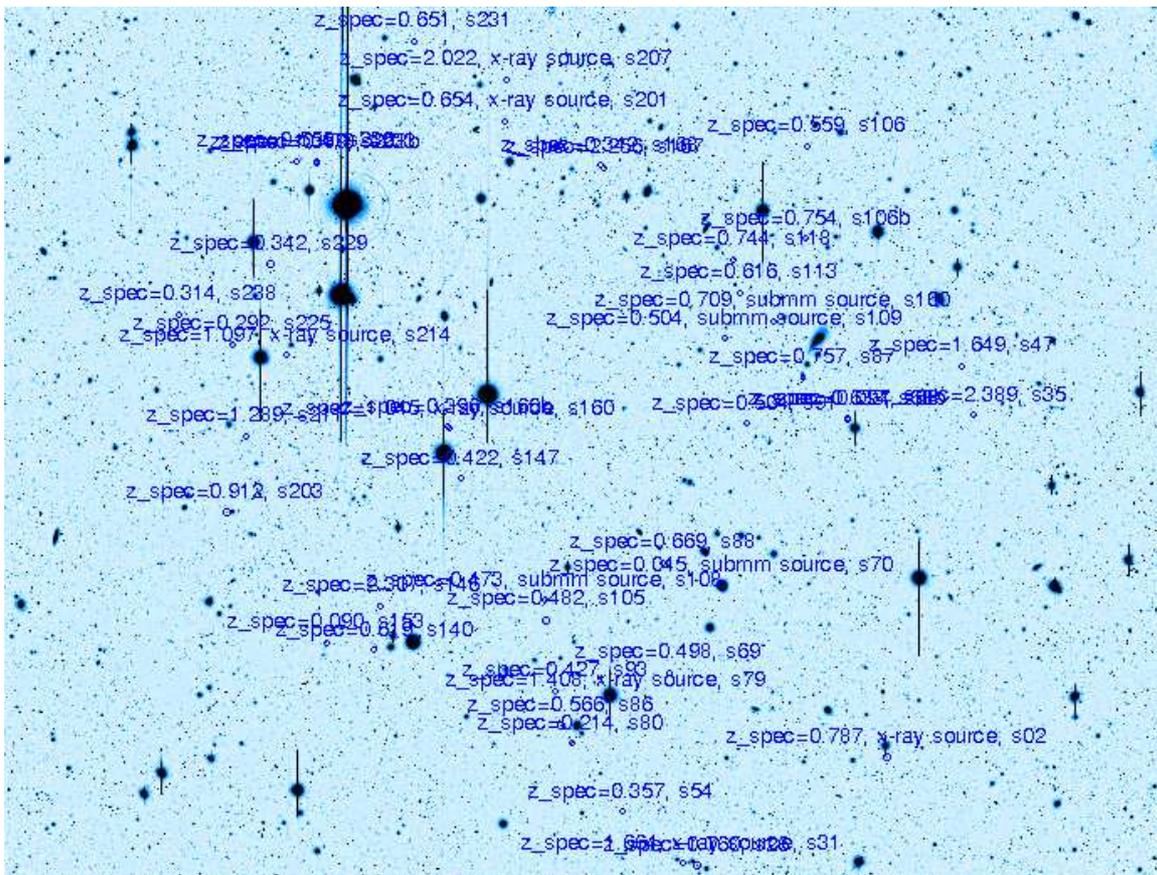


Figura 2.4: Imagen del campo de visión (FOV, por su sigla en inglés Field of View) de IMACS centrado en el Subaru XMM deep field (SXDF). Las etiquetas señalan mediante un círculo la posición de algunas de las ranuras usadas, además del *redshift* espectroscópico medido y un identificador arbitrario.

Los datos espectroscópicos fueron tomados durante las noches del 11–12 de Diciembre del 2007 (PI: N. Padilla) usando el espectrógrafo Inamori-Magellan Areal Camera and Spectrograph (IMACS) adjunto al telescopio Magellan en Las Campanas Observatory (LCO). Los espectros se obtuvieron usando el modo de configuración short camera  $f/2$  con una red de 200 líneas  $\text{mm}^{-1}$ . En este modo,

el campo de visión (FOV, por su sigla en inglés Field of View) total fue de  $27.2' \times 27.2'$  y la dispersión de  $2.04 \text{ \AA pixel}^{-1}$ , lo cual dio una cobertura espectral desde 450 nm a 900 nm.

Las observaciones se llevaron a cabo usando una máscara multi-ranura con 227 ranuras. El ancho de ranura adoptado fue de  $1''$ , consistente con el *seeing* promedio durante las observaciones, mientras que el largo de la ranura fue de  $4''$ , acorde al tamaño angular de las galaxias seleccionadas. Se realizaron 10 exposiciones de 1800 s cada una, resultando así una integración total de 18000 s. Los objetivos seleccionados en el SXDF fueron centrados a R.A. = 02:18:00, Dec. =  $-05:00:00$ , y durante las observaciones se tomaron las imágenes estándar de calibración, es decir, ZERO, FLAT, arc y estrellas de flujo estándar. La figura 2.4 muestra el campo central del SXDF con algunas posiciones de los objetos incluidos en la máscara multi-ranura (etiquetados con su corrimiento al rojo medido y un identificador arbitrario).

### 2.2.3 DATOS ESPECTROSCÓPICOS DE GMOS/GEMINI SOUTH

Realizamos un segundo set de observaciones en modo servicio (PI: N. Padilla) durante el segundo semestre de 2008 con el espectrógrafo Gemini Multi Object Spectrograph (GMOS) del telescopio de 8 m del Observatorio Gemini Sur. En este caso, GMOS permite obtener espectros simultáneos en un campo de  $5.5' \times 5.5'$  empleando diversas técnicas. En nuestro caso, utilizamos la técnica NOD & SHUFFLE (N & S) que permite remover la señal del cielo de una manera muy eficiente. Se utilizó una rejilla de 400 líneas  $\text{mm}^{-1}$ , con lo cual se obtiene una dispersión de  $3.59 \text{ \AA pixel}^{-1}$  y una cobertura espectral de 500 nm a 1000 nm.

Dado el gran número de galaxias previstas para las observaciones utilizamos tres máscaras diferentes con 74, 61 y 55 ranuras, respectivamente, cubriendo la región central del SXDF. El ancho de ranura adoptado fue de  $1''$ , igual al usado en IMACS, mientras que el largo de ranura fue de  $2''$ , largo máximo permitido por la técnica N & S. Los centros de estas regiones los ordenamos como sigue: SXDF1 centrado en R.A. = 02:18:04.5, Dec. =  $-05:02:05$ ; SXDF2 en R.A. = 02:18:30.7, Dec. =  $-05:02:12$  y SXDF3 en R.A. = 02:17:31.8, Dec. =  $-05:01:37$ . El *seeing* durante el proceso fue variable con una media de  $0.8''$ . La Tabla 2.5 muestra detalles relevantes de las observaciones llevadas a cabo para este programa, mientras que la Figura 2.5 muestra los campos observados con GMOS y las posiciones de los objetos incluidos en las máscaras multi-ranura (etiquetados con su corrimiento al rojo medido y un identificador arbitrario).

Tabla 2.2: Observaciones con GMOS.

Fecha	Campo	Tiempo de exp. (s)
2008 Nov 1	SXDF3	2 × 1830
2008 Nov 3	SXDF3	2 × 1830 1 × 1037
2008 Nov 4	SDXF3	4 × 1830
2008 Nov 5	SXDF3	4 × 1830
2008 Nov 6	SXDF3	2 × 1830
2008 Nov 20	SXDF1	4 × 1830
2008 Nov 21	SXDF1	4 × 1830
2008 Nov 22	SXDF1	2 × 1830
2008 Nov 25	SXDF1	3 × 1830
2008 Nov 26	SXDF1	2 × 1830
2008 Dec 24	SXDF2	5 × 1830
2008 Dec 25	SXDF2	5 × 1830
2008 Dec 26	SXDF2	2 × 1830
2008 Dec 27	SXDF2	2 × 1830

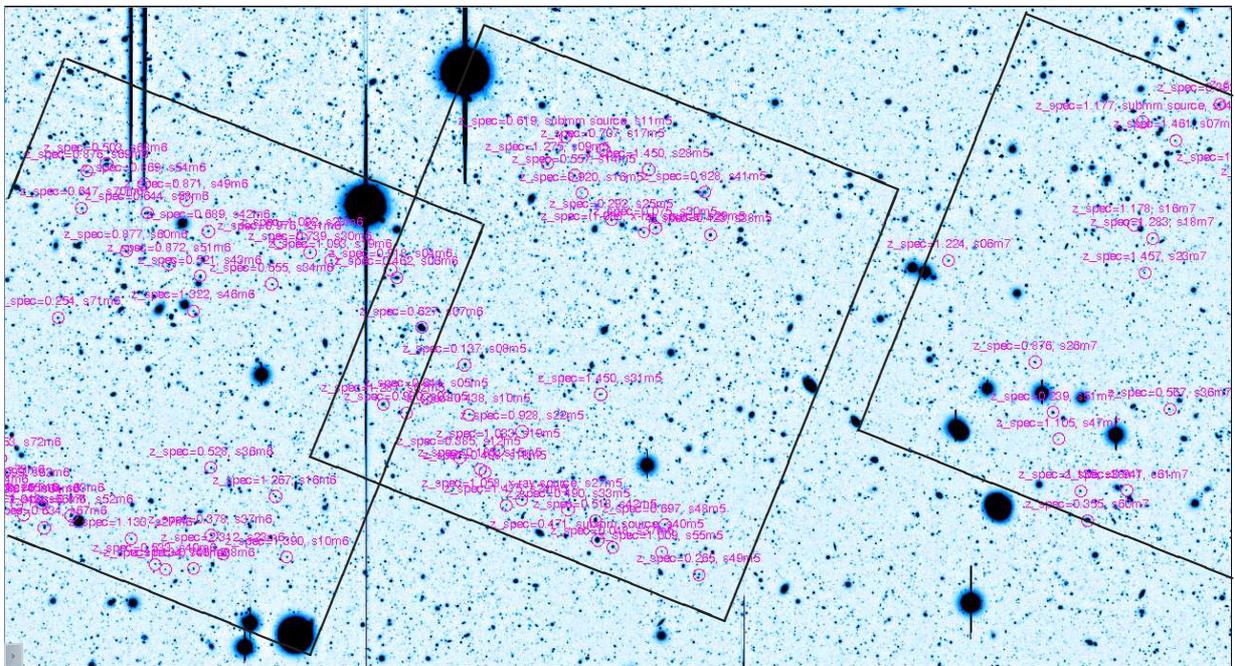


Figura 2.5: Imagen de los campos observados con GMOS en el SXDF. La figura muestra el FOV de las tres máscaras multi-ranura usadas con GMOS en la región central del SXDF. Las etiquetas señalan las posiciones de los objetos observados, además de indicar el *redshift* espectroscópico y un identificador arbitrario.

## CAPÍTULO 3

# PROCESAMIENTO DE LOS DATOS

### 3.1 REDUCCIONES

En esta sección describimos el tratamiento aplicado a los datos fotométricos en la banda-*u* y a los datos espectroscópicos en el óptico para su posterior análisis.

#### 3.1.1 FOTOMETRÍA EN BANDA-*u*

El proceso de reducción de los datos en la banda-*u* fue realizado durante el período de la Práctica de Licenciatura, usando el paquete *mscred* del programa de reducción de imágenes y análisis de datos IRAF (por su sigla en inglés Image Reduction Analysis Facility), siguiendo principalmente las notas del NOAO Deep Wide Field Survey<sup>1</sup>. Este proceso (explicado con detalles en el Informe de Práctica) sigue en líneas generales las recetas usuales de sustracción de *bias*, corrección por *flat-field* y corrección astrométrica del Sistema de Coordenadas Global (WCS, por su sigla en inglés World Coordinate System) junto con una proyección hacia un sistema de coordenadas estándar y escalamiento de las imágenes individuales. Las imágenes reducidas fueron finalmente combinadas en una sola imagen con la rutina *mscstack*. Para la calibración por flujo de las imágenes, es decir determinar el punto cero fotométrico, se obtuvieron imágenes de campos fotométricos al principio y final de cada noche de observación. Usamos el campo de J. Smith et al. (2002) y las estrellas estándares SA93-424, SA93-333 y SA93-317, obteniendo una imagen completa hasta  $u = 24.5$  AB mag.

#### 3.1.2 ESPECTROSCOPIA: DATOS DE IMACS/MAGELLAN

Se redujeron los espectros de IMACS/Magellan usando las rutinas de COSMOS (por su sigla en inglés Carnegie Observatories System for Multi Object Spectroscopy)<sup>2</sup>, las cuales están basadas en un modelo óptico preciso de IMACS que permite alinear y calibrar los espectros bidimensionales de cada imagen en forma simultánea, minimizando así la intervención del usuario. La reducción de los espectros incluyó las tareas estándar de sustracción por *bias* y corrección *flat-field*, además de la eliminación de las líneas del cielo.

Las rutinas de COSMOS producen una imagen tridimensional formada por capas que contienen el espectro bidimensional correspondiente a las ranuras de la máscara, de este modo los espectros bidimensionales para cada una de las exposiciones fueron combinados en una sola imagen tridimensional. Durante este proceso final, los rayos cósmicos fueron removidos. El proceso de extracción unidimensional del espectro se llevó a cabo usando la rutina *apall*, mientras que la calibración por flujo fue realizada usando la rutina *calibrate*, todas ellas pertenecientes a IRAF. Sin embargo, varios espectros tuvieron problemas debido a que la máscara usada fue sobrepoblada con ranuras, generando luces parásitas en varios de los espectros (Figura 3.1, panel inferior). Además, el tiempo de exposición empleado para observar las galaxias fue subestimado<sup>3</sup>, provocando que los espectros tuvieran un S/N bajo. Estos problemas, junto con las dificultades observacionales del rango espectral usado (Figura 3.1, panel superior), complicaron la identificación espectral de modo que sólo logramos determinar *redshifts* en 44 de los 227 espectros, consiguiendo así una efectividad de un 19%.

---

<sup>1</sup><http://www.noao.edu/noao/naodeep/ReductionOpt/frames.html>

<sup>2</sup>Disponible junto con tutoriales de reducción en <http://obs.carnegiescience.edu/Code/cosmos>

<sup>3</sup>Las magnitudes usadas con la ITC tenían un tamaño de apertura mayor al usado en las observaciones.

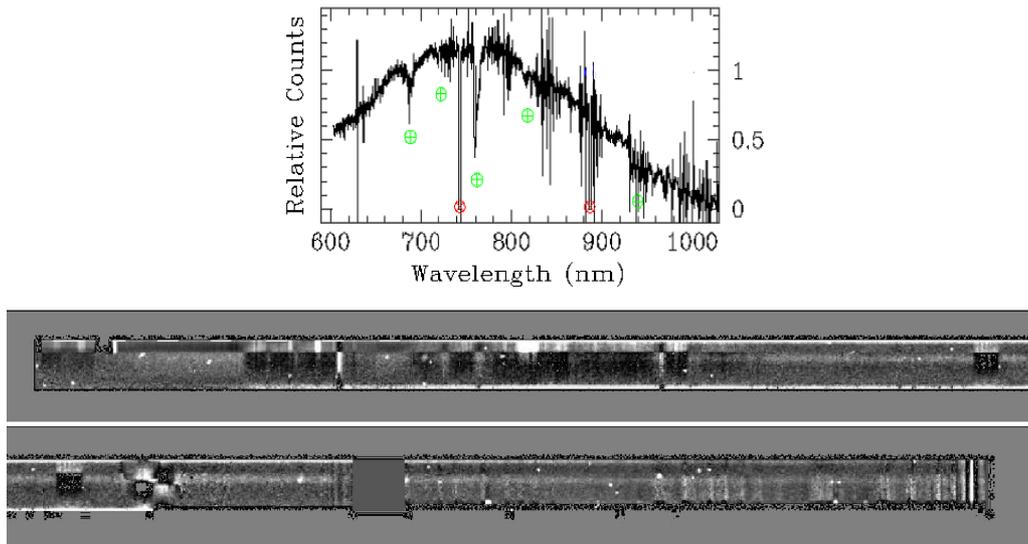


Figura 3.1: Panel superior: Espectro de una estrella mostrando grandes residuos en la región 700–1000 nm a causa del espectro en emisión del cielo. Los círculos verdes señalan regiones con líneas de absorción telúricas provocadas por la atmósfera.— Panel inferior: Espectro bidimensional de una galaxia seriamente contaminado por luces parásitas. Las regiones con manchas negras y blancas son regiones afectadas por luces parásitas, las cuales provocaron que la rutina de sustracción del cielo funcionara incorrectamente. La franja blanca horizontal es el espectro de la galaxia observada, mientras que las franjas blancas verticales son los residuos dejados por la emisión del cielo.

### 3.1.3 ESPECTROSCOPIA: DATOS DE GMOS/GEMINI SUR

El proceso de reducción se llevó a cabo usando las rutinas *gemini-gmos*<sup>4</sup> dentro de IRAF, adoptando los técnicas usuales que incluyen corrección por *bias* y campos *flats*, sustracción del cielo N & S, y calibraciones por longitud de onda y flujo. Los espectros bidimensionales reducidos fueron procesados para recuperar el espectro positivo y negativo en orden a juntarlos en un solo espectro bidimensional. Finalmente, realizamos el proceso de extracción unidimensional y calibración por flujo usando las rutinas *apall* y *calibrate* dentro de IRAF. De 190 ranuras organizadas en tres máscaras, obtuvimos un *redshift* seguro sólo para 89 espectros, representando una tasa de éxito del 46%. Este resultado, en comparación con IMACS, fue logrado gracias al uso de la técnica N & S, la cual permite una sustracción precisa del espectro en emisión del cielo cambiando con frecuencia la posición del telescopio entre un objeto y el cielo, mientras que el registro se guarda al mismo tiempo en regiones distintas de la imagen. Este método consiste en observar un objeto en un extremo de la ranura, para luego realizar la siguiente observación con el objeto ubicado en el extremo opuesto (es decir, realizar un *nod*). Simultáneamente, la carga de la primera observación es guardada en la región contigua del CCD usado, mientras que la segunda observación es registrada (es decir, realizar un *shuffle*). De este modo, la imagen doble guardada del objeto será reducida restándola a sí misma, pero con un desfase espacial del tamaño de la ranura. Luego, la imagen final será triple, con una de ellas en positivo, otra en negativo, y la tercera con el cielo restado y con el espectro del objeto registrado dos veces, una en positivo y otra en negativo. La Figura 3.2 muestra un diagrama esquemático del funcionamiento de la técnica N & S con el espectro observado y luego reducido.

Problemas similares a aquellos descritos en la sección anterior (luces parásitas) fueron también encontrados en estos espectros. Nuevamente, el sobrepoblar con ranuras las máscaras provocó algunos efectos sistemáticos en la apariencia final del continuo de los espectros, además de algunas luces parásitas, consecuencia de la distancia crítica entre espectros contiguos. Se repitió parte del proceso de reducción espectral, corrigiendo manualmente los 190 espectros en vez de sólo aquellos con problemas, ya que la rutinas de IRAF no permitían hacerlo de otro modo. El origen del problema estaba en la función de ajuste a la curva de sensibilidad de la imagen *flat*, que dejaba residuos importantes al

<sup>4</sup>Tutoriales de reducción pueden ser hallados en: <http://www.noao.edu/meetings/gdw/>  
<http://www.lna.br/SAGDWorkshop/program.html>

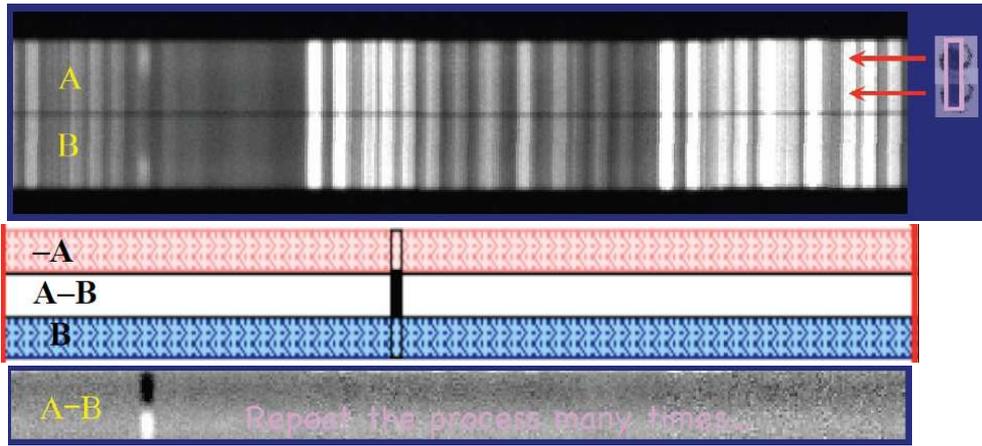


Figura 3.2: Esquema de funcionamiento de la técnica Nodding & Shuffle. El panel superior muestra una imagen en bruto registrada con esta técnica, donde puede verse el espectro del objeto y del cielo registrado dos veces en imágenes contiguas (A y B, separadas por un gap), pero con el objeto ubicado en posiciones opuestas. El panel del medio muestra un esquema de como se hace el restado del cielo, tomando la imagen doble (A,B) y restándola a si misma pero desfasada espacialmente en la dirección vertical, obteniendo así tres imágenes (-A, A-B, B). El panel inferior muestra como queda la imagen A-B con el espectro del cielo sustraído, y con el espectro del objeto registrado en modo positivo y negativo (línea en emisión en color blanco y negro, respectivamente).

normalizarla, afectando la apariencia final del espectro mediante una línea ancha en emisión ficticia en la región azul del espectro (Figura 3.3). La solución fue aumentar el orden de la función polinomial a un grado suficientemente alto como para reproducir la variación del *flat*. De esta manera, los residuos fueron minimizados y la línea ficticia desapareció. Con respecto a las luces parásitas, las regiones contaminadas en general fueron pequeñas, de modo que los espectros simplemente fueron desafectados de esa contaminación enmascarando tales zonas.

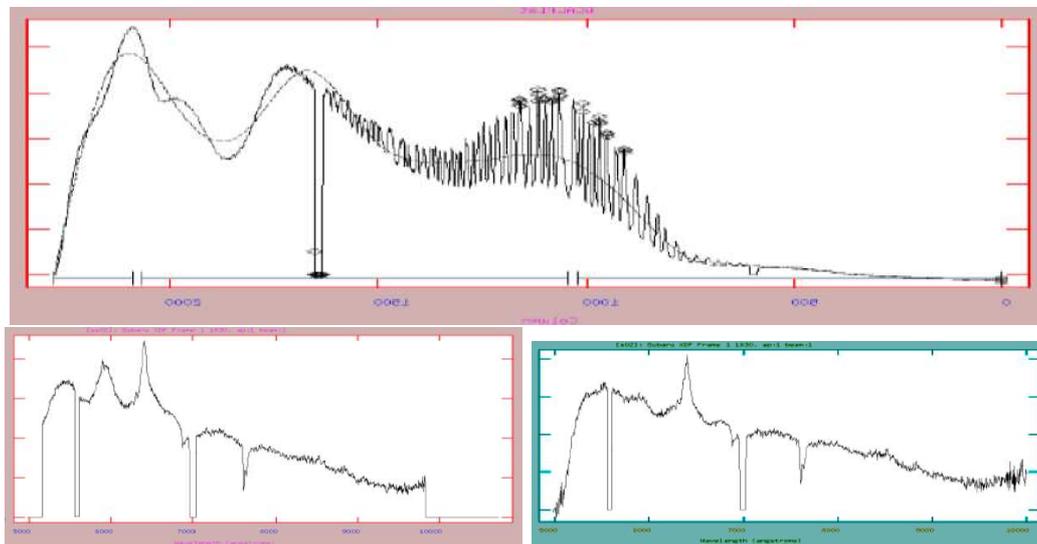


Figura 3.3: Ajuste de la función de normalización de las imágenes *flat*. El panel superior muestra, el ajuste por defecto de la rutina de IRAF para normalizar las imágenes de calibración *flats*. La longitud de onda aumenta de izquierda a derecha, mostrando además el efecto del *fringe* en la región roja del espectro (para comodidad de comparación con los paneles inferiores, la imagen ha sido reflejada respecto al eje-y, con el eje-x mostrando unidades en píxeles). El orden de la función al no ajustar correctamente la variación en sensibilidad del CCD, dejó grandes residuos a modo de una línea ancha en emisión ficticia muy notoria en algunos espectros ya calibrados (panel inferior izquierdo). Una vez aumentado el orden polinomial de la función de ajuste, los residuos fueron minimizados y la línea ficticia ya no apareció (panel inferior derecho).

### 3.2 FLUJOS DE LÍNEAS EN EMISIÓN

Durante las observaciones también se adquirieron espectros de estrellas estándar espectroscópicas para calibrar por flujo los espectros de las galaxias observadas. En las observaciones de IMACS fueron obtenidos los espectros de las estrellas Feige110 y Hilt600, mientras que con GMOS sólo se usó la estrella LTT2415. Las primeras fueron observadas en cada noche de adquisición de datos, mientras que la última fue sólo observada (en modo servicio, al igual que el resto de los datos) la noche previa al comienzo del turno de observación. La Figura 3.4 muestra la curva de sensibilidad de los espectrógrafos usados.

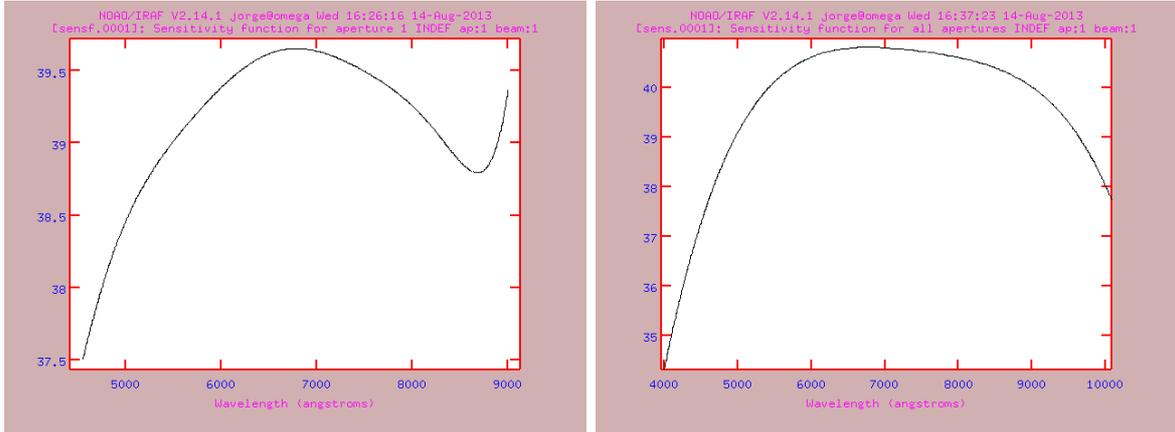


Figura 3.4: Curva de sensibilidad de los espectrógrafos usados. El panel izquierdo muestra la curva de sensibilidad del espectrógrafo IMACS, mientras que el panel derecho muestra la respuesta de GMOS.

Los flujos de las líneas en emisión fueron medidos usando la rutina *splot* de IRAF. De las funciones de ajuste que brinda la tarea como opción, adoptamos la tipo Gaussiana ya que era la que mejor representaba los perfiles observados. Antes de medir los flujos, se sustrajo el espectro de la población estelar subyacente para obtener un espectro limpio de líneas de emisión (es decir, sin continuo). Esto es particularmente importante ya que ambas líneas en emisión de  $H\beta$  y  $H\alpha$  están afectadas por absorción estelar Balmer. Adicionalmente, antes de las mediciones de las líneas en emisión, utilizamos fotometría de apertura para corregir errores sistemáticos en el flujo medido de los espectros debido a pérdidas causadas ya sea por: imperfecciones en el tamaño efectivo de la ranura de la máscara, diferencias en el tamaño de apertura usado en la extracción espectral, o por diferencias de sensibilidad de la configuración instrumental empleada en los objetos observados y en las estrellas estándar. Los modelos para la población estelar subyacente fueron obtenidos de modelos de síntesis de poblaciones estelares como descrito en la sección 3.3.

Basados en la técnica aplicada a las galaxias del catálogo Sloan Digital Sky Survey (SDSS) por Tremonti et al. (2004), comparamos los flujos calculados en las bandas  $B$ ,  $V$ ,  $R$ ,  $i$ ,  $z$  con aquellos computados a partir del espectro. De esta forma, el factor de corrección de pérdida de flujo para cada espectro fue estimado como el promedio de la razón de flujo entre la fotometría de apertura y el continuo calculado para cada filtro (Figura 3.5). El valor típico de esta corrección fue de un  $\sim 30\%$ , necesaria para conseguir resultados consistentes al momento de comparar resultados derivados de la espectroscopía de apertura con aquellos obtenidos de la fotometría (SFRs). Se midió un flujo límite en las líneas en emisión de  $4 \times 10^{-18}$  erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$  a  $3\sigma$ , correspondiendo este valor, en  $H\alpha$ , a un límite en la SFR de  $\sim 0.0001 M_{\odot}$  yr $^{-1}$  a  $z = 0.045$ , y de  $\sim 0.5 M_{\odot}$  yr $^{-1}$  para la galaxia más distante de nuestra muestra a  $z = 1.45$ .

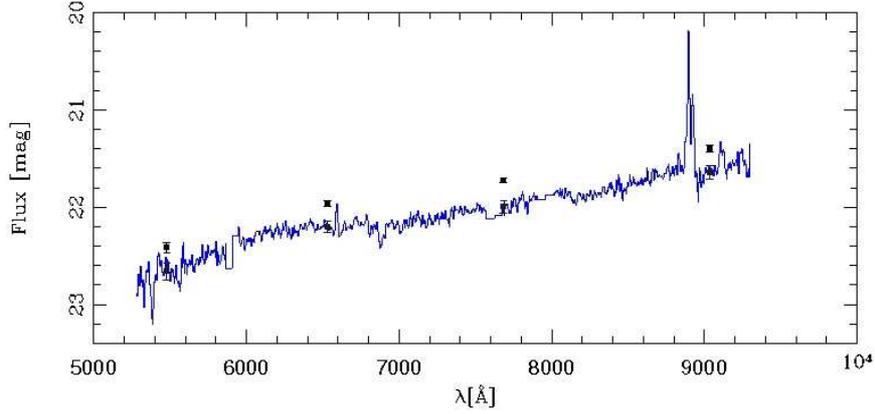


Figura 3.5: Corrección por pérdida de flujo de los espectros. La figura muestra la comparación entre los flujos obtenidos de la fotometría de apertura (cuadrados sobre el espectro) y los flujos obtenidos a partir del espectro (cuadrados encima del espectro) graficado en azul. Se puede observar que efectivamente hay una diferencia importante entre los flujos derivados del espectro y fotometría, de modo que una corrección por pérdida de flujo fue necesaria. El factor de corrección fue estimado como el promedio de la razón de flujo entre fotometría y continuo calculado para cada filtro.

### 3.3 AJUSTE DE LA DISTRIBUCIÓN ESPECTRAL DE ENERGÍA

El código GALAXEV<sup>5</sup> (Bruzual & Charlot, 2003) fue usado para generar una base de datos de modelos de SED abarcando las edades de [0.001 Gyr; 13.5 Gyr] y las metalicidades  $Z$  de [0.004; 0.05]. Asumimos una función inicial de masa tipo Salpeter (IMF, por su sigla en inglés Initial Mass Function, Salpeter, 1955) y dos tipos de SFHs: evolución pasiva de las estrellas (un solo brote de formación estelar; es decir, una población estelar simple o SSP, por su sigla en inglés Simple Stellar Population) y una exponencialmente declinante ( $\text{SFR}(t) \sim e^{-t/\tau}$ , con  $\tau$  abarcando [0.25 Gyr; 15 Gyr]). Se aplicó también una ley de enrojecimiento por polvo (Calzetti et al. 2000) a cada modelo usando valores de  $E(B - V)$  entre [0; 0.5] (ver la sección 5.1 para más detalles). Luego, usamos un método de ajuste por mínimos cuadrados  $\chi^2$  para obtener el mejor modelo que reprodujera el espectro de la población estelar dominante, enmascarando las líneas en emisión antes del ajuste. Estos modelos nos permitieron estimar la masa estelar total de cada una de las galaxias de la muestra, obteniendo valores en el rango  $10^9$ – $10^{11} M_{\odot}$ . En base a este resultado, decidimos usar una metalicidad constante para evitar la degeneración edad–metalicidad encontrada en los ajustes de la SED. Este valor fue adoptado de acuerdo a la metalicidad media encontrada en galaxias que tenían el mismo rango en masas estelares que nuestras galaxias (Gallazzi et al. 2005), e ignorando una posible evolución en *redshift* de la relación masa–metalicidad (es decir, a una masa estelar en particular, las galaxias de épocas más remotas tendrían en promedio valores más bajos en metalicidad que las galaxias locales)<sup>6</sup>.

Se usó fotometría de apertura y total de las galaxias para realizar el ajuste de la SED. Las magnitudes de apertura  $u, B, V, R, i, z, J, H, K$  fueron calculadas en un diafragma con la misma apertura de la ranura usada para espectroscopía (1"), usando el programa SExtractor<sup>7</sup> (Bertin & Arnouts, 1996) para obtener las magnitudes. Los datos fotométricos cubrieron aproximadamente el rango 3550–22000 Å, lo cual nos permitió estimar el continuo estelar más allá de la cobertura espectral de los espectros individuales (4500–10000 Å). De este modo, el set de soluciones posibles para cada una de nuestras galaxias, obtenido con GALAXEV, fue reducido sustancialmente. A través de este estudio, todas las propiedades físicas de las galaxias son relativas a la espectroscopía de apertura excepto para las masas estelares. Usamos los parámetros de la fotometría de apertura para compararlos directamente a las propiedades derivadas de los espectros (enrojecimiento, SFR) y para calcular índices de color y edad, mientras que las magnitudes totales fueron usadas para calcular masas estelares totales (sección 5.3).

<sup>5</sup>GALAXEV es una librería de modelos evolucionarios que emplea la técnica de la síntesis de isócronas, junto con espectros estelares observados, para computar la evolución espectral de poblaciones estelares.

<sup>6</sup>Si tal evolución existiera, las galaxias a *redshift* altos serían más jóvenes y más enrojecidas que lo estimado.

<sup>7</sup><http://www.astromatic.net/software/sextractor>

Se utilizó un intervalo de confianza del 90% para determinar las incertezas de las propiedades físicas derivadas.

Los modelos generados con GALAXEV tienen sus flujos expresados en unidades de  $L_{\odot}\text{\AA}^{-1}$ , con  $L_{\odot} = 3.826 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ . Para derivar las propiedades físicas de interés, la longitud de onda y flujo de la SED de cada modelo dependen del *redshift* de la galaxia estudiada. Entonces, las cantidades a ajustar deben ser expresadas de la sgte. forma:

$$\lambda_{obs}[\text{\AA}] = \lambda_{int}(1+z)[\text{\AA}], \quad (3.1)$$

$$F_{\nu}(\lambda)[\text{erg s}^{-1}\text{\AA}^{-1} \text{ cm}^{-2}] = L_{\nu}(\lambda)[L_{\odot}\text{\AA}^{-1}]/4\pi d_L^2(z)[\text{pc}^2], \quad (3.2)$$

con  $L_{\nu}(\lambda)$  siendo expresado en unidades de  $\text{erg s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$  ( $L_{\odot} \times 3.826 \times 10^{33}$ ), mientras que  $d_L(z)$  es expresado en unidades de cm ( $\text{pc} \times 3.0856 \times 10^{18}$ ). Luego de esto, los valores derivados para las propiedades físicas a utilizar dependerán del factor de escala aplicado al modelo y de la SFH usada.

La Figura 3.6 muestra el ajuste de la SED a tanto el espectro y la fotometría de apertura de las galaxias de nuestro primer trabajo, mientras que la Figura 3.7 muestra lo mismo para las galaxias de nuestro segundo trabajo. Para cada galaxia de estas figuras, el panel inferior muestra todo el rango del ajuste de la SED, mientras que el panel superior muestra el rango en longitudes de onda del espectro en el óptico.

## 3.4 LA MUESTRA FINAL

### 3.4.1 PRIMER TRABAJO

Como fue remarcado en la sección 2.1, para nuestro primer trabajo sólo seleccionamos aquellas galaxias que revelaron las líneas en emisión necesarias en orden a clasificarlas de acuerdo a los diagramas de diagnóstico BPT, Lamareille (2010, en lo sucesivo L10) o Juneau et al. (2011, en lo sucesivo J11), encontrando 37 galaxias que cumplieron las condiciones requeridas. Las observaciones con GMOS proporcionaron 27 de estos espectros, mientras que los restantes 10 espectros vinieron de las observaciones con IMACS. La muestra original compuesta de 132 galaxias con *redshifts* espectroscópicos válidos forma parte de un proyecto piloto de un catálogo espectroscópico en el SXDF hasta  $z \sim 2.5$ , con el propósito de investigar el fin de la formación estelar en galaxias masivas. La Tabla 3.1 resume los nombres adoptados para los objetos y el origen del espectro, junto con sus coordenadas, *redshifts* espectroscópicos, y magnitudes aparentes en la banda  $u_{AB}$ . La Figura 3.8 muestra la distribución en *redshift* de nuestra muestra de galaxias. Como puede ser observado, las galaxias fueron principalmente encontradas a  $0.3 < z < 0.7$ , conteniendo este rango el 70% de la muestra.

### 3.4.2 SEGUNDO TRABAJO

Las galaxias usadas en este segundo trabajo fueron sólo aquellas que mostraron signos de actividad de formación estelar a través de la presencia de al menos una de las líneas [OII] $\lambda$ 3727, H $\beta$  4861  $\text{\AA}$  o H $\alpha$  6563  $\text{\AA}$  en emisión. De esta forma, 64 galaxias cumplieron las condiciones requeridas, de las cuales 45 fueron observadas con GMOS y 19 con IMACS. Cabe señalar, que aunque las galaxias de nuestro primer trabajo también satisfacen el criterio de selección, ellas son utilizadas sólo en los estudios relacionados con la SFR, sin existir superposición entre ambas muestras. Además, incluimos 8 galaxias que mostraron líneas anchas en emisión en sus espectros en orden a explorar la actividad AGN a *redshift*  $z > 1.0$ . De esta forma 8 galaxias fueron agregadas, con cinco espectros siendo provistos por las observaciones de IMACS y tres por las observaciones de GMOS. La Tabla 3.2 resume los nombres adoptados para los objetos y el origen del espectro, junto con sus coordenadas, *redshift* espectroscópicos, y magnitudes en la banda  $u_{AB}$ . La Figura 3.9 muestra la distribución en *redshift* de nuestra muestra de galaxias. En esta figura, la línea sólida muestra la distribución en *redshift* para las galaxias con líneas angostas en emisión, mientras que la línea a puntos y trazos muestra la distribución para las galaxias con líneas anchas en emisión. Como puede ser visto, la muestra con líneas anchas en emisión tuvo los *redshifts* más altos.

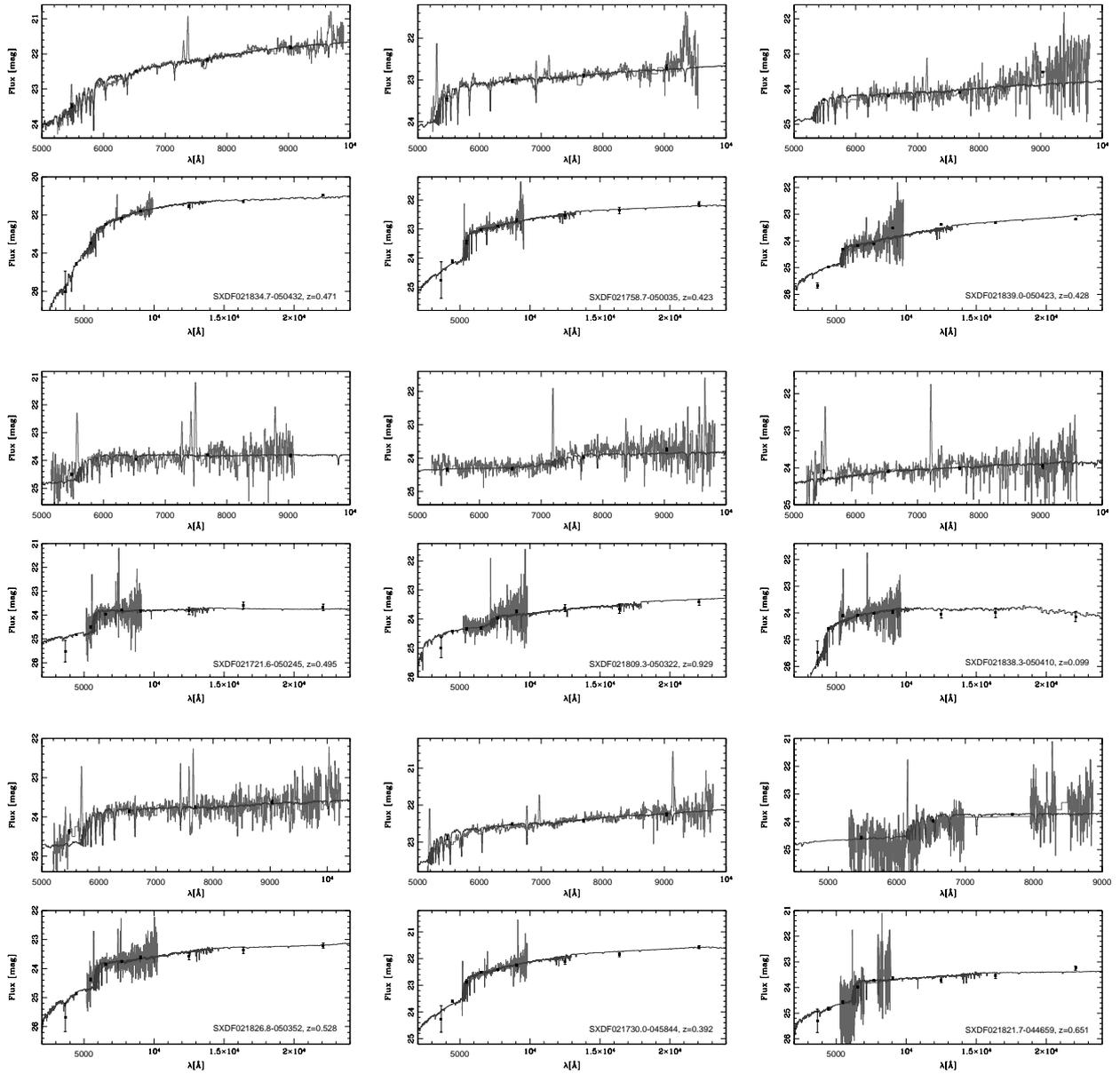


Figura 3.6: Ajuste de la Distribuci3n Espectral de Energ3a (SED) a los espectros y fotometr3a de apertura (Primer trabajo). La figura muestra dos paneles para cada galaxia. El panel inferior muestra la fotometr3a de 1'' de apertura en 3ptico y NIR (cuadrados negros) y el espectro observado (en gris claro), junto con el mejor modelo ajustado (en gris oscuro). El panel superior muestra en m3s detalles como el modelo ajusta el espectro 3ptico observado.

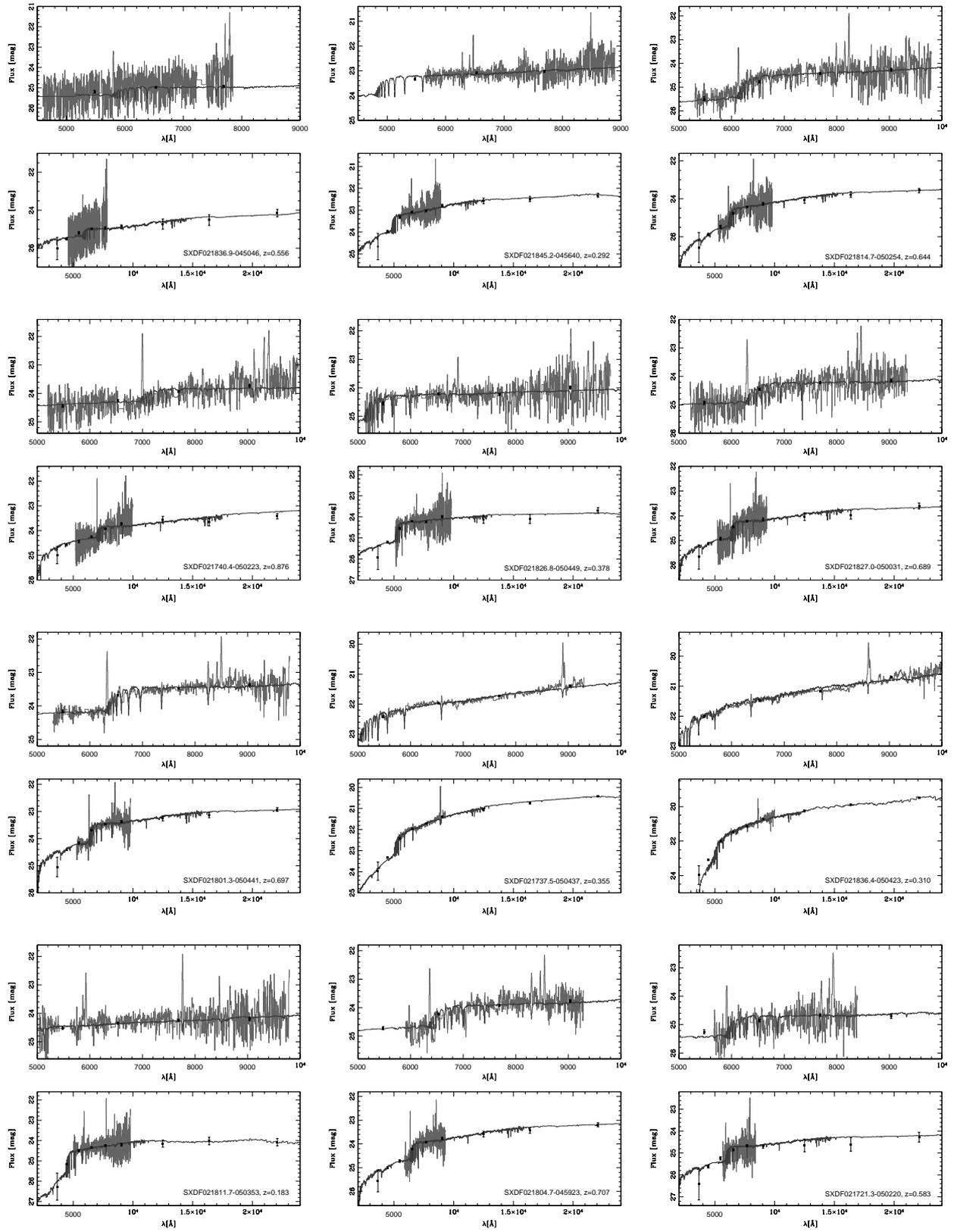


Figura 3.6: –Continuación. Los ajustes restantes pueden ser vistos en el Apéndice A.

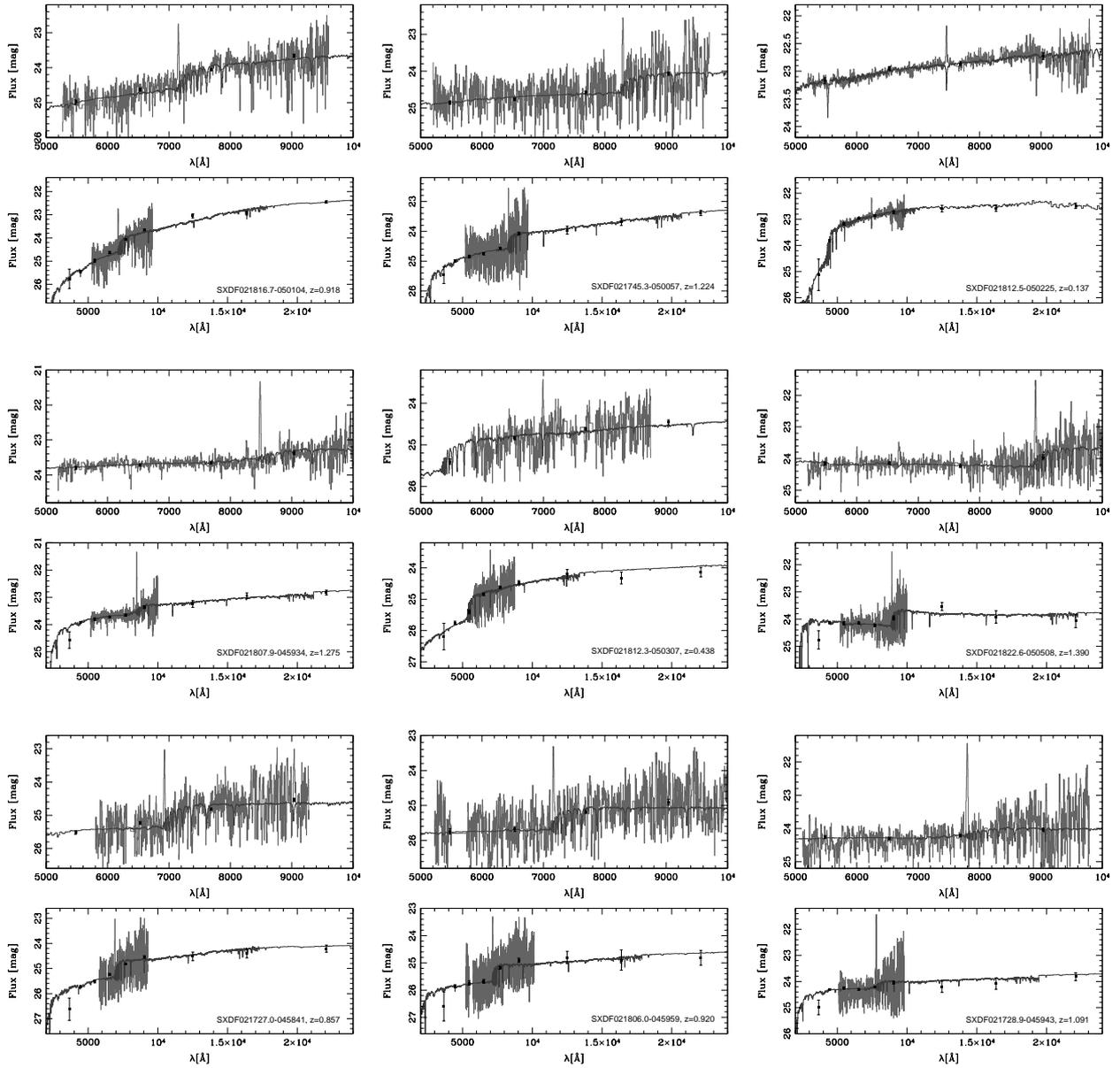


Figura 3.7: Ajuste de la Distribución Espectral de Energía (SED) a los espectros y fotometría de apertura (Segundo trabajo). La figura muestra dos paneles para cada galaxia. El panel inferior muestra la fotometría de 1'' de apertura en óptico y NIR (cuadrados negros) y el espectro observado (en gris claro), junto con el mejor modelo ajustado (en gris oscuro). El panel superior muestra en más detalles como el modelo ajusta el espectro óptico observado.

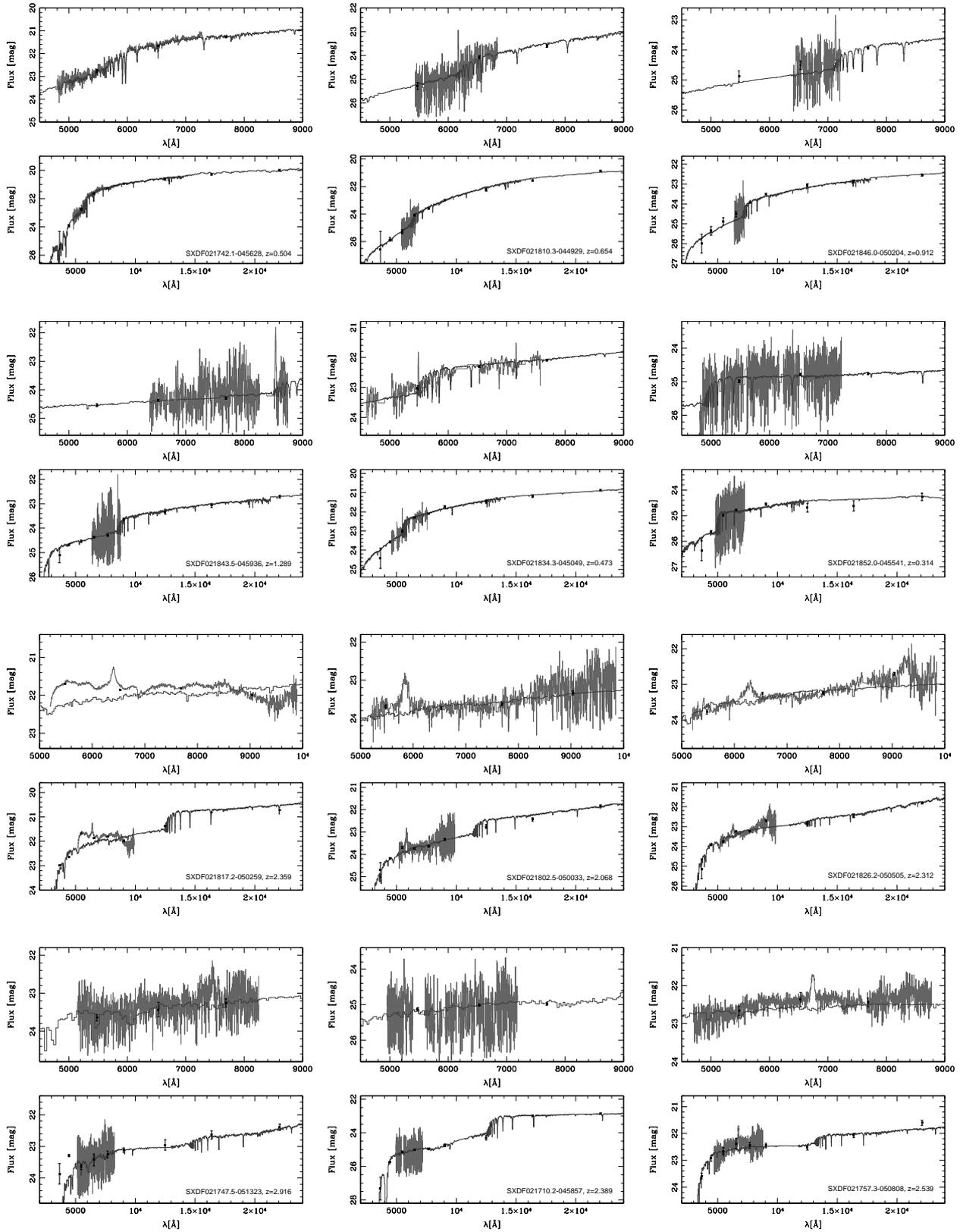


Figura 3.7: –Continuación. Los ajustes restantes pueden ser vistos en el Apéndice A.

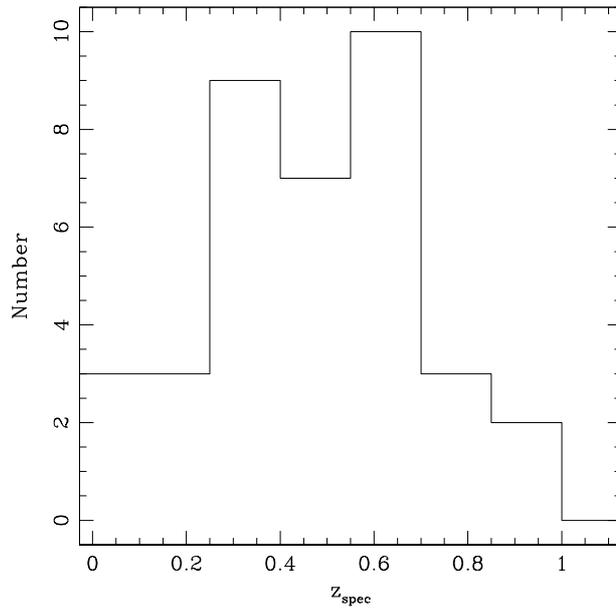


Figura 3.8: Distribución en *redshift* de las galaxias estudiadas en este primer trabajo.

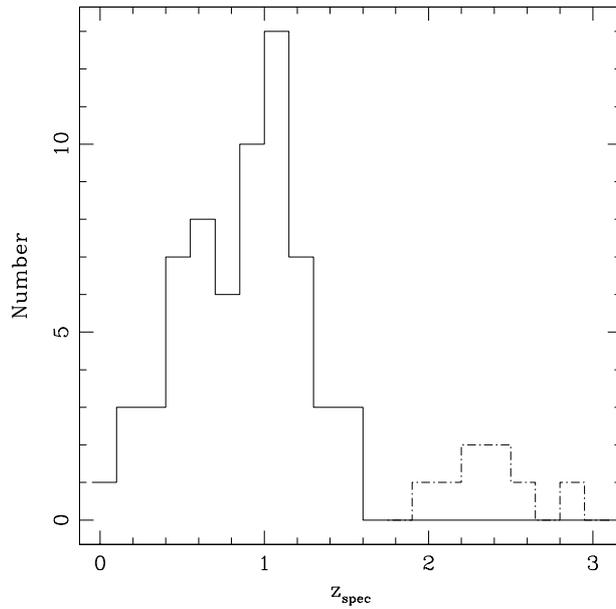


Figura 3.9: Distribución en *redshift* de las galaxias presentadas en el segundo trabajo. La línea sólida muestra la distribución en *redshift* para las galaxias con líneas angostas en emisión, mientras que la línea a puntos y trazos muestra la distribución para las galaxias con líneas anchas en emisión.

Tabla 3.1: Muestra espectroscópica obtenida con IMACS y GMOS (Primer trabajo).

ID del catálogo	Instrumento	R.A.	Dec.	$z_{spec}$	$u_{AB}^a$	err $u$	Comentarios <sup>b</sup>
SXDF021811.7-050353	GMOS	02:18:11.735	-05:03:53.84	0.183	24.34	0.07	
SXDF021804.3-050022	GMOS	02:18:04.308	-05:00:22.77	0.292	24.53	0.07	
SXDF021758.7-050035	GMOS	02:17:58.754	-05:00:35.44	0.423	23.22	0.03	
SXDF021759.4-050523	GMOS	02:17:59.405	-05:05:23.55	0.265	23.84	0.05	
SXDF021826.8-050352	GMOS	02:18:26.889	-05:03:52.36	0.528	24.21	0.06	
SXDF021826.8-050449	GMOS	02:18:26.896	-05:04:49.86	0.378	23.95	0.06	
SXDF021834.7-050432	GMOS	02:18:34.780	-05:04:32.90	0.471	24.57	0.07	fuelle en 24 $\mu\text{m}$
SXDF021838.3-050410	GMOS	02:18:38.359	-05:04:10.69	0.099	24.39	0.06	
SXDF021836.4-050423	GMOS	02:18:36.415	-05:04:23.04	0.310	21.83	0.02	fuelle en 24 $\mu\text{m}$ , 70 $\mu\text{m}$
SXDF021839.0-050423	GMOS	02:18:39.021	-05:04:23.58	0.428	24.21	0.06	
SXDF021835.5-050145	GMOS	02:18:35.522	-05:01:45.32	0.254	24.13	0.06	
SXDF021730.0-045844	GMOS	02:17:30.043	-04:58:44.79	0.392	22.76	0.03	
SXDF021739.4-050305	GMOS	02:17:39.428	-05:03:05.90	0.239	23.61	0.04	
SXDF021737.5-050437	GMOS	02:17:37.505	-05:04:37.52	0.355	21.83	0.02	fuelle en 24 $\mu\text{m}$
SXDF021742.5-050424	IMACS	02:17:42.506	-05:04:24.82	0.045	17.26	0.01	fuelle en 24–850 $\mu\text{m}$
SXDF021801.8-050930	IMACS	02:18:01.860	-05:09:30.75	0.214	22.78	0.03	
SXDF021833.2-050614	IMACS	02:18:33.250	-05:06:14.81	0.090	24.24	0.06	
SXDF021845.2-045640	IMACS	02:18:45.231	-04:56:40.21	0.292	22.25	0.02	
SXDF021814.7-050254	GMOS	02:18:14.763	-05:02:54.69	0.644	23.93	0.07	
SXDF021806.4-045944	GMOS	02:18:06.425	-04:59:44.79	0.557	24.53	0.07	
SXDF021804.7-045923	GMOS	02:18:04.776	-04:59:23.15	0.707	24.14	0.06	
SXDF021809.3-050322	GMOS	02:18:09.363	-05:03:22.16	0.929	23.78	0.04	
SXDF021801.3-050441	GMOS	02:18:01.328	-05:04:41.28	0.697	23.74	0.04	
SXDF021827.8-050518	GMOS	02:18:27.894	-05:05:18.22	0.706	24.21	0.08	
SXDF021830.0-050514	GMOS	02:18:30.050	-05:05:14.41	0.533	25.16	0.10	
SXDF021827.0-050031	GMOS	02:18:27.040	-05:00:31.74	0.689	24.44	0.07	
SXDF021834.1-050012	GMOS	02:18:34.168	-05:00:12.19	0.647	23.85	0.05	
SXDF021740.4-050223	GMOS	02:17:40.450	-05:02:23.27	0.876	23.23	0.04	
SXDF021721.6-050245	GMOS	02:17:21.626	-05:02:45.81	0.495	24.17	0.06	
SXDF021732.8-050303	GMOS	02:17:32.872	-05:03:03.20	0.567	23.52	0.04	
SXDF021721.3-050220	GMOS	02:17:21.345	-05:02:20.46	0.583	25.22	0.11	
SXDF021750.0-050342	IMACS	02:17:50.030	-05:03:42.63	0.669	24.61	0.08	
SXDF021803.9-050749	IMACS	02:18:03.930	-05:07:49.70	0.427	24.92	0.10	
SXDF021741.0-045356	IMACS	02:17:41.013	-04:53:56.45	0.744	22.79	0.03	fuelle en 24 $\mu\text{m}$
SXDF021758.1-045055	IMACS	02:17:58.100	-04:50:55.50	0.342	24.54	0.08	
SXDF021821.7-044659	IMACS	02:18:21.723	-04:46:59.21	0.651	23.73	0.04	
SXDF021836.9-045046	IMACS	02:18:36.970	-04:50:46.19	0.556	24.96	0.09	

**Notas.**

<sup>a</sup>Fotometría en banda- $u$  medida en el marco observado, en AB magnitudes.

<sup>b</sup>Detección de una contraparte en FIR y/o submilimétrico.

### 3. PROCESAMIENTO DE LOS DATOS

Tabla 3.2: Muestra espectroscópica obtenida con IMACS y GMOS (Segundo trabajo).

ID del catálogo	Instrumento	R.A.	Dec.	$z_{spec}$	$u_{AB}^a$	err $u$	Comentarios <sup>b</sup>
SXDF021807.9-045934	GMOS	02:18:07.937	-04:59:34.78	1.275	23.05	0.03	
SXDF021806.0-045959	GMOS	02:18:06.008	-04:59:59.87	0.920	25.61	0.11	
SXDF021810.6-050337	GMOS	02:18:10.688	-05:03:37.92	1.033	24.87	0.08	
SXDF021810.2-050424	GMOS	02:18:10.284	-05:04:24.51	1.475	24.50	0.06	
SXDF021802.2-045940	GMOS	02:18:02.235	-04:59:40.07	1.450	23.57	0.03	
SXDF021804.9-050250	GMOS	02:18:04.978	-05:02:50.66	1.040	23.69	0.04	
SXDF021816.7-050104	GMOS	02:18:16.770	-05:01:04.75	0.918	24.45	0.06	
SXDF021822.6-050508	GMOS	02:18:22.620	-05:05:08.36	1.390	23.58	0.03	
SXDF021823.2-050416	GMOS	02:18:23.275	-05:04:16.77	1.267	24.34	0.05	fuelle en 24 $\mu$ m
SXDF021820.1-050056	GMOS	02:18:20.128	-05:00:56.43	1.093	24.21	0.06	
SXDF021831.4-050452	GMOS	02:18:31.407	-05:04:52.88	1.133	24.29	0.06	
SXDF021821.7-050038	GMOS	02:18:21.777	-05:00:38.25	1.092	23.70	0.04	
SXDF021823.0-050041	GMOS	02:18:23.001	-05:00:41.13	0.976	24.95	0.07	
SXDF021829.4-050518	GMOS	02:18:29.481	-05:05:18.66	1.134	24.65	0.06	
SXDF021827.8-050139	GMOS	02:18:27.879	-05:01:39.67	1.322	24.31	0.05	
SXDF021828.2-050005	GMOS	02:18:28.275	-05:00:05.74	0.871	25.45	0.10	
SXDF021830.6-045951	GMOS	02:18:30.648	-04:59:51.74	0.869	23.42	0.04	fuelle en 24 $\mu$ m
SXDF021837.8-050424	GMOS	02:18:37.826	-05:04:24.01	0.874	24.96	0.08	
SXDF021837.4-050432	GMOS	02:18:37.452	-05:04:32.76	1.042	24.41	0.05	
SXDF021833.8-045941	GMOS	02:18:33.895	-04:59:41.01	0.876	24.92	0.08	
SXDF021734.3-045859	GMOS	02:17:34.377	-04:58:59.69	1.177	24.85	0.07	fuelle en 24 $\mu$ m, 850 $\mu$ m
SXDF021745.3-050057	GMOS	02:17:45.307	-05:00:57.12	1.224	23.78	0.04	
SXDF021732.5-045915	GMOS	02:17:32.519	-04:59:15.53	1.461	24.20	0.05	
SXDF021727.0-045841	GMOS	02:17:27.069	-04:58:41.44	0.857	25.79	0.12	
SXDF021734.8-050026	GMOS	02:17:34.870	-05:00:26.92	1.178	24.41	0.06	
SXDF021728.9-045943	GMOS	02:17:28.977	-04:59:43.54	1.091	23.51	0.04	
SXDF021733.8-050038	GMOS	02:17:33.823	-05:00:38.51	1.283	24.11	0.05	
SXDF021726.4-045955	GMOS	02:17:26.482	-04:59:55.74	1.092	25.41	0.09	
SXDF021734.2-050107	GMOS	02:17:34.262	-05:01:07.74	1.457	24.44	0.06	
SXDF021737.8-050412	GMOS	02:17:37.898	-05:04:12.71	1.135	23.43	0.03	
SXDF021739.1-050328	GMOS	02:17:39.118	-05:03:28.72	1.105	24.89	0.07	
SXDF021735.2-050412	GMOS	02:17:35.299	-05:04:12.10	0.941	24.62	0.06	
SXDF021817.3-045922	IMACS	02:18:17.380	-04:59:22.63	1.045	23.45	0.04	fuelle en rayos-X, 24 $\mu$ m, 70 $\mu$ m
SXDF021846.0-050204	IMACS	02:18:46.020	-05:02:04.21	0.912	24.18	0.06	
SXDF021843.5-045936	IMACS	02:18:43.550	-04:59:36.84	1.289	23.62	0.04	
SXDF021838.2-045700	IMACS	02:18:38.260	-04:57:00.58	1.097	21.57	0.01	fuelle en rayos-X, 24 $\mu$ m
SXDF021806.9-045912	GMOS	02:18:06.904	-04:59:12.46	0.620	25.97	0.15	fuelle en 24 $\mu$ m, 70 $\mu$ m, 850 $\mu$ m
SXDF021805.2-050437	GMOS	02:18:05.252	-05:04:37.54	0.518	22.90	0.03	
SXDF021821.3-050049	GMOS	02:18:21.309	-05:00:49.92	0.739	25.24	0.10	
SXDF021827.5-050110	GMOS	02:18:27.501	-05:01:10.15	0.521	24.25	0.06	
SXDF021830.4-050016	GMOS	02:18:30.475	-05:00:16.18	0.644	23.74	0.04	
SXDF021838.8-050344	GMOS	02:18:38.845	-05:03:44.44	0.553	23.27	0.03	fuelle en 24 $\mu$ m
SXDF021840.6-050415	GMOS	02:18:40.692	-05:04:15.84	0.628	26.46	0.17	
SXDF021721.4-050958	IMACS	02:17:21.400	-05:09:58.02	0.787	23.25	0.03	fuelle en rayos-X
SXDF021745.7-051327	IMACS	02:17:45.728	-05:13:27.49	0.760	23.77	0.03	fuelle en 24 $\mu$ m
SXDF021803.1-050856	IMACS	02:18:03.140	-05:08:56.12	0.566	23.68	0.04	

Tabla 3.2: – *Continuación.*

ID del catálogo	Instrumento	R.A.	Dec.	$z_{spec}$	$u_{AB}^a$	err $u$	Comentarios <sup>b</sup>
SXDF021732.2-045743	IMACS	02:17:32.220	-04:57:43.60	0.757	-	-	
SXDF021739.4-045913	IMACS	02:17:39.430	-04:59:13.48	0.504	24.48	0.07	
SXDF021735.8-045555	IMACS	02:17:35.851	-04:55:55.49	0.709	25.21	0.09	fuelle en 24 $\mu$ m, 850 $\mu$ m
SXDF021731.8-045317	IMACS	02:17:31.814	-04:53:17.21	0.754	25.00	0.05	fuelle en 24 $\mu$ m, 70 $\mu$ m
SXDF021742.1-045628	IMACS	02:17:42.146	-04:56:28.46	0.504	24.27	0.05	fuelle en 850 $\mu$ m
SXDF021740.2-045500	IMACS	02:17:40.210	-04:55:00.27	0.616	25.94	0.13	
SXDF021810.3-044929	IMACS	02:18:10.320	-04:49:29.51	0.654	25.63	0.12	fuelle en rayos-X, 24 $\mu$ m, 70 $\mu$ m
SXDF021834.3-045049	IMACS	02:18:34.332	-04:50:49.62	0.473	22.42	0.02	
SXDF021812.5-050225	GMOS	02:18:12.596	-05:02:25.35	0.137	23.36	0.03	
SXDF021801.5-050504	GMOS	02:18:01.508	-05:05:04.11	0.141	25.67	0.12	
SXDF021836.2-050442	GMOS	02:18:36.292	-05:04:42.84	0.211	23.47	0.04	
SXDF021726.5-045903	IMACS	02:17:26.529	-04:59:03.47	0.094	25.10	0.08	
SXDF021812.3-050307	GMOS	02:18:12.376	-05:03:07.83	0.438	24.42	0.07	
SXDF021812.8-050343	GMOS	02:18:12.898	-05:03:43.90	0.385	23.68	0.04	
SXDF021823.4-050116	GMOS	02:18:23.469	-05:01:16.88	0.555	25.24	0.10	
SXDF021755.3-051143	IMACS	02:17:55.347	-05:11:43.21	0.357	23.73	0.04	
SXDF021749.3-050713	IMACS	02:17:49.300	-05:07:13.14	0.498	24.83	0.08	
SXDF021852.0-045541	IMACS	02:18:52.040	-04:55:41.44	0.314	25.25	0.09	
SXDF021817.2-050259	GMOS	02:18:17.204	-05:02:59.08	2.359	21.72	0.01	fuelle en 24 $\mu$ m
SXDF021802.5-050033	GMOS	02:18:02.516	-05:00:33.06	2.068	23.49	0.03	fuelle en rayos-X, 24 $\mu$ m–160 $\mu$ m
SXDF021826.2-050505	GMOS	02:18:26.212	-05:05:05.80	2.312	23.61	0.04	fuelle en 24 $\mu$ m
SXDF021747.5-051323	IMACS	02:17:47.590	-05:13:23.75	2.916	22.69	0.02	fuelle en rayos-X, 24 $\mu$ m
SXDF021710.2-045857	IMACS	02:17:10.200	-04:58:57.54	2.389	26.74	0.19	fuelle en 24 $\mu$ m
SXDF021757.3-050808	IMACS	02:17:57.300	-05:08:08.66	2.539	22.15	0.05	fuelle en rayos-X, 24 $\mu$ m, 70 $\mu$ m
SXDF021757.5-045059	IMACS	02:17:57.520	-04:50:59.63	2.256	20.52	0.01	fuelle en 24 $\mu$ m
SXDF021810.2-044809	IMACS	02:18:10.200	-04:48:09.01	2.022	23.32	0.03	fuelle en rayos-X, 24 $\mu$ m

**Notas.**<sup>a</sup>Fotometría en banda- $u$  medida en el marco observado, en AB magnitudes.<sup>b</sup>Detección de una contraparte en rayos-X, FIR y/o submilimétrico.

## Parte I

# LA SECUENCIA STAR-FORMING

## CAPÍTULO 4

# DIAGRAMAS DE DIAGNÓSTICO DE ACTIVIDAD AGN–SF

Las líneas en emisión de un AGN son creadas por fuentes ionizantes no-térmicas y/o ondas de choque, mientras que en las galaxias con formación estelar estas se originan por estrellas jóvenes. Sin embargo, actividad AGN y formación estelar pueden también coexistir en las galaxias (galaxias compuestas). A través de este estudio, nos referiremos a AGN como a los tipos Seyfert 2 o LINER ya que no hubo Seyfert 1 en nuestra muestra.

En esta sección analizamos la actividad AGN y de formación estelar de nuestras galaxias, utilizando diferentes diagramas de diagnóstico. Como indicamos en la sección 2.1, para galaxias a  $z < 0.5$ , los diagramas de diagnóstico **BPT** fueron útiles para separar actividad de formación estelar de la de AGN, mientras que para galaxias con corrimientos al rojo mayores, los diagramas de diagnóstico **L10** y **J11** nos permitieron separarlas bien hasta  $z \sim 1$ . Finalmente, se usaron los diagramas color–color de AGN propuestos por Stern et al. (2005) y Lacy et al. (2007) para investigar la existencia de un AGN oscurecido por polvo en la muestra. Con el primer diagrama, las galaxias fueron clasificadas a través de los colores ( $5.8\text{--}8.0 \mu\text{m}$ ) versus ( $3.6\text{--}4.5 \mu\text{m}$ ), mientras que con el último la clasificación fue hecha usando las razones de flujo  $S5.8/S3.6$  versus  $S8.0/S4.5$ . Estos índices de color son sensibles a la naturaleza tipo ley de potencia del continuo del AGN, el cual muestra colores en MIR más rojos que las galaxias con formación estelar.

### 4.1 DIAGRAMAS ÓPTICOS STAR-FORMING–AGN

Kewley et al. (2006) usó el SDSS DR4 para mostrar que Seyfert 2 y LINERs formaban ramas separadas en los diagramas de diagnóstico ópticos estándares **BPT**, y de este modo mejoró la separación empírica entre galaxias *star-forming* (galaxias con formación estelar), Seyfert 2, LINER y galaxias compuestas. La Figura 4.1 muestra los diagramas de diagnóstico  $[\text{OIII}](\lambda 5007)/\text{H}\beta(\lambda 4861)$  (en lo sucesivo  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ ) versus  $[\text{NII}](\lambda 6548, 6583)/\text{H}\alpha(\lambda 6563)$  (en lo sucesivo  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ , panel izquierdo) y  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$  versus  $[\text{SII}](\lambda 6717, 6731)/\text{H}\alpha(\lambda 6563)$  (en lo sucesivo  $[\text{SII}]/\text{H}\alpha$ , panel derecho) para la muestra de galaxias a  $z < 0.5$  y  $z < 0.48$ , respectivamente. En el panel izquierdo, la línea divisoria para los AGNs fue tomada de Kewley et al. (2001):

$$\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta) = 0.61/(\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha) - 0.47) + 1.19, \quad (4.1)$$

mientras que el límite *star-forming*–compuesta (AGN+*star-forming*) fue tomado de Kauffmann et al. (2003a):

$$\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta) = 0.61/(\log([\text{NII}]/\text{H}\alpha) - 0.05) + 1.3. \quad (4.2)$$

En el panel derecho, la línea divisoria para AGNs fue tomada de Kewley et al. (2001):

$$\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta) = 0.72/(\log([\text{SII}]/\text{H}\alpha) - 0.32) + 1.3. \quad (4.3)$$

En el panel izquierdo, pueden ser observadas tres galaxias (SXDF021834.7-050432, SXDF021758.7-050035, y SXDF021839.0-050423) que podrían albergar un AGN, mientras que las restantes son claramente del tipo *star-forming*. Es interesante mencionar que dos de estas galaxias (SXDF021834.7-050432, SXDF021758.7-050035) fueron también clasificadas como AGN por sus colores en MIR (ver Sección 4.2). Por otro lado, el panel derecho no muestra ningún candidato a AGN. Desafortunadamente, no fue posible medir las líneas  $[\text{SII}]\lambda 6717, 6731$  en los candidatos a AGN anteriores debido

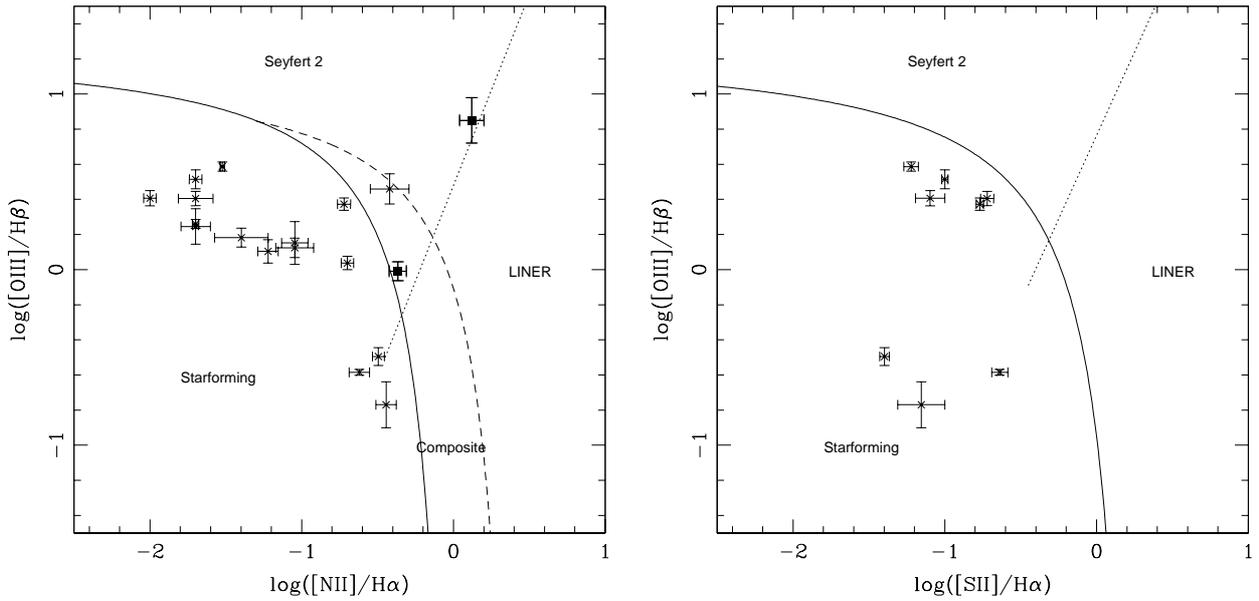


Figura 4.1: Panel izquierdo: Diagrama  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$  vs  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ . La línea divisoria para los AGNs (línea a trazos) fue tomada de Kewley et al. (2001). Los límites Seyfert 2–LINER (línea punteada) y *star-forming*–compuesta (AGN+*star-forming*) fueron tomados de Kauffmann et al. (2003a). Los cuadrados negros son galaxias que podrían albergar un AGN si sus colores en MIR son explorados (ver sección 4.2 para más detalles).— Panel derecho: Diagrama  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$  vs  $[\text{SII}]/\text{H}\alpha$ . Las líneas divisorias fueron tomadas de Kewley et al. (2001; 2006).

a sus corrimientos al rojo ( $z > 0.48$ ), lo cual colocó las líneas en emisión fuera del rango espectral observado. Tampoco se pudo detectar la línea en emisión  $[\text{OI}]\lambda 6300$  en ninguna galaxia de la muestra ya que esta línea es relativamente débil, y nuestros espectros tuvieron S/Ns bajos.

De acuerdo a los diagramas de Kewley et al. (2006, en lo sucesivo K06), de una muestra de 18 galaxias clasificadas hubo 1 Seyfert 2, 2 galaxias compuestas y 15 *star-forming*, correspondiendo a porcentajes de 5%, 11% y 83%, respectivamente. Este resultado está en razonable acuerdo con aquel presentado por (alias?) quienes encontraron 3% de Seyfert 2, 7% de LINERs y 7% de galaxias compuestas para una muestra con  $0.04 < z < 0.1$ . Aunque nuestra muestra tuvo casi el doble de Seyfert y galaxias compuestas que la de (alias?), se debe tener cuidado de este resultado ya que nuestra muestra es pequeña e incompleta.

#### 4.1.1 EL DIAGRAMA AZUL STAR-FORMING–AGN

En nuestro estudio, el diagrama de L10 demostró ser útil para galaxias a  $z > 0.5$ , ya que  $\text{H}\alpha$  6563Å estaba mucho más allá del rango espectral disponible en nuestros datos. La Figura 4.2 muestra el diagrama  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$  versus la razón de anchos equivalentes  $W_{[\text{OII}]}(\lambda 3727)/W_{\text{H}\beta}(\lambda 4861)$  y revela tres galaxias clasificadas como AGN: dos son Seyfert 2 (SXDF021834.7-050432 y SXDF021721.6-050245), y una es LINER (SXDF021821.7-044659). Es interesante mencionar que estas galaxias también fueron clasificadas como AGN por sus diagramas de color en MIR (ver sección 4.2). De esos diagramas dos galaxias adicionales fueron clasificadas como candidatos AGN, siendo una de ellas una *star-forming*–Seyfert 2 (SXDF021758.7-050035), y la otra una *star-forming*–compuesta (SXDF021836.9-045046). La línea divisoria para los AGNs en este diagrama está dada por la sgte. expresión:

$$\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta) = 0.11/(\log(W_{[\text{OII}]} / W_{\text{H}\beta}) - 0.92) + 0.85, \quad (4.4)$$

mientras que la región para las galaxias compuestas está definida por las sgtes. curvas:

$$\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta) = -(\log(W_{[\text{OII}]} / W_{\text{H}\beta}) - 1.0)^2 - 0.1 \log(W_{[\text{OII}]} / W_{\text{H}\beta}) + 0.25, \quad (4.5)$$

$$\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta) = (\log(W_{[\text{OII}]} / W_{\text{H}\beta}) - 0.2)^2 - 0.6. \quad (4.6)$$

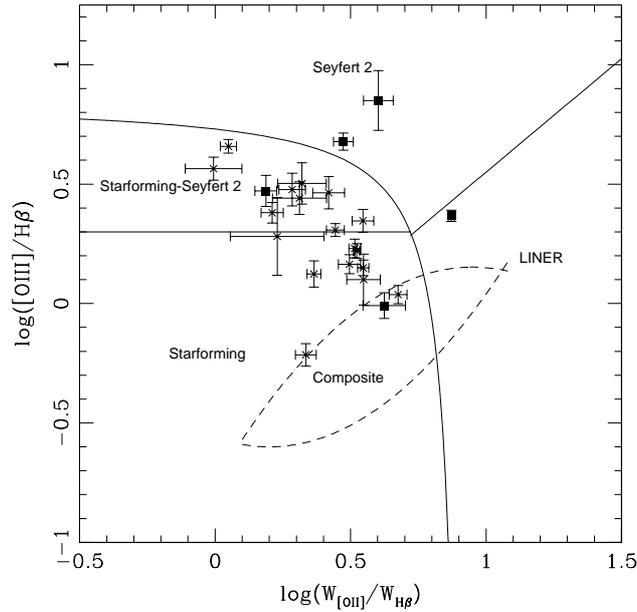


Figura 4.2: Diagrama de diagnóstico de Lamareille  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$  vs  $W_{[\text{OII}]} / W_{\text{H}\beta}$ . Los límites AGN–*star-forming* son presentados como en Lamareille (2010). Los cuadrados negros son galaxias que podrían albergar un AGN de acuerdo a sus colores en MIR.

De nuestras 23 galaxias que estaban en el diagrama de L10, habían 2 (8%) Seyfert 2, 1 (4%) LINER, 10 (43%) galaxias *star-forming*–Seyfert 2, 3 (13%) galaxias *star-forming*–compuestas y 7 (30%) galaxias *star-forming*. Si asumimos que las regiones *star-forming*–Seyfert 2 y *star-forming*–compuesta son sólo del tipo *star-forming*, se obtiene un límite superior de 20 (87%) para las galaxias *star-forming*. En una muestra mucho más grande de 1213 galaxias con  $0.5 < z < 0.9$ , Lamareille et al. (2009) encontró 3% de Seyfert 2’s, ningún LINER, 19% de galaxias compuestas y 78% de galaxias *star-forming*. Sin embargo, cabe señalar que el esquema de clasificación usado por Lamareille et al. (2009) fue significativamente diferente del utilizado en este estudio. Nosotros usamos el nuevo esquema de clasificación propuesto por L10.

#### 4.1.2 EL DIAGRAMA MASA-EXCITACIÓN STAR-FORMING–AGN

J11 propuso el diagrama de diagnóstico MEx para identificar galaxias *star-forming* y AGNs a *redshift* intermedio, usando el SDSS DR4 para mostrar que al combinar la razón de líneas  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$  con masas estelares totales se distinguía exitosamente emisión AGN de la de formación estelar. Este diagrama se basa en el hecho de que los AGNs son principalmente encontrados en galaxias con masas estelares  $M_* \gtrsim 10^{10} M_\odot$  (Kauffmann et al. 2003a; Kewley et al. 2006) y que la razón de líneas  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$  es una característica bien conocida para reconocer AGNs en los diagramas BPT.

La Figura 4.3 muestra el diagrama MEx para nuestra muestra de galaxias, con las masas estelares totales estimadas a través del ajuste de la SED (ver sección 5.3 para más detalles). Cabe señalar que este diagrama fue calibrado usando la IMF de Chabrier (Chabrier, 2003), y por lo tanto en esta figura nuestros valores de masas estelares han sido convertidos de la IMF de Salpeter a la de Chabrier. De acuerdo a J11, este diagrama muestra tres regiones. De éstas, la localizada sobre la curva empírica corresponde a AGNs, mientras que la región por debajo corresponde a las galaxias *star-forming*. Los objetos de transición (equivalentes a galaxias compuestas en los diagramas de K06) están localizados en la pequeña región entre las dos curvas empíricas. La curva para seleccionar AGNs está descrita por:

$$\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta) = 0.37/(\log M_* - 10.5) + 1, \text{ si } \log(M_*/M_\odot) < 9.9, \quad (4.7)$$

$$\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta) = 594.753 - 167.074 \log M_* + 15.6748(\log M_*)^2 - 0.4912(\log M_*)^3, \text{ d.o.c.}, \quad (4.8)$$

mientras que la región de transición entre  $9.9 < \log (M_*/M_\odot) < 11.2$  está dada por:

$$\log([\text{OIII}]/\text{H}\beta) = 800.492 - 217.328 \log M_* + 19.6431(\log M_*)^2 - 0.591349(\log M_*)^3. \quad (4.9)$$

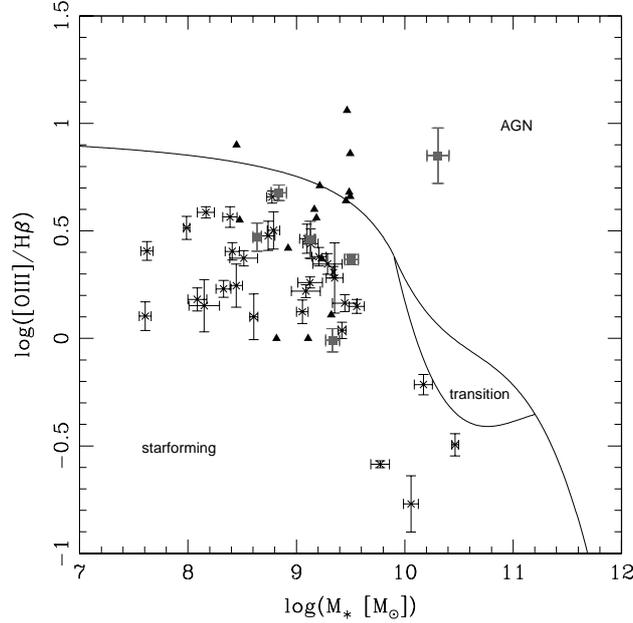


Figura 4.3: Diagrama de diagnóstico Masa-excitación *star-forming*–AGN. Las curvas empíricas fueron tomadas de Juneau et al. (2011), las cuales separan entre galaxias *star-forming* y AGNs. La región localizada entre las dos curvas empíricas en el diagrama MEx contiene galaxias compuestas. Los cuadrados grises son nuestros candidatos AGN, ya sea seleccionados de los diagramas ópticos o en MIR. Los triángulos negros son Seyfert 2 de baja masa de Barth, Greene and Ho (2008) y Seyfert 1 de líneas angostas de Greene & Ho (2007).

Puede ser observado en esta figura que sólo un AGN (SXDF021834.7-050432) fue detectado entre nuestros seis candidatos AGN seleccionados a partir de los diagramas de color en MIR y de líneas en emisión. Esto plantea la pregunta de si el diagrama MEx es de hecho efectivo para detectar AGNs en huéspedes de baja masa. Por esta razón, usamos los datos de Greene & Ho (2004), y Barth, Greene and Ho (2008), y se escogieron específicamente aquellas galaxias con masas totales menores a  $10^{10} M_\odot$  en orden a chequear el relativo número de AGNs detectados usando el diagrama MEx. Por lo tanto, la Figura 4.3 muestra también que el diagrama MEx perdió un alto porcentaje (más del 70%) de los AGNs en huéspedes de baja masa.

## 4.2 EL DIAGRAMA STAR-FORMING–AGN EN MIR

Se usaron los datos adquiridos con *Spitzer* para seleccionar galaxias con fuerte emisión en el régimen MIR con respecto a la emisión estelar. En nuestra muestra, 19 galaxias disponían de fotometría en todas las bandas de la cámara IRAC (por su sigla en inglés Infrared Array Camera) de *Spitzer*. Para estas galaxias construimos diagramas color–color, con la Figura 4.4 mostrando el diagrama de Lacy et al. (2007)  $\log(S_{8.0}/S_{4.5})$  versus  $\log(S_{5.8}/S_{3.6})$  (panel izquierdo) y el diagrama de Stern et al. (2005)  $(3.6\text{--}4.5 \mu\text{m})$  versus  $(5.8\text{--}8.0 \mu\text{m})$  (panel derecho). Es interesante notar que mientras el diagrama de Stern et al. (2005) reveló seis candidatos AGN, el diagrama de Lacy et al. (2007) sólo mostró un candidato AGN. También cabe señalar, que tres de estos seis candidatos fueron clasificados como AGN a través de los diagramas de K06 (cuadrados) y L10 (triángulos), es decir SXDF021834.7-050432, SXDF021721.6-050245 y SXDF021821.7-044659. Estos resultados son consistentes con AGNs tipo Seyfert 2 a bajo *redshift* las cuales tienen SEDs en el MIR dominadas por la emisión de la galaxia huésped más que por la luz del AGN, resultando en la aparición de un color  $3.6\text{--}4.5 \mu\text{m}$  más azul que en AGNs de alta luminosidad (Brusa et al. 2010; Eckart et al. 2010; Donley et al. 2007), con

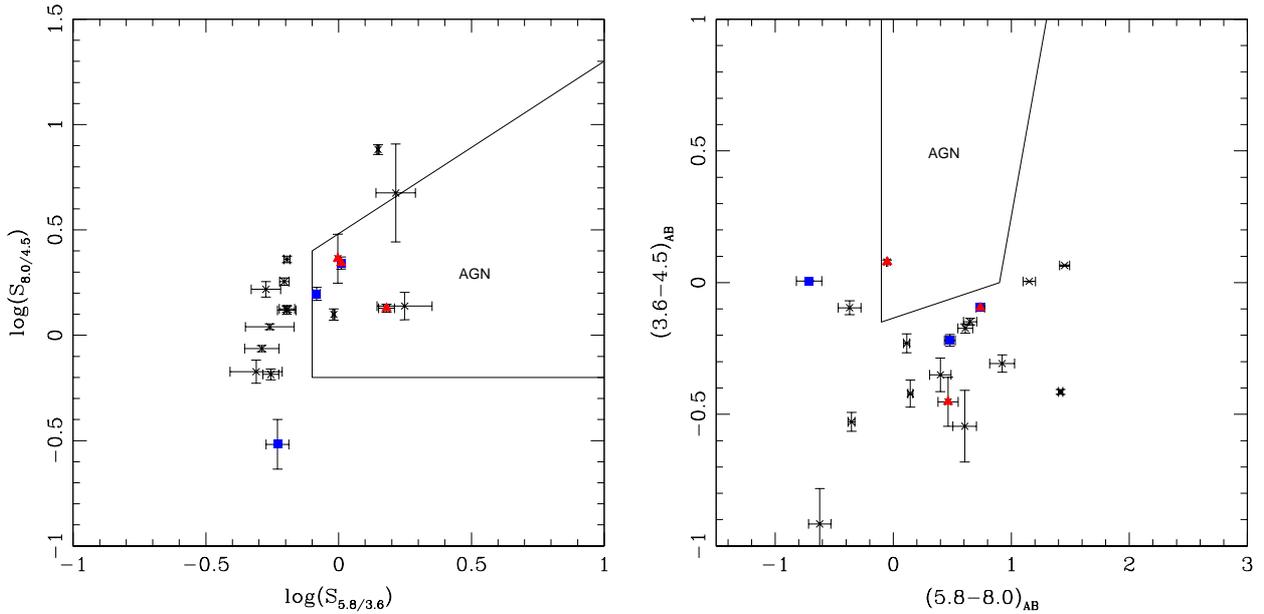


Figura 4.4: Panel izquierdo: Diagrama  $\log(S_{8.0}/S_{4.5})$  vs  $\log(S_{5.8}/S_{3.6})$ .— Panel derecho: Diagrama  $(3.6-4.5)_{\text{AB}}$  vs  $(5.8-8.0)_{\text{AB}}$ . Las líneas sólidas muestran los límites adoptados por Stern et al. (2005) y Lacy et al. (2007), respectivamente. Los cuadrados azules son candidatos AGN seleccionados por los diagramas de Kewley, mientras que los triángulos rojos son candidatos AGN seleccionados del diagrama de Lamareille (ver Sección 4.1).

SEDs dominadas por el AGN. Además, 3 candidatos AGN (50%) no fueron clasificados como AGN de acuerdo a los diagramas de K06 y L10, es decir SXDF021758.7-05003, SXDF021836.9-045046 y SXDF021838.3-050410. Lacy et al. (2004) encontraron un resultado similar (46%) en una muestra de 35 galaxias, interpretando este tipo de candidatos como AGN oscurecidos. Goulding & Alexander (2009) mostraron también que, en una muestra limitada en volumen de las galaxias bolométricamente más luminosas, 50% de los candidatos a AGN en el infrarrojo no fueron identificados como un AGN usando espectroscopía óptica. Finalmente, es muy bien sabido que la actividad de formación estelar podría diluir las características espectrales ópticas de un AGN. Para las galaxias ubicadas a  $z \sim 0.5$ , el ancho de ranura usado en la espectroscopía corresponde a  $\sim 5$  kpc, lo cual es 2.5 veces el tamaño promedio de una región circumnuclear con formación estelar, implicando entonces una fuerte contaminación (Pastoriza, Donzelli and Bonatto, 1999; Greene & Ho, 2007). Ejemplos similares de este efecto pueden ser encontrados en Colina et al. (2002), quienes encuentran un súper cúmulo estelar en el núcleo de la galaxia NGC 4304; Seth et al. (2008) encuentra que la fracción de galaxias con AGN y cúmulo estelar nuclear aumenta en función de la masa de galaxia y del cúmulo; y Wright et al. (2010) encuentra la presencia de un AGN en una galaxia clasificada como *star-forming* a redshift  $z = 1.598$ .

### 4.3 CONTRAPARTES EN RAYOS-X?

El SXDF ha sido observado por el satélite XMM a través de diferentes misiones (por ejemplo, Watson et al. 2009). Barcons et al. (2007) usó el catálogo XMS (por su sigla en inglés XMM Medium sensitivity Survey) para describir la población responsable de estos flujos intermedios ( $\sim 10^{-14}$  erg  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ) en varias bandas de energía en rayos-X. Estos autores encontraron que de 318 fuentes detectadas en 25 campos observados, mas del 90% corresponde a AGNs, con 30 de ellas siendo encontradas en el SXDF a redshift  $0.04 < z < 2.209$ . Catorce de estos AGNs están a  $z < 1.0$ , y siete de ellos son del tipo Seyfert 1. Povic et al. (2012) también usó datos del XMM en las bandas 0.5–10 keV, con límite de sensibilidad de  $4 \times 10^{-15}$  erg  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ , para estudiar la conexión entre las propiedades en rayos-X de AGNs y la morfología y colores de la galaxia huésped. Estimaron redshifts fotométricos para 79 AGNs a  $0.05 < z < 3.35$  en el SXDF, encontrando que al menos el 50% de ellos reside en galaxias esferoidales o dominadas por bulbos, mientras que al menos un 18% reside en galaxias dominadas por

disco. Cabe señalar que nuestros criterios de selección fotométricos no incluyeron ninguno de estos AGNs para su estudio espectroscópico.

Realizamos una búsqueda en catálogos públicos en rayos-X de contrapartes para nuestros candidatos AGN, en particular en el de Ueda et al. (2008), quienes publicaron datos en rayos-X observados con XMM, con límites en sensibilidad de  $6 \times 10^{-16}$ ,  $8 \times 10^{-16}$ ,  $3 \times 10^{-15}$  y  $5 \times 10^{-15}$   $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  en las bandas 0.5–2, 0.5–4.5, 2–10 and 4.5–10 keV. Sin embargo, no encontramos contrapartes en este catálogo o en la muestra de Barcons y Povic, aún para nuestro AGN masivo SXDF021834.7-050432 que cumplió los criterios AGN de los diagramas K06, L10 y Lacy et al. (2007). Este resultado sugiere que los candidatos AGN en nuestra muestra pertenecen a la clase de baja luminosidad ( $L_X < 10^{43}$   $\text{erg s}^{-1}$ ), y también que tanto los catálogos en óptico y rayos-X podrían haber sufrido sesgos para las fases más oscurecidas del crecimiento de BHs. Ejemplos similares también pueden ser encontrados en Polletta et al. (2006), quienes encuentran que sólo  $\sim 33$  % de sus AGNs oscurecidos (por efecto de la dispersión Compton–grueso) era detectado en rayos-X; mientras que en Caccianiga et al. (2007), detectan actividad AGN en rayos-X en 33 de 35 galaxias cuyos espectros ópticos no muestran evidencia clara de actividad AGN. Estos ejemplos nos muestran como las propiedades espectrales de AGNs seleccionados en una región determinada del espectro electromagnético no son reconocidas al movernos a otra región espectral. En el primer caso, AGNs seleccionados en el IR no fueron detectados en rayos-X, mientras que en el segundo caso AGN seleccionados en rayos-X no fueron detectados en el óptico.

Se realizó una estimación de los flujos que nuestras fuentes podrían tener en la banda 2–10 keV, basado en la relación encontrada entre color  $(R - K)_{\text{Vega}}$  vs  $\log(L_X)$  a 2–10 keV para AGNs tipo 2 (Brusa et al. 2010). El AGN más masivo en la muestra tiene  $R - K = 3.0$ , lo cual corresponde a  $L_X \sim 6 \times 10^{42}$   $\text{erg s}^{-1}$  (Figura 4.5, Brusa et al. 2010). Al *redshift* de la galaxia, esta luminosidad implica un flujo  $S_X \sim 3 \times 10^{-15}$   $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ , correspondiente al límite de detección del satélite XMM. Los restantes candidatos AGN tienen valores  $R - K$  más bajos y corrimientos al rojo similares al AGN más masivo de nuestra muestra, lo cual implicó flujos en rayos-X aún más bajos.

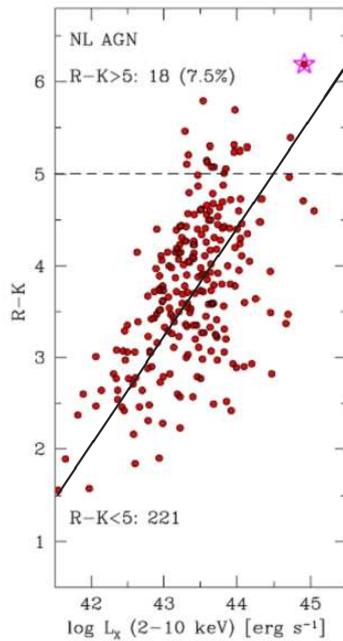


Figura 4.5: Color  $R-K$  vs Luminosidad en rayos-X  $L_X$  a 2–10 keV, para las fuentes clasificadas como AGN tipo 2 en la muestra de Brusa et al. (2010). La estrella magenta marca la posición del objeto XID 2028, mientras que los números en la zona superior e inferior muestran la cantidad y porcentaje de objetos encontrados en cada región delimitada por la línea a trazos (más detalles en Brusa et al. 2010).

## 4.4 DISCUSIÓN

Hemos estudiado la actividad AGN y de formación estelar en una muestra de 37 galaxias, con líneas en emisión y distancias de  $0.045 < z < 0.93$ , utilizando diferentes diagramas de diagnóstico. De acuerdo a los diagramas de diagnóstico clásicos BPT (Kewley et al. 2006) y Lamareille (2010), encontramos 31 galaxias (84%) *star-forming*, 2 galaxias (5%) compuestas y 3 AGNs (8%; 2 Seyfert 2 y 1 LINER). Además, el diagrama MEx (Juneau et al. 2011) detectó uno de los tres AGNs encontrados por los diagramas anteriormente mencionados (una Seyfert 2).

Diecinueve de las galaxias de nuestra muestra tuvieron fotometría disponible en todas las bandas de IRAC/*Spitzer*. De acuerdo a los diagramas de diagnóstico en MIR (Stern et al. 2005; Lacy et al. 2007) encontramos que seis galaxias (32%) podrían albergar un AGN. Tres de estos objetos son las Seyfert 2 y LINER detectados por los diagramas BPT, mientras que las tres galaxias restantes (50%) fueron clasificadas como compuestas o *star-forming* por estos mismos diagramas. Esto sugiere que ellas podrían albergar un AGN oscurecido o que la actividad de formación estelar nuclear está enmascarando las características del AGN en el óptico.

Realizamos una búsqueda, en catálogos públicos, de contrapartes en rayos-X para nuestros candidatos AGNs. Sin embargo, no encontramos contrapartes para ninguno de nuestros AGN detectados en más de un diagrama de diagnóstico. Estimamos cual sería la luminosidad y flujo observado en rayos-X para cada uno de nuestros candidatos, encontrando que todos ellos pertenecen a la clase de baja luminosidad ( $L_X < 10^{43}$  erg s<sup>-1</sup>) y que los flujos observados, para la distancia en que se encuentran estas fuentes, están en el límite de detección del satélite XMM.

## CAPÍTULO 5

# PROPIEDADES FÍSICAS DE LA MUESTRA

### 5.1 ENROJECIMIENTO

Como se espera que algunas de nuestras galaxias sean afectadas de modo significativo por el polvo (Calzetti et al. 2000; Hopkins et al. 2003; Papovich et al. 2006), el enrojecimiento estelar interno para cada galaxia fue estimado adoptando la ley de extinción de Calzetti et al. (2000). Esta ley es simple pero es una aproximación razonable a leyes de extinción conocidas como: la de Fitzpatrick (1986, tipo la pequeña nube de Magallanes o SMC, por su sigla en inglés Small Magellanic Cloud), la de Fitzpatrick (1999, tipo Vía Láctea) y la Bouchet et al. (1985, tipo la gran nube de Magallanes o LMC, por su sigla en inglés Large Magellanic Cloud). La ley de extinción está dada por la sgte. expresión:

$$k(\lambda) = 2.659(-2.156 + 1.509/\lambda - 0.198/\lambda^2 + 0.011/\lambda^3) + R_v, \text{ para } 0.12 < (\lambda/\mu\text{m}) < 0.63, (5.1)$$

$$k(\lambda) = 2.659(-1.867 + 1.040/\lambda) + R_v, \text{ para } 0.63 < (\lambda/\mu\text{m}) < 2.20. (5.2)$$

Se usó un valor de  $R_v = 4.05$  en lugar del valor típico de  $R_v = 3.1$  (Vía Láctea) asumiendo que era el más apropiado para nuestras galaxias, dado que en épocas más remotas las galaxias tendrían mayor luminosidad, mayor formación estelar, y cantidades de polvo más altas que aquellas observadas en galaxias locales (es decir, galaxias con activa formación estelar, Calzetti et al. 2000). Usando la ley de extinción con un set de valores  $E(B - V)$  en el rango [0.0; 0.5] para enrojecer los modelos estelares durante el ajuste de la SED, observamos que las galaxias de la muestra mostraron valores  $E(B - V)$  estelar en el rango [0.0; 0.3]. El flujo estelar de la SED fue enrojecido utilizando la siguiente ecuación:

$$F(\lambda)_{obs} = F(\lambda)_{int} 10^{-0.4k(\lambda)E(B-V)}. (5.3)$$

Determinamos el  $E(B - V)$  nebular en las galaxias usando el decremento de Balmer o la receta de la luminosidad [OII] $\lambda$ 3727 dada por Kewley, Geller and Jansen (2004) dependiendo de las líneas en emisión disponibles. La expresión para el enrojecimiento nebular a partir del decremento de Balmer está dado por:

$$E(B - V) = -1.965 \log \left( \frac{(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)_{int}}{(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)_{obs}} \right), (5.4)$$

mientras que el enrojecimiento a partir de la luminosidad [OII] $\lambda$ 3727 está descrito por:

$$E(B - V) = 0.174 \log(3.11 \times 10^{-20} (L_{[\text{OII}],obs})^{1.495}) - 6.84, (5.5)$$

Se adoptó la razón  $(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)_{int} = 2.85$  para las galaxias con formación estelar, mientras que para AGNs escogimos  $(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)_{int} = 3.1$  (Gaskell & Ferland, 1984; Veilleux & Osterbrock, 1987). La Figura 5.1 muestra una comparación entre el enrojecimiento estelar versus la extinción nebular (obtenida del decremento de Balmer, panel izquierdo; y de la luminosidad de [OII], panel derecho), donde en términos generales, es observado que el enrojecimiento nebular es mayor que el enrojecimiento estelar. Esto puede ser explicado considerando que las estrellas ionizantes están próximas a nubes moleculares con polvo, mientras que estrellas no-ionizantes responsables del continuo UV-óptico residen en regiones con menores cantidades de polvo (Calzetti, Kinney and Storchi-Bergmann, 1994). Sin embargo, unas pocas excepciones revelaron la conducta opuesta. De estas, dos galaxias mostraban espectros con S/N bajo junto con la línea en emisión  $\text{H}\alpha$  desplazada a 9000–10000 Å, una región donde la sustracción de las líneas de cielo fue objeto de grandes residuos.

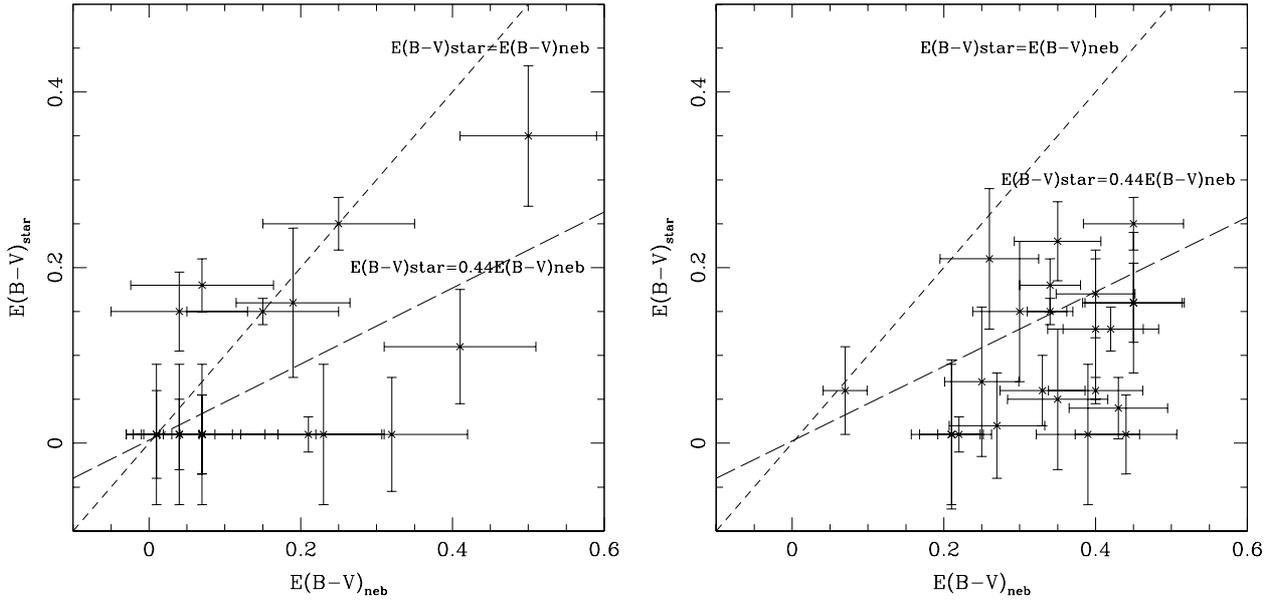


Figura 5.1: Enrojecimiento estelar vs enrojecimiento nebuloso. El panel izquierdo muestra la extinción nebulosa obtenida del decremento de Balmer, mientras que el panel derecho muestra la extinción nebulosa calculada a través de la luminosidad de  $[\text{OII}]\lambda 3727$  (Kewley, Geller and Jansen, 2004). La extinción estelar fue obtenida del ajuste de la SED a las magnitudes de apertura. La línea a trazos muestra la razón 1:1, mientras que la línea a trazos largos muestra la razón encontrada por Calzetti et al. (2000) para galaxias *starburst* locales, siendo el enrojecimiento nebuloso más significativo que el enrojecimiento estelar.

## 5.2 EDADES

Las galaxias están compuestas de poblaciones estelares de diferentes edades y metalicidades relacionadas a su SFH. Usamos la estadística  $\chi^2$  para encontrar la edad de la población estelar dominante, para dos tipos de SFHs: evolución pasiva (un solo brote de formación estelar, es decir, una población estelar simple, SSP) e historias exponencialmente declinantes ( $\text{SFR}(t) \sim e^{-t/\tau}$ , para  $0.25 \text{ Gyr} < \tau < 15 \text{ Gyr}$ ). En términos generales, observamos que el modelo exponencialmente declinante mostró valores  $\chi^2$  mucho mejores que los modelos SSP. Sin embargo, para algunas galaxias de la muestra ambos modelos proporcionaron valores  $\chi^2$  y edades similares. La Figura 5.2 muestra la distribución de edades de la muestra de galaxias (panel superior), la cual tuvo su máximo a  $10^9 \text{ yr}$ . El panel inferior muestra la edad versus *redshift* espectroscópico, donde puede ser observado que las galaxias más jóvenes tuvieron los corrimientos al rojo más altos.

En el panel izquierdo de la Figura 5.3, los valores de edad fueron comparados con el índice de color  $(u - B)_{AB}$ , un buen indicador de la edad de la galaxia (Rudnick et al. 2006; Kriek et al. 2008), obtenido a partir de las magnitudes absolutas computadas en proceso de ajuste de la SED. El panel derecho muestra cómo la dispersión de los datos fue reducida cuando la corrección por extinción por polvo fue aplicada a la SED de cada galaxia. Sin embargo, aparecieron dos ramas posiblemente explicables como efecto de una degeneración en el espacio de parámetros color- $\tau$  (tiempo de vida medio de la SFR) de los modelos de SED. Es también interesante observar que los ajustes lineales obtenidos antes y después de la corrección por extinción entregaron valores de pendientes muy similares ( $\sim 1.75$ ), sugiriendo tal vez que el enrojecimiento por polvo en las galaxias con formación estelar es invariante con la edad de la población estelar dominante.

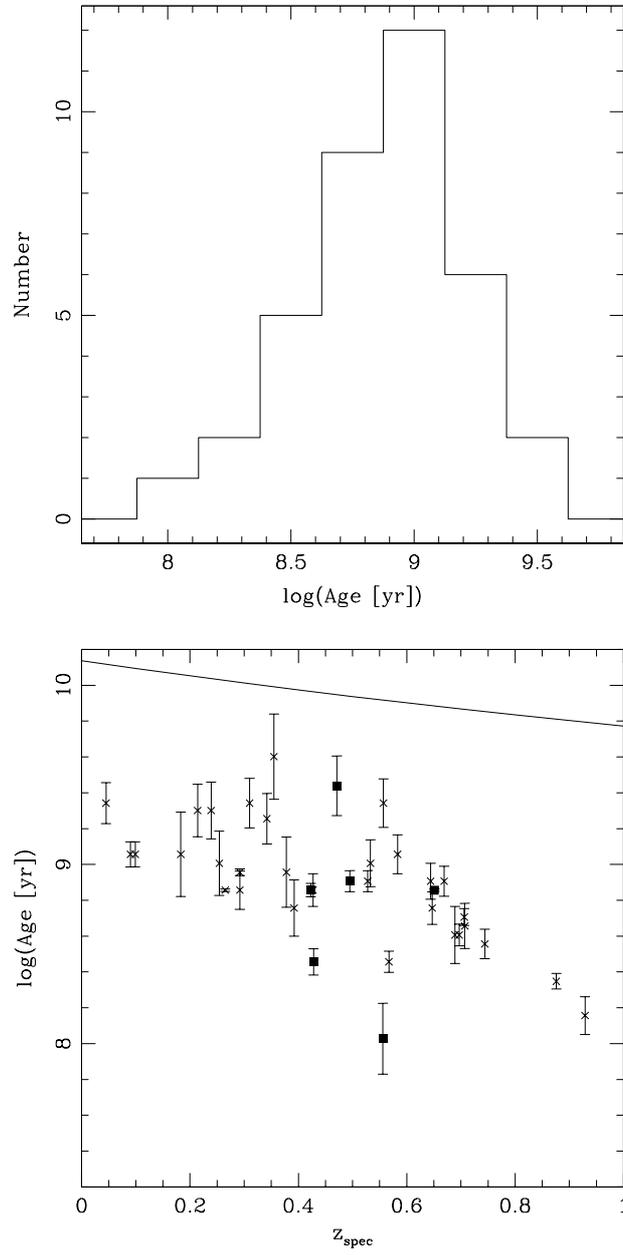


Figura 5.2: Panel superior: Distribución de edades para las galaxias de la muestra.— Panel inferior: Edad vs *redshift*. Los cuadrados negros son nuestros candidatos AGN. La línea sólida muestra la edad del universo en función del *redshift*.

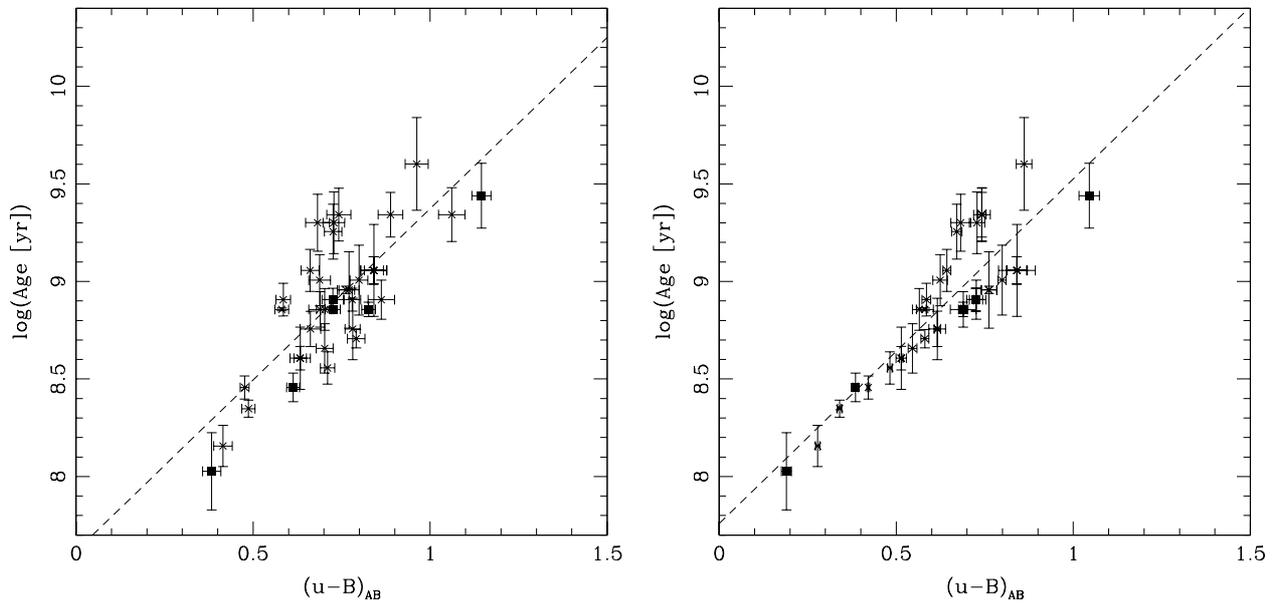


Figura 5.3: Edad vs color  $(u - B)_{AB}$ , usando una historia de formación estelar (SFH) exponencialmente declinante. El panel izquierdo muestra el color  $(u - B)_{AB}$  sin corrección por enrojecimiento, mientras que el panel derecho muestra la comparación después de la corrección por enrojecimiento. La línea a trazos muestra el mejor ajuste lineal entre ambas cantidades. Los cuadrados negros son nuestros candidatos AGN.

## 5.3 MASAS ESTELARES

Las magnitudes totales de las galaxias de la muestra fueron usadas en todas las bandas disponibles para calcular sus masas estelares totales. Para realizar esto usamos la misma librería espectral generada con el código GALAXEV (ver sección 3.3), y aplicamos el método de ajuste  $\chi^2$  para obtener el mejor modelo que representara las magnitudes totales calculadas. La Figura 5.4 muestra la distribución en masa de nuestras galaxias (panel superior). En este gráfico se observa que el máximo de la distribución se encuentra en  $10^{9.25} M_{\odot}$  y extendiéndose entre  $10^{7.5} - 10^{11} M_{\odot}$ . La mayoría de las galaxias (72%) tiene masas en el rango  $10^{8.5} - 10^{10} M_{\odot}$ , y por consiguiente la muestra está compuesta principalmente de galaxias de baja masa. Esto podría implicar un problema cuando comparamos AGNs con otras muestras que incluyeron galaxias masivas ( $M_* \gtrsim 10^{10} M_{\odot}$ ). El panel inferior muestra las masas estelares como función del *redshift*, donde puede ser observado que las galaxias con  $M_* > 10^9 M_{\odot}$  están presentes a través de todo el rango en *redshift* cubierto por nuestra muestra, mientras que las galaxias masivas ( $M_* \gtrsim 10^{10} M_{\odot}$ ) tienen valores en *redshift* de  $0.35 < z < 0.75$ . Adicionalmente, estas cuatro galaxias con  $M_* \gtrsim 10^{10} M_{\odot}$  fueron los únicos objetos de la muestra con una detección FIR en  $24 \mu\text{m}$ . Cabe señalar que los AGNs (cuadrados negros) fueron detectados a  $z > 0.4$ .

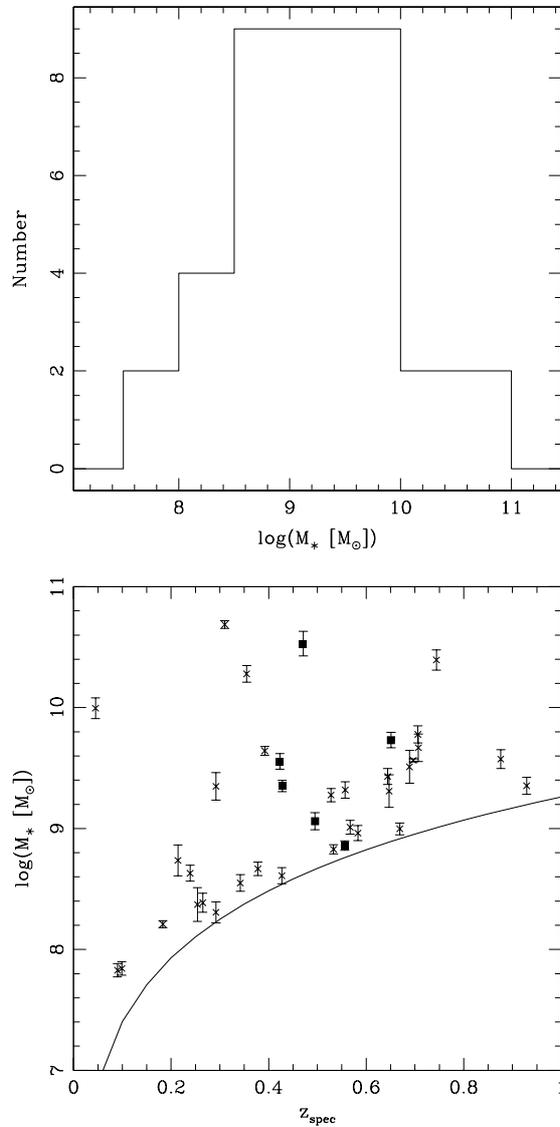


Figura 5.4: Panel superior: Distribución de masa estelar de las galaxias.— Panel inferior: Masas estelares en función del *redshift*. Los cuadrados negros son nuestros candidatos AGN. La línea sólida representa nuestro límite en masa calculado usando la razón  $M/L$  de un *starburst* joven ( $M/L_V = 0.02$ ).

La Figura 5.5 muestra la masa estelar total versus el color  $(u - B)_{AB}$  corregido por enrojecimiento, donde las líneas sólidas delimitan las así llamadas regiones “nube azul” (inferior), “valle verde” (intermedio) y “secuencia roja” (superior), (Baldry et al. 2004; Weiner et al. 2005; Mendez et al. 2011). Puede ser observado que no se encontraron galaxias localizadas en la región de la secuencia roja y que todas menos una de ellas fueron localizadas en la región nube azul. Es interesante notar que el único objeto localizado en la región del valle verde fue SXDF021834.7-050432, siendo el AGN más masivo de la muestra. Estos resultados indican claramente que la mayoría de las galaxias de la muestra posee una intensa formación estelar, explicando también el bajo número de AGNs detectados ( $\sim 8\%$ ) por los diagramas de diagnóstico ópticos. En otras palabras, la formación estelar fue más notoria que la actividad nuclear en los AGNs encontrados.

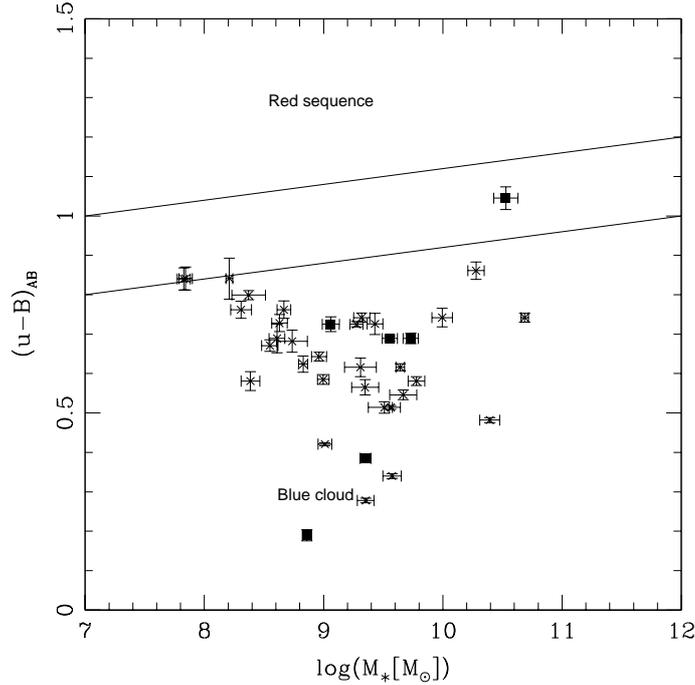


Figura 5.5: Color  $(u - B)_{AB}$ , corregido por polvo vs masa estelar total. Los cuadrados negros representan nuestros candidatos AGN seleccionados ya sea usando los diagramas de diagnóstico en óptico o MIR. Las líneas sólidas indican las regiones donde galaxias pasivas (superior), en fase de transición (medio) y *star-forming* (inferior) estarían localizadas.

### 5.3.1 MASAS DE LOS AGUJEROS NEGROS

Es ampliamente aceptado que todas las galaxias con una componente bulbo masiva contienen un BH central masivo. La correlación existente entre la masa del BH central y las propiedades físicas del bulbo estelar circundante han proporcionado evidencia de que los BHs juegan un rol clave en la evolución de las galaxias. Bennert et al. (2011) también encontraron la siguiente correlación entre la masa del BH ( $M_{BH}$ ) y la masa estelar total del huésped ( $M_{host,*}$ ):

$$\log\left(\frac{M_{BH}}{M_{\odot}}\right) = 1.12 \log\left(\frac{M_{host,*}}{M_{\odot}}\right) + 1.15 \log(1+z) - 19.88. \quad (5.6)$$

Además, la luminosidad en rayos-X ( $L_X$ ) producida por el BH de nuestros candidatos AGN en el rango 2–10 keV puede ser derivado usando la ecuación de Kiuchi et al. (2006):

$$\log\left(\frac{L_{2-10\text{keV}}}{\text{erg s}^{-1}}\right) = \log\left(\frac{M_{BH}}{M_{\odot}}\right) - \log\left(\frac{BC}{30}\right) + \log\left(\frac{\lambda}{0.1}\right) + 35.6. \quad (5.7)$$

Esto es particularmente interesante ya que ésta es una forma independiente de calcular luminosidades en rayos-X para nuestras galaxias y estos valores pueden luego ser comparados a aquellos obtenidos en la sección 4.3. Usando un *redshift* medio de  $z = 0.5$ , para un rango en masa estelar total

de  $10^{8.2}-10^{9.7} M_{\odot}$  (calibrado a IMF de Chabrier) se obtuvo un rango de  $M_{BH} = 10^{5.5}-10^{7.2} M_{\odot}$ . Valores similares fueron encontrados en Seyfert 2 de baja masa por Barth, Greene and Ho (2008).

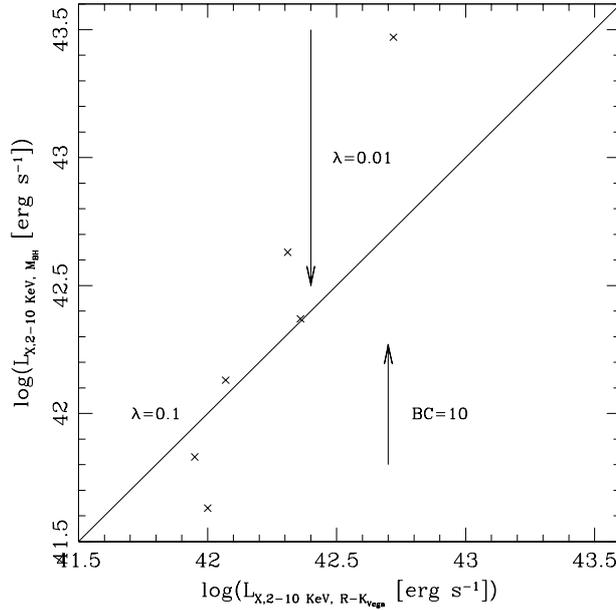


Figura 5.6: Luminosidad en rayos-X derivada de la masa del BH  $M_{BH}$ ,  $L_{X,2-10 \text{ keV}, M_{BH}}$  vs la luminosidad en rayos-X derivada del color  $(R - K)_{Vega}$ ,  $L_{X,2-10 \text{ keV}, R-K_{Vega}}$  para los seis candidatos AGN. La línea sólida muestra una relación 1:1 entre ambas cantidades, con los valores  $\lambda$  y  $BC$  adoptados (0.1 para la tasa de Eddington, y 30 para la corrección bolométrica) en la estimación de  $L_{X, M_{BH}}$ . Las flechas muestran como  $L_{X, M_{BH}}$  variaría si otros valores de  $\lambda$  y  $BC$  fueran adoptados.

Asumiendo valores conservativos para la corrección bolométrica ( $BC=30$ ) y para la tasa de Eddington ( $\lambda=0.1$ ; Kiuchi et al. 2006; Ballo et al. 2007; Goulding et al. 2010), la Figura 5.6 muestra la  $L_X$  obtenida de la masa del BH  $L_{X,2-10 \text{ keV}, M_{BH}}$  contra la  $L_X$  predicha por el color  $(R - K)_{Vega}$   $L_{X,2-10 \text{ keV}, R-K_{Vega}}$  (Brusa et al. 2010, sección 4.3), con la línea sólida definiendo una relación 1:1. Las flechas muestran como  $L_{X,2-10 \text{ keV}, M_{BH}}$  variaría para otros valores de  $\lambda$  y  $BC$ . En términos generales, hay una razonable concordancia entre ambas estimaciones de la luminosidad en rayos-X. Las diferencias encontradas podrían ser atribuidas a los valores de  $\lambda$  y  $BC$  adoptados, los cuales no son necesariamente los mismos para todas las galaxias.

## 5.4 METALICIDADES

La composición química de las galaxias es fundamentalmente importante para trazar la evolución de las galaxias y para modelar sus propiedades. La metalicidad determina los colores ópticos y UV de una galaxia a una edad determinada, la intensidad de las líneas de absorción estelar y de metales del medio interestelar y tal vez determina la eficiencia de la SFR, entre otras propiedades. Para estimar la metalicidad del gas en la mayoría de las galaxias se utilizan algunas relaciones entre la metalicidad del gas y las razones de flujo de líneas en emisión intensas. Uno de los diagnósticos de metalicidad más usados es el parámetro  $R_{23}$  (Pagel et al. 1979), el cual ha sido mejorado y calibrado mediante el uso de modelos de fotoionización y de relaciones empíricas. Una ventaja de usar  $R_{23}$  es que esta basado en pocas líneas en emisión las cuales pueden ser usadas en un amplio rango en *redshift*. Este indicador esta definido como:

$$R_{23} = \frac{F_{[\text{OIII}]\lambda 3727} + F_{[\text{OIII}]\lambda 4959, 5007}}{F_{\text{H}\beta 4861\text{\AA}}}. \quad (5.8)$$

Una de las desventajas de usar este parámetro es que algunos valores de  $R_{23}$  tienen dos soluciones diferentes de abundancia de metales, una de baja metalicidad y otra de alta metalicidad. Por lo

tanto, relaciones alternativas o adicionales deben ser utilizadas en conjunto con  $R_{23}$  para remover esta degeneración. En nuestro caso, utilizamos el indicador  $O_{32}$  (McGaugh, 1991) que utiliza la razón de las líneas de oxígeno:

$$O_{32} = \frac{F_{[\text{OIII}]\lambda 4959,5007}}{F_{[\text{OII}]\lambda 3727}}. \quad (5.9)$$

Para convertir los indicadores mencionados en abundancia de metales se usaron las calibraciones empíricas de Nagao, Maiolino and Marconi (2006), las cuales están definidas a través de las sgtes. ecuaciones:

$$\log R_{23} = 1.299 - 4.1926y + 1.0246y^2 - 0.063169y^3, \quad (5.10)$$

$$\log O_{32} = -1.4089 + 1.3745y - 0.14359y^2, \quad (5.11)$$

donde  $y = \log(\text{O}/\text{H})+12$ .

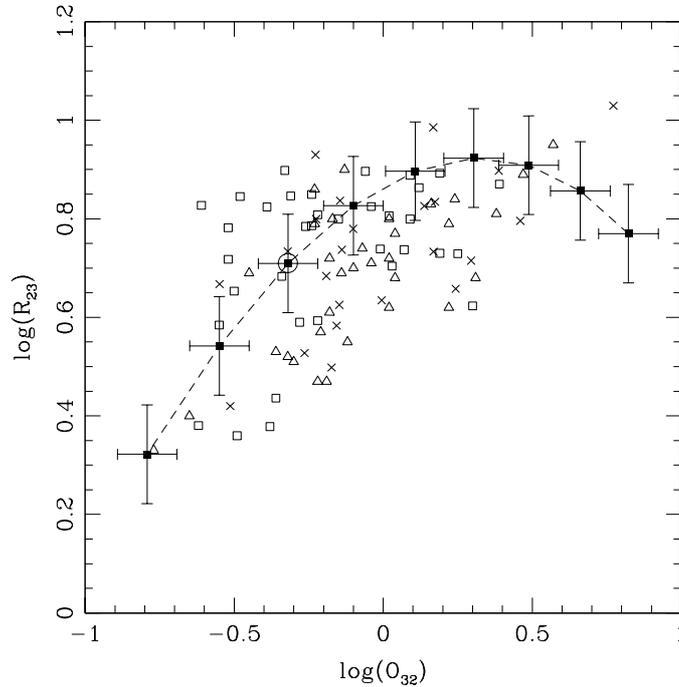


Figura 5.7: Diagrama de metalicidad  $R_{23}$  vs  $O_{32}$ . Las cruces representan las galaxias de nuestra muestra, los triángulos son las galaxias *star-forming* extraídas del catálogo CFRS a  $0.42 < z < 0.92$  de Lilly, Carollo and Stockton, (2003) y del SDSS a  $0.35 < z < 0.52$  (Morelli et al. 2012), mientras que los cuadrados son galaxias con líneas en emisión del catálogo GOODS-N de Kobulnicky & Kewley, (2004) a  $0.3 < z < 1.0$ . La línea a trazos muestra cómo varían las abundancias de  $\log(\text{O}/\text{H})+12$  en función de los parámetros  $R_{23}$  y  $O_{32}$  para valores entre 7.5 y 9.1 (cuadrados negros, de derecha a izquierda). Como referencia, el valor de metalicidad solar  $\log(\text{O}/\text{H})+12= 8.69$  es también señalado (círculo, Allende Prieto, Lambert and Asplund, 2001).

La figura 5.7 muestra la abundancia de metales estimada para 23 galaxias en las cuales fue posible utilizar el diagrama  $R_{23}$  versus  $O_{32}$  (cruces). En comparación, los triángulos son galaxias *star-forming* extraídas del catálogo CFRS (por su sigla en inglés Canada France Redshift Survey) a  $0.42 < z < 0.92$  de Lilly, Carollo and Stockton, (2003) y del SDSS a  $0.35 < z < 0.52$  (Morelli et al. 2012), mientras que los cuadrados son galaxias con líneas en emisión del catálogo GOODS-N de Kobulnicky & Kewley, (2004) a  $0.3 < z < 1.0$ . La línea a trazos muestra cómo varían las abundancias de  $\log(\text{O}/\text{H})+12$  en función del parámetro  $R_{23}$  y  $O_{32}$ , usando las definiciones dadas con anterioridad, para valores entre 7.5 y 9.1 (cuadrados negros, de derecha a izquierda). Como referencia, el valor de metalicidad solar  $\log(\text{O}/\text{H})+12= 8.69$  es también señalado mediante un círculo (Allende Prieto, Lambert and Asplund, 2001). Se puede observar que las galaxias revelan valores de metalicidad entre 7.9 y 8.9, siendo en su mayoría valores subsolares. Este resultado está en buen

acuerdo con el valor de metalicidad subsolar usado en la sección 3.3 ( $Z = 0.004$ ) a fin de evitar la degeneración edad–metalicidad que presentaban nuestros ajustes de modelos de poblaciones estelares. Podemos ver también que las abundancias mostradas por nuestras galaxias son similares a las medidas en otros catálogos en el mismo rango en *redshift* que nuestra muestra. El único punto que se aparta ligeramente de esta tendencia (situado en extremo superior derecho) corresponde nuestro AGN masivo identificado en la sección 4.1, el cual tiene sus valores  $R_{23}$  y  $O_{32}$  afectados por la contribución del AGN.

#### 5.4.1 LA EVOLUCIÓN CÓSMICA DE LA RELACIÓN LUMINOSIDAD–METALICIDAD?

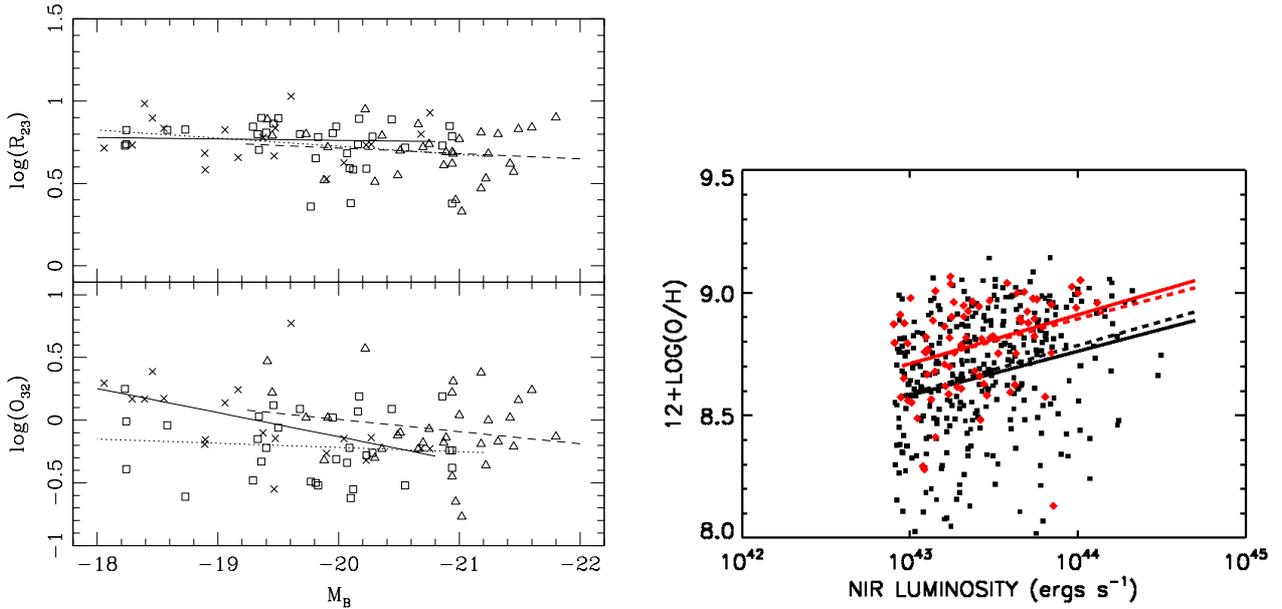


Figura 5.8: Panel izquierdo:  $R_{23}$  (panel superior) y  $O_{32}$  (panel inferior) versus  $M_B$ . Los símbolos representan lo mismo que en la figura 5.7. La línea sólida muestra el ajuste lineal para nuestros datos, mientras que las líneas a trazos y punteada muestran los ajustes para las muestras del CFRS–SDSS y GOODS–N, respectivamente.— Panel derecho: Diagrama  $12 + \log(O/H)$  versus  $L_{NIR}$ . Los puntos rojos son galaxias de GOODS–N a  $0.05 < z < 0.47$ , mientras que los puntos negros están a  $0.47 < z < 0.9$ . Las líneas a trazos muestran el ajuste lineal aplicado a los datos, mientras que las líneas sólidas muestran el ajuste lineal incluyendo el *redshift* de la galaxia. Para más detalles ver Cowie & Barger, (2008).

Existe evidencia de una posible evolución con el *redshift* de la abundancia de metales de las galaxias, de modo que a una luminosidad determinada las galaxias de épocas más remotas mostrarían metalicidades en promedio más bajas que las galaxias de épocas más recientes (Lilly, Carollo and Stockton, 2003, en lo sucesivo L03; Kobulnicky & Kewley, 2004, en lo sucesivo K04). Cowie & Barger, (2008) también encontraron la misma tendencia usando galaxias de GOODS–N a  $0.05 < z < 0.9$ , pero usando también el parámetro  $R_{23}$  directamente como indicador de metalicidad. En la figura 5.8 (panel izquierdo) hemos graficado la relación existente entre los indicadores  $R_{23}$  (subpanel superior) y  $O_{32}$  (subpanel inferior) en función de la magnitud absoluta  $M_B$  para nuestras galaxias (cruces). De igual forma como en la figura 5.7, los triángulos son galaxias de CFRS a  $0.42 < z < 0.92$  de L03 y del SDSS a  $0.35 < z < 0.52$  (Morelli et al. 2012), mientras que los cuadrados son galaxias de GOODS–N de K04 a  $0.3 < z < 1.0$ . La línea sólida muestra el ajuste lineal para nuestros datos, mientras que las líneas a trazos y punteada muestran los ajustes para las muestras de CFRS–SDSS y GOODS–N, respectivamente. Sabiendo que valores más altos de  $R_{23}$  y  $O_{32}$  implican valores más bajos de metalicidad, puede ser observado que con ambos parámetros la metalicidad aumenta con la luminosidad, siendo este efecto más notorio para  $O_{32}$  y menos claro para  $R_{23}$ . En cambio, las muestras de comparación revelan esta tendencia con mejor claridad para  $R_{23}$  y  $O_{32}$ . Ahora, en el panel derecho de la figura 5.8, se muestra el diagrama  $12 + \log(O/H)$  versus  $L_{NIR}$  reportado por Cowie & Barger, (2008). En este gráfico también se aprecia que la metalicidad aumenta con la luminosidad (de acuerdo al ajuste lineal representado mediante las líneas sólidas y a trazos), pero además se observa que las galaxias de épocas más remotas

## 5. PROPIEDADES FÍSICAS DE LA MUESTRA

(a  $0.47 < z < 0.9$ , puntos negros) tienen en promedio valores de metalicidad más bajos que las galaxias de épocas más recientes ( $0.05 < z < 0.47$ , puntos rojos).

Dado el reducido número de galaxias disponibles para realizar el mismo análisis mencionado anteriormente, utilizamos un diagrama alternativo. El panel izquierdo de la figura 5.9 muestra la evolución de los indicadores  $R_{23}$  (subpanel superior) y  $O_{32}$  (subpanel inferior) en función del *redshift* para nuestras galaxias. Los símbolos y líneas representan lo mismo que en la figura 5.8. Se puede observar que interpretaciones contradictorias se desprenden de las tendencias mostradas por cada panel. En el panel superior vemos que  $R_{23}$  tiende a crecer con el *redshift*, mientras que en el panel inferior  $O_{32}$  tiende a disminuir. Las pendientes encontradas para cada panel son  $0.22 \pm 0.24$  y  $-0.41 \pm 0.54$ , respectivamente. Por otro lado, las muestras de comparación también muestran resultados contradictorios, en particular la muestra de L03 muestra un aumento de la metalicidad con el *redshift* para  $R_{23}$  y  $O_{32}$  (pendientes de  $-0.23 \pm 0.16$  y  $-0.23 \pm 0.31$ , respectivamente), mientras que la muestra de K04 muestra una pendiente negativa cercana a 0 para  $R_{23}$  ( $-0.03 \pm 0.13$ ) y una positiva para  $O_{32}$  ( $0.27 \pm 0.23$ ). A pesar de haber restringido el rango en luminosidad comprendido por nuestra muestra ( $-18 > M_B > -20$ ) y las de comparación, es necesario un intervalo en luminosidad más acotado para revelar alguna tendencia más evidente con el *redshift*. Sin embargo, un rango más acotado hubiera disminuido aún más el tamaño de las muestras usadas. El panel derecho de la figura 5.9 muestra una tendencia más clara entre  $R_{23}$  y  $z$ . En este diagrama, Cowie & Barger (2008) usaron galaxias con  $L_{\text{NIR}} = 2-5 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ , revelando en promedio un descenso en la metalicidad de las galaxias con el *redshift* (línea sólida negra). Adicionalmente, sus galaxias con  $L_{\text{NIR}} = 0.8-2 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$  también mostraron en promedio un descenso en metalicidad (línea sólida violeta), pero además con valores más pequeños que la muestra más luminosa.

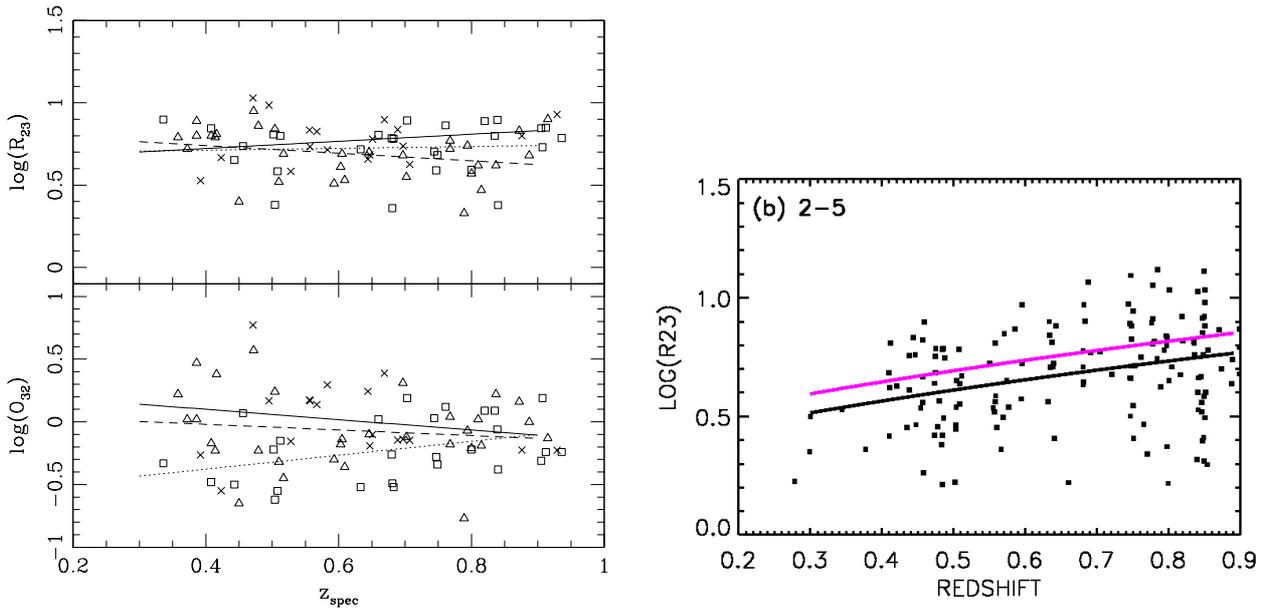


Figura 5.9: Panel izquierdo: Evolución de los indicadores  $R_{23}$  (panel superior) y  $O_{32}$  (panel inferior) en función del *redshift*. Al igual que en la figura 5.7, las cruces son las galaxias de nuestra muestra, los triángulos son galaxias de CFRS a  $0.42 < z < 0.92$  de Lilly, Carollo and Stockton, (2003) y del SDSS a  $0.35 < z < 0.52$  (Morelli et al. 2012), mientras que los cuadrados son galaxias de GOODS-N de Kobulnicky & Kewley, (2004) a  $0.3 < z < 1.0$ . La línea sólida muestra el ajuste lineal para nuestros datos, mientras que las líneas a trazos y punteada muestran los ajustes para las muestras de CFRS–SDSS y GOODS-N, respectivamente.— Panel derecho:  $\log(R_{23})$  vs *redshift*. La línea sólida muestra el ajuste lineal de los datos mostrados (galaxias con  $L_{\text{NIR}} = 2-5 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ ), mientras que la línea violeta muestra el ajuste lineal estimado para galaxias con  $L_{\text{NIR}} = 0.8-2 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ . Más detalles en Cowie & Barger (2008).

## 5.5 TASAS DE FORMACIÓN ESTELAR

Los flujos de las líneas en emisión de las líneas  $H\alpha$   $6563\text{\AA}$ , y  $[\text{OII}]\lambda 3727$  fueron usados para estimar las SFRs de nuestra muestra de galaxias. Para llevar esto a cabo, utilizamos los nuevos estimadores corregidos por atenuación por polvo de Kennicutt et al. (2009). Además, determinamos las SFRs en una forma independiente usando el continuo UV obtenido de los modelos ajustados y los estimadores de Kennicutt (Kennicutt, 1998; Kennicutt et al. 2009). Los estimadores usados fueron:

$$\text{SFR}_{H\alpha} [M_{\odot} \text{ yr}^{-1}] = 7.9 \times 10^{42} L_{H\alpha} [\text{erg s}^{-1}], \quad (5.12)$$

$$\text{SFR}_{[\text{OII}]} [M_{\odot} \text{ yr}^{-1}] = 8.1 \times 10^{42} L_{[\text{OII}]} [\text{erg s}^{-1}], \quad (5.13)$$

$$\text{SFR}_{\text{UV}} [M_{\odot} \text{ yr}^{-1}] = 1.4 \times 10^{-28} L_{\text{UV},\nu} [\text{erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}], \text{ en } 1250 < (\lambda/\text{\AA}) < 1750. \quad (5.14)$$

Corregimos por enrojecimiento los flujos de las líneas, usando el decremento de Balmer o la receta de Kewley, Geller and Jansen (2004) dependiendo de las líneas en emisión disponibles en el espectro. Los flujos UV fueron corregidos usando los valores  $E(B - V)$  estimados del ajuste de la SED (ver Sección 5.1), con el panel izquierdo en la Figura 5.10 mostrando la  $\text{SFR}_{H\alpha, [\text{OII}]}$  versus  $\text{SFR}_{\text{UV}}$ . En este gráfico, hay cuatro galaxias duplicadas (puntos conectados) para las cuales fue posible estimar los valores SFR de tanto  $H\alpha$  y  $[\text{OII}]$ . Como puede ser observado, la SFR derivada con ambos métodos correlacionó razonablemente bien (la línea segmentada muestra el ajuste lineal). Sin embargo, el gráfico muestra que el estimador UV corregido por polvo de hecho podría sobreestimar la SFR con respecto a la calculada vía líneas en emisión. En efecto, como los flujos UV fueron estimados vía extrapolación de la SED desde las longitudes de onda en UV–óptico–NIR a las regiones FUV/NUV, los flujos UV podrían haber sido también sobrestimados. Una correlación mucho mejor se observó para la  $\text{SFR}_{H\alpha, [\text{OII}]}$  versus  $\text{SFR}_{\text{SFH}}$ , la SFR de una SFH exponencialmente declinante (panel derecho) indicando que las SFRs obtenidas por ambos métodos son muy similares.

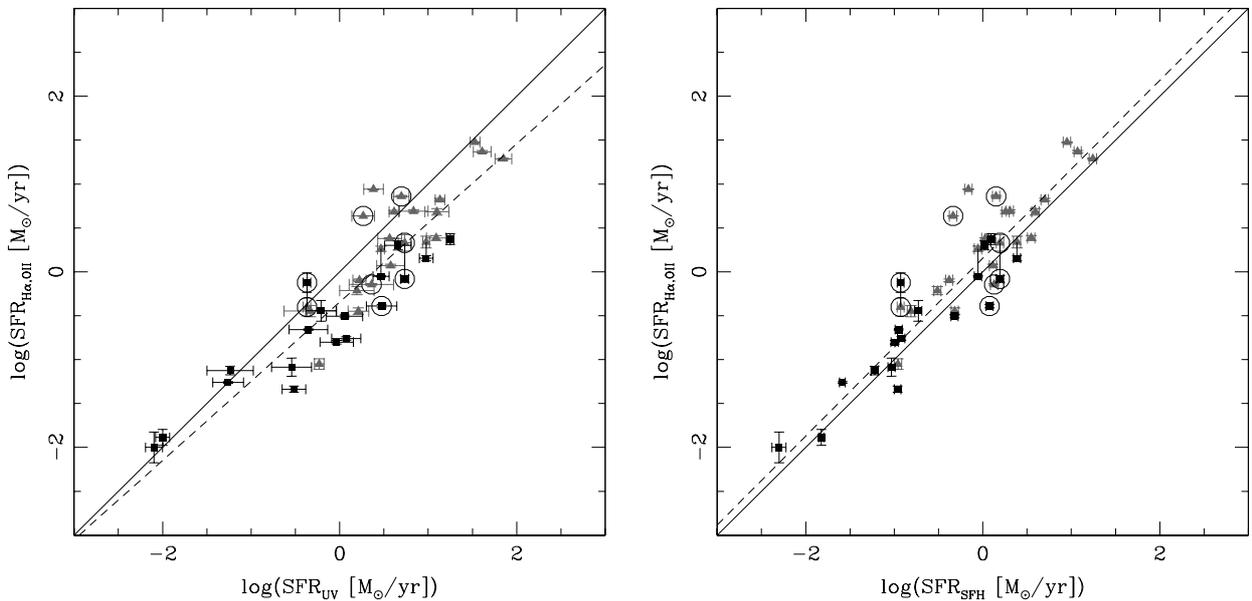


Figura 5.10: Panel izquierdo:  $\text{SFR}_{[\text{OII}], H\alpha}$  vs  $\text{SFR}_{\text{UV}}$ . Los flujos de las líneas fueron corregidos usando el  $E(B - V)$  calculado a través del decremento de Balmer o la receta de Kewley, Geller and Jansen (2004), dependiendo de la disponibilidad de las líneas en emisión necesarias. Los flujos en UV fueron corregidos usando el  $E(B - V)$  estimado del ajuste de la SED.— Panel derecho:  $\text{SFR}_{[\text{OII}], H\alpha}$  vs  $\text{SFR}_{\text{SFH}}$ , obtenido usando SFHs exponencialmente declinantes ( $\text{SFR}(t) \sim e^{-t/\tau}$ ). En ambos paneles, los puntos conectados con una línea sólida representan la SFR calculada de  $H\alpha$  (cuadrados negros) o de  $[\text{OII}]$  (triángulos grises) para la misma galaxia. La línea sólida representa una correlación 1:1, mientras que la línea a trazos muestra el ajuste lineal aplicado a la muestra. Los círculos vacíos representan nuestros candidatos AGN.

## 5.5.1 EVOLUCIÓN CÓSMICA DE LA SFR

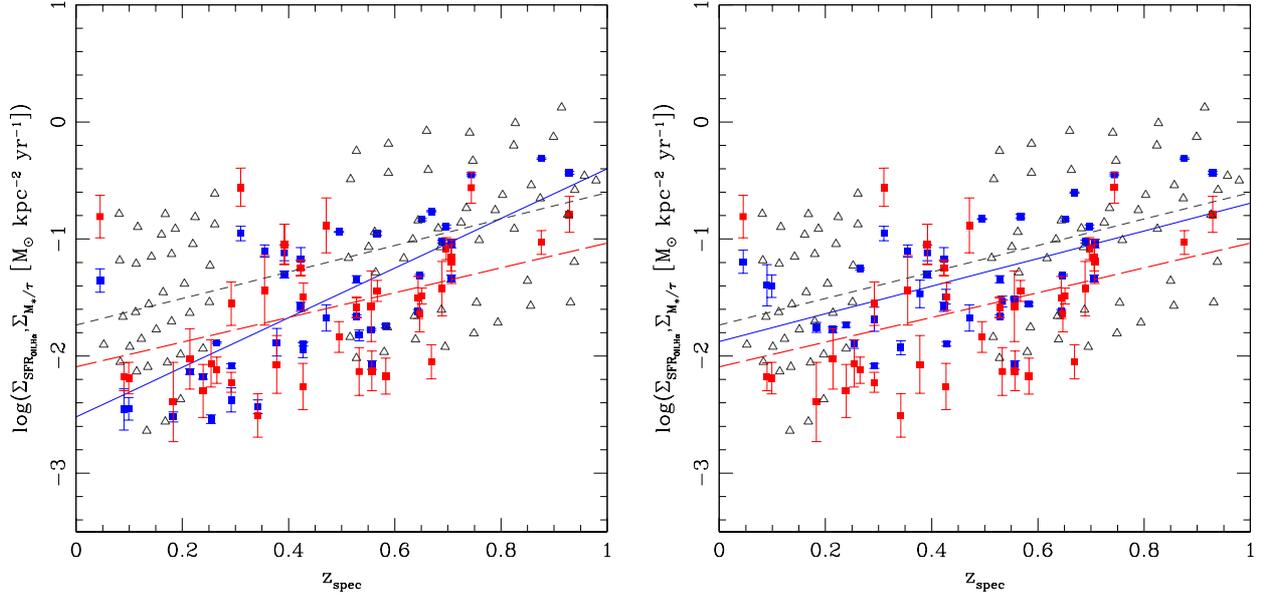


Figura 5.11: Densidad superficial  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}}$  (cuadrados azules) y  $\Sigma_{M_*/\tau}$  (cuadrados rojos) en función del *redshift*. El panel izquierdo muestra los valores de  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}}$  previo a la normalización por masa estelar, donde un sesgo sistemático puede ser observado. En el panel derecho los valores de  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}}$  para galaxias con  $M_* < 10^9 M_\odot$  fueron normalizados a  $10^9 M_\odot$  (ver el texto para los detalles). En ambos paneles las líneas a trazos largos roja y sólida azul muestran el ajuste lineal para  $\Sigma_{M_*/\tau}$  y  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}}$ , respectivamente. Para comparar, también graficamos los valores de  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}]}}$  calculados para galaxias con formación estelar de los catálogos SDSS y zCOSMOS (Silverman et al. 2009) con *redshifts* abarcando  $0 < z < 1.0$  (triángulos vacíos). La línea a trazos muestra el ajuste lineal para esta muestra.

Nuestras galaxias cubren un rango en *redshift* de  $0.04 < z < 1.0$  que nos permitió estudiar la evolución cósmica de la SFR. Para este propósito, la densidad superficial de SFR  $\Sigma_{\text{SFR}}$  fue estimada en la región interior a los 2.5 kpc de las galaxias de la muestra. Este radio representó el tamaño proyectado medio para una apertura de  $1''$  a la distancia media de la muestra. De la misma forma, definimos la masa estelar por unidad de área y tiempo  $\Sigma_{M_*/\tau}$ , dividiendo la masa estelar por unidad de área por la edad de la población estelar dominante calculada en el ajuste de la SED. Este valor representó la SFR promedio con la cual las galaxias acumularon su masa estelar, bajo la hipótesis de una SFR constante. La Figura 5.11 (panel izquierdo) muestra la  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}}$  (cuadrados azules) obtenida de las líneas [OII] $\lambda$ 3729 o H $\alpha$ , con  $\Sigma_{M_*/\tau}$  (cuadrados rojos) mostrando nuestras galaxias como función del *redshift*. La línea azul es el ajuste lineal para  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}}$ , mientras que la línea roja a trazos largos muestra el ajuste para  $\Sigma_{M_*/\tau}$ . La figura también muestra los valores de  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}]}}$  para galaxias con formación estelar de los catálogos zCOSMOS y SDSS (Silverman et al. 2009) con *redshifts* en el rango  $0 < z < 1.02$  (triángulos). Estos valores fueron calculados usando la Figura 1.3 de Silverman et al. (2009, en lo sucesivo S09), y dividiendo los valores de SFR de S09 por el área proyectada correspondiente a la apertura de la ranura al *redshift* de la galaxia. La línea a trazos cortos muestra el ajuste para esta muestra. Como puede ser observado, la pendiente del ajuste lineal para  $\Sigma_{M_*/\tau}$  ( $1.06 \pm 0.38$ ) fue muy similar a la obtenida para los valores  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}]}}$  ( $\sim 1.13$ ) de S09, pero más baja que la obtenida para nuestros valores de  $\Sigma_{\text{SFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}}$ . Este resultado nos incitó a investigar posibles efectos de selección. Determinamos si este efecto era consistente con un posible sesgo debido a las galaxias de baja masa presentes en la muestra, ya que galaxias con valores más altos de masa estelar tienden a tener SFRs más altas. En orden a evitar este posible efecto, se escalonaron los valores de SFR para aquellas galaxias con  $M_* < 1 \times 10^9 M_\odot$  usando la relación encontrada por Elbaz et al. (2007,  $\text{SFR} \propto M_*^{0.9}$ ). Ese valor fue escogido considerando nuestro límite de detección en masa mostrado en la Figura 5.4. En la Figura 5.11 (panel derecho) se puede ver que la pendiente del nuevo ajuste ( $1.18 \pm 0.29$ ) es ahora consistente con S09, implicando una tasa de crecimiento similar de  $\Sigma_{\text{SFR}}$  y  $\Sigma_{M_*/\tau}$  como función del *redshift*.

## 5.5.2 RELACIONES SFR Y SFR ESPECÍFICA

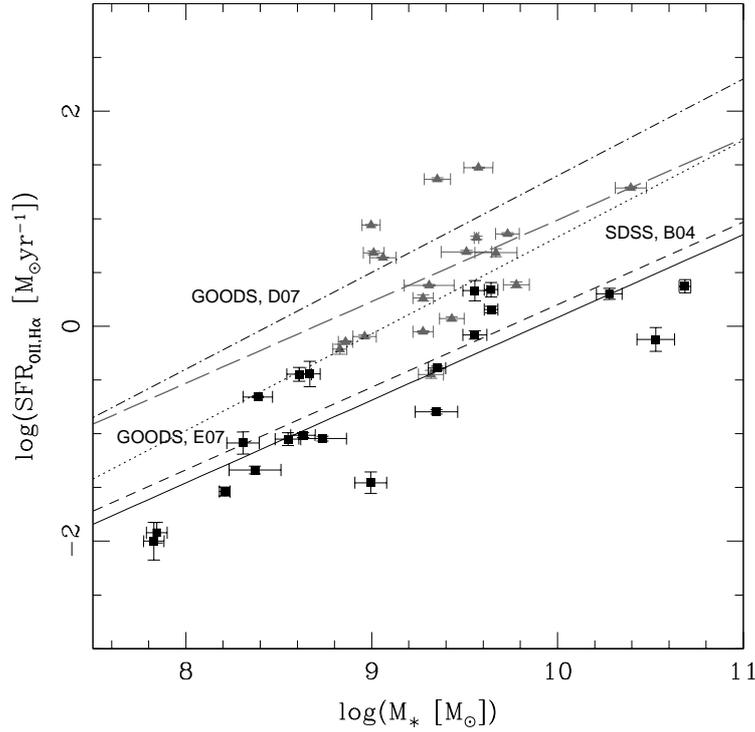


Figura 5.12: Tasa de formación estelar  $SFR_{[OII],H\alpha}$  vs masa estelar total. Los cuadrados negros representan nuestras galaxias a bajo *redshift* ( $0 < z < 0.5$ ), mientras que los triángulos grises son nuestras galaxias a *redshift* intermedio ( $0.5 < z < 1.0$ ). Las líneas sólida y a trazos largos muestran los ajustes lineales obtenidos para cada grupo. La línea a trazos muestra la tendencia observada en el catálogo SDSS a  $z < 0.2$  (Brinchmann et al. 2004), la línea punteada muestra la tendencia observada en el catálogo GOODS por Elbaz et al. (2007) a  $0.8 < z < 1.2$ , mientras que la línea a puntos y trazos muestra la tendencia encontrada por Daddi et al. (2007) en GOODS a  $1.4 < z < 2.5$ .

Investigamos ahora la relación entre SFR y masa estelar total en la muestra de galaxias. Finlator et al. (2006) estudió las propiedades físicas de LBGs a  $z=4$  en simulaciones hidrodinámicas cosmológicas, y encontró una fuerte correlación entre SFR y masa estelar, con una pendiente  $\sim 1.14$  en su muestra de galaxias. Aunque Weinberg, Hernquist and Katz (2002) habían ya reportado esta correlación en sus galaxias simuladas en modelos LCDM (por su sigla en inglés Low-density Cold Dark Matter) a  $z=3$ , no calcularon su pendiente. Daddi et al. (2007) y Elbaz et al. (2007) también observaron esta relación usando datos del catálogo Great Observatories Origins Deep Survey (GOODS) a  $1.4 < z < 2.5$  y  $0.8 < z < 1.2$ , respectivamente. La Figura 5.12 muestra el  $\log(SFR_{[OII],H\alpha})$  versus  $\log(M_*)$  para las galaxias separadas en dos grupos: galaxias a *redshift* intermedio ( $0.5 < z < 1.0$ , triángulos grises) y galaxias a bajo *redshift* ( $0 < z < 0.5$ , cuadrados negros). Los ajustes lineales obtenidos son mostrados para ambas submuestras como una línea a trazos largos (galaxias a *redshift* intermedio) y una línea sólida (galaxias a bajo *redshift*). En comparación, el ajuste obtenido para las galaxias del catálogo SDSS con  $z < 0.2$  (Brinchmann et al. 2004) también es dado (línea a trazos cortos). Similarmente, la línea punteada muestra la tendencia observada en la muestra de GOODS por Elbaz et al. (2007, en lo sucesivo E07), con una línea a puntos y trazos mostrando el ajuste calculado por Daddi et al. (2007). Es notable que todas las muestras tuvieran pendientes similares y también un desplazamiento del punto cero que correlacionó con el rango en *redshift* de la muestra de galaxias. Nuestras pendientes calculadas fueron  $0.76 \pm 0.30$  para la submuestra a *redshift* intermedio, comparable al valor reportado por E07 (0.9); y  $0.77 \pm 0.1$  para la submuestra a bajo *redshift*, bastante similar a la obtenida por Brinchmann et al. (2004, en lo sucesivo B04; 0.77). Valores similares fueron también encontrados por Santini et al. (2009) usando galaxias del catálogo GOODS-MUSIC a  $0.6 < z < 1.0$  y  $0.3 < z < 0.6$ , respectivamente. Aunque nuestra muestra es relativamente pequeña, da soporte adicional a los

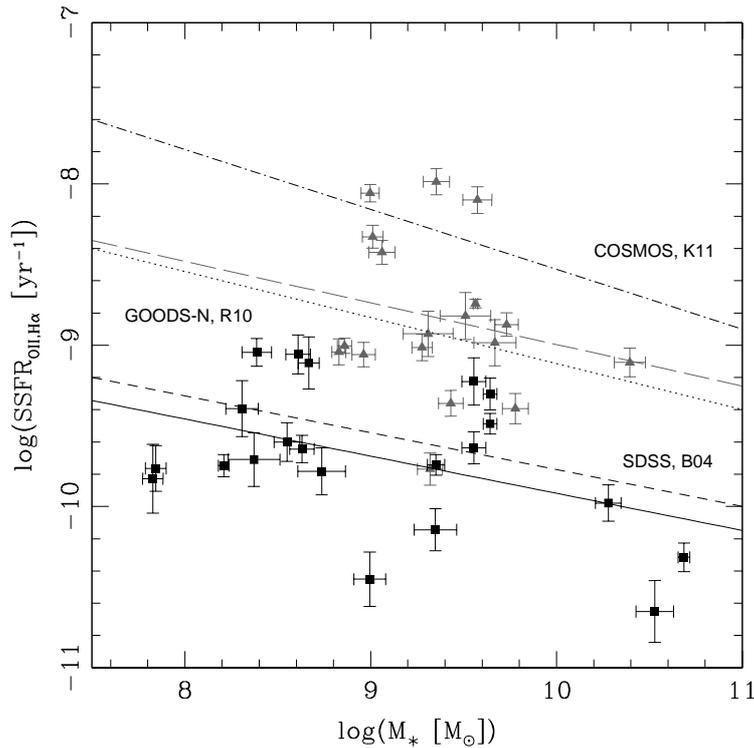


Figura 5.13: Tasa de formación estelar específica  $\text{SSFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}$  vs masa estelar total. Los cuadrados negros son nuestras galaxias a bajo *redshift* ( $0 < z < 0.5$ ), mientras que los triángulos grises son nuestras galaxias a *redshift* intermedio ( $0.5 < z < 1.0$ ), con las líneas sólida y a trazo largo mostrando el ajuste lineal obtenido para cada grupo, respectivamente. Para comparar, la línea a trazos muestra la tendencia observada en la muestra del catálogo SDSS a  $z < 0.2$  (Brinchmann et al. 2004), la línea punteada muestra la tendencia encontrada por Rodighiero et al. (2010) para galaxias del catálogo GOODS-N a  $0.5 < z < 1.0$ , y la línea a trazo y punto muestra la tendencia encontrada por Karim et al. (2011) en el catálogo COSMOS a  $1.6 < z < 2.0$ .

resultados de Daddi et al. (2007) y E07, es decir, para una masa estelar dada la SFR es en promedio mayor a corrimientos al rojo más altos.

La SFR específica (SSFR) es una medida de la tasa a la cual nuevas estrellas son añadidas relativa a la masa estelar total de una galaxia. Brinchmann & Ellis (2000), y Bauer et al. (2005) estudiaron galaxias con formación estelar a  $0 \lesssim z \lesssim 1.5$ , y encontraron una anticorrelación entre masa estelar y SSFR. La Figura 5.13 muestra esta relación para la muestra de galaxias, separadas como se mostró anteriormente. Hemos incluido en el gráfico los ajustes obtenidos por B04, Rodighiero et al. (2010) para galaxias de GOODS-N a  $0.5 < z < 1.0$  y Karim et al. (2011) para galaxias del catálogo COSMOS a  $1.6 < z < 2.0$ . Cabe señalar que los valores de SSFR fueron estimados usando los valores de SFR de apertura. Nuestra hipótesis es que la SFR toma lugar en unos pocos kiloparsecs centrales y mas allá de esta región la formación estelar es despreciable. En efecto, para la distancia media de nuestra muestra de galaxias la apertura abarca un diámetro de  $\sim 5$  kpc. Puede ser observado que nuestras submuestras siguieron un tendencia muy similar a la de las muestras de B04 y Rodighiero et al. (2010, en lo sucesivo R10). Calculamos una pendiente de  $-0.24 \pm 0.30$  para la submuestra a *redshift* intermedio, siendo comparable a la estimada por R10 ( $-0.28$ ). Además, nuestra pendiente calculada de  $-0.23 \pm 0.10$  para la submuestra a bajo *redshift* fue bastante similar a la obtenida por B04 ( $-0.23$ ). R10 también encontró una pendiente similar ( $-0.24$ ) en su submuestra a  $0 < z < 0.5$ . Nuestros datos por lo tanto dan soporte adicional a la idea que, para galaxias con una masa dada, la SSFR es en promedio mayor a corrimientos al rojo más altos.

### 5.5.3 RELACIÓN SSFR–COLOR

Driver et al. (2006) y Pannella et al. (2009) estudiaron la correlación entre morfología y colores, encontrando los últimos autores que en épocas más remotas tanto las galaxias de tipo temprano y

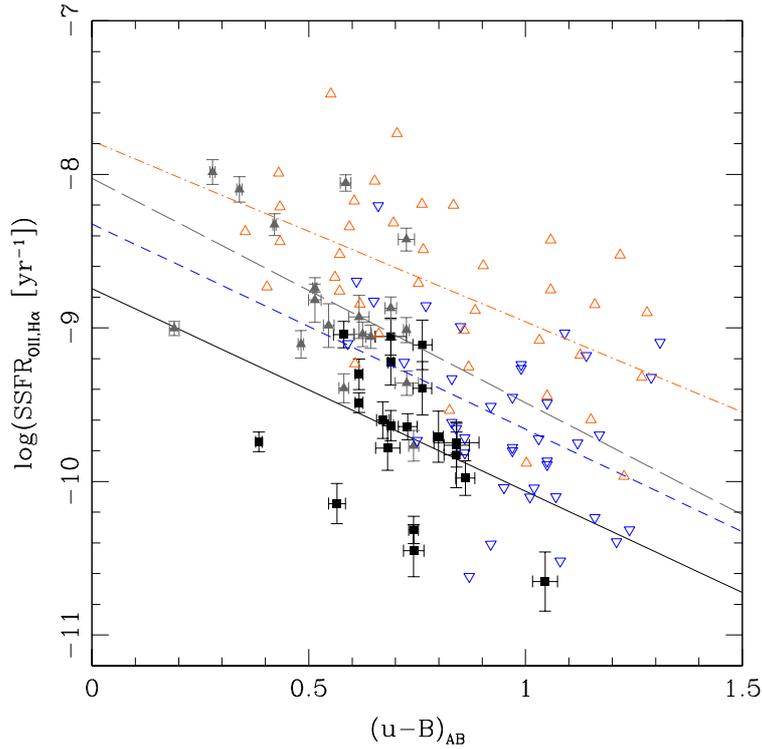


Figura 5.14:  $\text{SSFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}$  vs color  $(u - B)_{AB}$ , corregido por polvo. Los cuadrados negros son nuestras galaxias a *redshift*  $0 < z < 0.5$ , mientras que los triángulos grises son nuestras galaxias a *redshift* intermedio  $0.5 < z < 1.0$ , con las líneas sólidas y a trazos largos mostrando el ajuste lineal para cada grupo, respectivamente. Para comparar, los triángulos vacíos azules son galaxias a *redshift*  $0.55 < z < 1.23$  de la muestra de Twite et al. (2012), y los triángulos vacíos rojos son galaxias de la muestra de GOODS-NICMOS de Bauer et al. (2011) a  $1.5 < z < 2$ . La línea a trazos azul y la línea a trazo y punto roja muestran el ajuste lineal estimado para las galaxias de Twite et al. (2012) y Bauer et al. (2011), respectivamente.

tardío tienen en promedio valores de SSFR mayores que sus contrapartes de épocas más recientes. La Figura 5.14 muestra el diagrama  $\text{SSFR}_{[\text{OII}],\text{H}\alpha}$  versus color  $(u - B)_{AB}$  corregido por enrojecimiento para nuestra muestra de galaxias. Como en las figuras anteriores, discriminamos las galaxias a *redshift* intermedio y a bajo *redshift*. Un ajuste lineal a estas submuestras dio pendientes de  $-1.32 \pm 0.69$  y  $-1.46 \pm 0.66$ , respectivamente. En comparación, hemos incluido también la muestra de Twite et al. (2012) a  $0.55 < z < 1.23$  y la muestra de Bauer et al. (2011) a  $1.5 < z < 2$  para poder observar que nuestros resultados están en buena concordancia. Para las muestras de Twite et al. (2012) y Bauer et al. (2011), calculamos pendientes de  $-1.34 \pm 0.44$  y  $-1.18 \pm 0.29$ , respectivamente, que indican que las galaxias más jóvenes (más azules) tienen valores de SSFR más altos que las galaxias más viejas (más rojas). Recordemos que en la sección 5.2 se obtuvo una clara correlación entre edad y color, teniendo las galaxias más jóvenes colores más azules que las galaxias más viejas. Además, se puede observar una tendencia con el *redshift* en el sentido de que para un color  $(u - B)$  determinado, las galaxias de épocas más remotas revelaron en promedio valores SSFR mayores que las galaxias de épocas más recientes. Una posible interpretación física para este resultado es que en el pasado las galaxias fueron más eficientes formando estrellas, cuando son comparadas a galaxias más recientes del mismo color (edad) y masa estelar. Esto podría implicar un reservorio mayor de gas frío y SFRs más altas, y explicar además la doble rama que aparece en el gráfico color–edad, con una secuencia doble en los valores de  $\tau$ . Es decir, para un color  $(u - B)$  mayor que 0.5 existen dos valores de edad, correspondiendo las más jóvenes a las galaxias de épocas más remotas, mientras que las edades más viejas pertenecerían a las galaxias de épocas más recientes. Alternativamente, la IMF pudo haber sido más próxima a una con mayor fracción de estrellas masivas, lo cual también explicaría esta diferencia.

## 5.6 DISCUSIÓN

Hemos estudiados las propiedades físicas de una muestra de 37 galaxias, con líneas en emisión y distancias de  $0.045 < z < 0.93$ . Encontramos que sus enrojecimientos estelares  $E(B - V)$  están en el rango  $[0; 0.4]$  y que satisfacen la relación de Calzetti et al. (1994). Usando dos tipos de SFHs, estimamos las edades de las poblaciones estelares de nuestras galaxias. Los valores calculados estuvieron entre  $10^8 - 10^{9.5}$  yr, siendo las galaxias de épocas más remotas las que mostraron las edades más jóvenes. Además, encontramos que las galaxias más evolucionadas presentaron colores (u-B) más rojos.

Mediante el ajuste por mínimos cuadrados, encontramos que las masas estelares de nuestra muestra tienen valores entre  $10^{7.5} - 10^{11} M_{\odot}$ , con el máximo de la distribución en  $10^{9.25} M_{\odot}$ . En el diagrama color ( $u - B$ ) vs masa estelar, la mayoría de las galaxias están localizadas en la nube azul, explicando el bajo número de AGNs encontrados (8%) por los diagramas de diagnóstico ópticos. Mediante el uso de los indicadores  $R_{23}$  y  $O_{32}$ , la mayoría de las galaxias mostró valores de metalicidad subsolar. Además, encontramos que las galaxias más luminosas poseen valores de metalicidad más altos.

Calculamos la SFR para cada una de las galaxias de la muestra usando cuatro parámetros diferentes: (1) la luminosidad de  $[\text{OII}]\lambda 3727$ , (2) la luminosidad de  $\text{H}\alpha$ , (3) la luminosidad del UV, y (4) el ajuste de la SED con una SFH exponencialmente declinante. Encontramos que todos estos métodos daban resultados muy similares, observándose en nuestra muestra de galaxias una SFR entre de  $0.01 - 100 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ , siendo el promedio para toda la muestra  $3.16 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ .

La evolución cósmica de la densidad superficial de SFR ( $\Sigma_{\text{SFR}}$ ) fue comparada con la evolución cósmica de la densidad superficial de masa estelar por unidad de tiempo ( $\Sigma_{M_{*}/\tau}$ ), y encontramos que ambas cantidades se incrementan para las galaxias de épocas más remotas. A pesar de que nuestra muestra es pequeña, estos resultados están en buen acuerdo con las tendencias encontradas en otros catálogos, tales como SDSS y zCOSMOS (Silverman et al. 2009). Observamos también una fuerte correlación cuando comparamos SFR versus masa estelar, en donde las galaxias más masivas revelan valores de SFR más altos. Adicionalmente, se encontró la misma tendencia cuando comparamos muestras con diferentes corrimientos al rojo, siendo en este caso las galaxias de épocas más remotas las que mostraron en promedio valores de SFR más altos. Este resultado ya ha sido reportado para galaxias del SDSS (Brinchmann et al. 2004) y galaxias de GOODS (Elbaz et al. 2007; Daddi et al. 2007).

Cuando investigamos la relación SSFR versus masa estelar, encontramos que las galaxias menos masivas tuvieron valores de SSFR más altos que las galaxias más masivas. Además, para una masa determinada, las galaxias de épocas más remotas revelaron en promedio valores de SSFR mayores. Esta tendencia fue también reportada por Brinchmann et al. (2004), Rodighiero et al. (2010) y Karim et al. (2011), entre otros. Finalmente, comparamos SSFR versus color ( $u - B$ ) y encontramos que las galaxias más azules, correspondiendo a edades más jóvenes de los resultados del ajuste de la SED, tenían valores de SSFR mayores. Este resultado fue también reportado por Twite et al. (2012) y Bauer et al. (2011), pero nosotros también mostramos que para un color ( $u - B$ ) particular, las galaxias de épocas más remotas tuvieron en promedio valores de SSFR más altos.

## Parte II

# LA SECUENCIA POST-STARBURST

## CAPÍTULO 6

# LA SEGUNDA MUESTRA

### 6.1 PROPIEDADES

Estimamos las masas estelares totales de las galaxias de la muestra usando las magnitudes totales en todas las bandas fotométricas disponibles (sección 3.3). El panel superior de la Figura 6.1 muestra la distribución de masa estelar obtenida. Puede ser observado que la distribución de masa tuvo su máximo en  $10^{10.25} M_{\odot}$  y que la mayoría de las galaxias (92%) obtuvo valores de masas entre  $10^{8.75} - 10^{11.25} M_{\odot}$ . Las edades de las galaxias fueron también estudiadas usando la misma estadística  $\chi^2$ . El panel inferior de la Figura 6.1 muestra la distribución de edades de la muestra, donde se usaron SFHs exponencialmente declinantes. La mayoría de las galaxias (71%) de esta distribución tuvo valores de edades entre  $10^{8.2} - 10^{9.2}$  yr, mientras que su máximo estuvo en  $10^{8.5}$  yr. Cabe señalar que es posible que algunas de nuestra galaxias con líneas anchas en emisión fueran quásares en vez de galaxias del tipo Seyfert 1, implicando un continuo dominado por el AGN en vez de la galaxia huésped. Por lo tanto, no hemos incluido las propiedades de estas galaxias en el análisis.

Otra propiedad útil derivada de la técnica del ajuste de la SED fue el índice de color  $(u - B)_{AB}$ . La figura 6.2 muestra la relación encontrada entre edad e índice de color. Notar que el color  $(u - B)_{AB}$  fue corregido por enrojecimiento usando el valor  $E(B - V)$  estelar estimado del ajuste de la SED (sección 3.3). Puede ser observado que hay una correlación evidente entre ambas cantidades, lo cual refleja la capacidad de este índice de color a ser un buen indicador de edad. La dispersión existente además de la intrínseca puede ser explicada como un efecto de degeneración del espacio de parámetros color- $\tau$  del modelo de SED. Este efecto se vuelve mayor para las galaxias más viejas con índices de color más rojos.

### 6.2 CONTRIBUCIÓN AGN

En esta sección, exploramos si hay presencia de actividad AGN en las galaxias de nuestra muestra. De éstas, 8 galaxias mostraron líneas anchas en emisión en sus espectros ópticos. Para el rango en redshift que la mayoría de nuestras galaxias abarcó, las formas disponibles para detectar actividad AGN son principalmente el uso de diagramas de diagnóstico AGN en la región del infrarrojo medio (MIR), y la detección de una contraparte en rayos-X. No usamos los diagramas de diagnóstico de líneas en emisión de Baldwin, Phillips and Terlevich (BPT, 1981), debido a que ninguna de la galaxias mostró las líneas necesarias para poder localizarlas en los diagramas BPT.

Las contrapartes en rayos-X fueron buscadas en catálogos tales como el de Ueda et al. (2008), quienes observaron con XMM alcanzando límites en sensibilidad de  $6 \times 10^{-16}$ ,  $8 \times 10^{-16}$ ,  $3 \times 10^{-15}$  y  $5 \times 10^{-15}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  en las bandas 0.5–2, 0.5–4.5, 2–10 y 4.5–10 keV. Además, usamos el catálogo en rayos-X de Akiyama et al. (2013, en preparación), cuyos autores resumen los resultados de identificación de las fuentes en rayos-X detectadas en las bandas 0.5–2 y/o 2–10 keV dentro de los cinco campos combinados del SXDF. En estos catálogos, encontramos un total de 8 contrapartes para las galaxias de nuestra muestra; cuatro de ellas pertenecen a galaxias con líneas anchas en emisión, mientras las restantes pertenecen a galaxias con líneas angostas en emisión. En dos de estas últimas galaxias también detectamos la línea MgII  $\lambda 2796$ , 2803 en emisión, proporcionando de este modo evidencia adicional para ser consideradas como huéspedes de AGN, mientras que para las otras, esta línea estuvo fuera de la cobertura espectral debido al redshift más bajo de las galaxias ( $z < 0.78$ ).

Además de las contrapartes en rayos-X, usamos también los diagramas color-color en MIR para investigar la existencia de AGNs oscurecidos (Stern et al. 2005; Lacy et al. 2007). A través de índices de color, estos diagramas son sensibles a la naturaleza tipo ley de potencia del continuo del AGN,

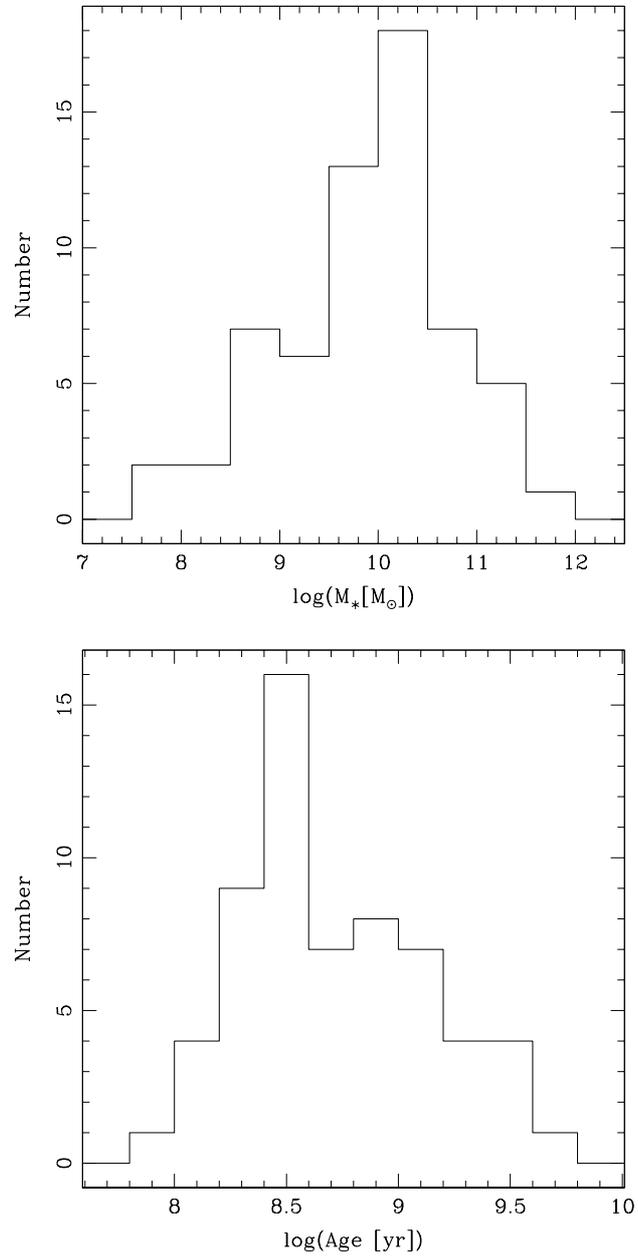


Figura 6.1: Panel superior: Distribución de masa estelar total de las galaxias presentadas en este segundo trabajo. –Panel inferior: Distribución de edades de las galaxias. En ambos paneles, las propiedades físicas fueron derivadas del ajuste de la SED, usando SFHs exponencialmente declinantes (sección 3.3).

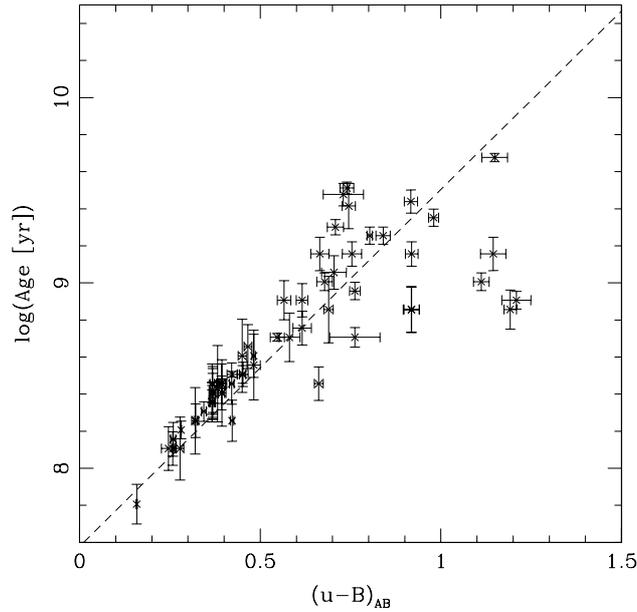


Figura 6.2: Edad versus color  $(u - B)_{AB}$ , usando SFHs exponencialmente declinantes. La línea a trazos muestra el ajuste lineal entre ambos ajustes. El índice de color fue corregido por enrojecimiento usando el valor  $E(B - V)$  estelar estimado del ajuste de la SED (sección 3.3).

el cual muestra colores en el MIR más rojos que las galaxias *star-forming*. La Figura 6.3 muestra el diagrama de Lacy et al. (2007)  $\log(S_{8.0}/S_{4.5})$  versus  $\log(S_{5.8}/S_{3.6})$  (panel izquierdo) y el diagrama de Stern et al. (2005)  $(3.6-4.5\mu\text{m})$  versus  $(5.8-8.0\mu\text{m})$  (panel derecho) para 49 galaxias con fotometría disponible en todas las bandas de IRAC/Spitzer. En esta figura, los triángulos muestran las galaxias con líneas anchas en emisión en sus espectros ópticos, mientras que los círculos muestran las galaxias con detección de una contraparte en rayos-X. Puede ser visto en ambos paneles que todas menos una de las galaxias con líneas anchas en emisión fueron clasificadas como AGN. En contraste, sólo dos

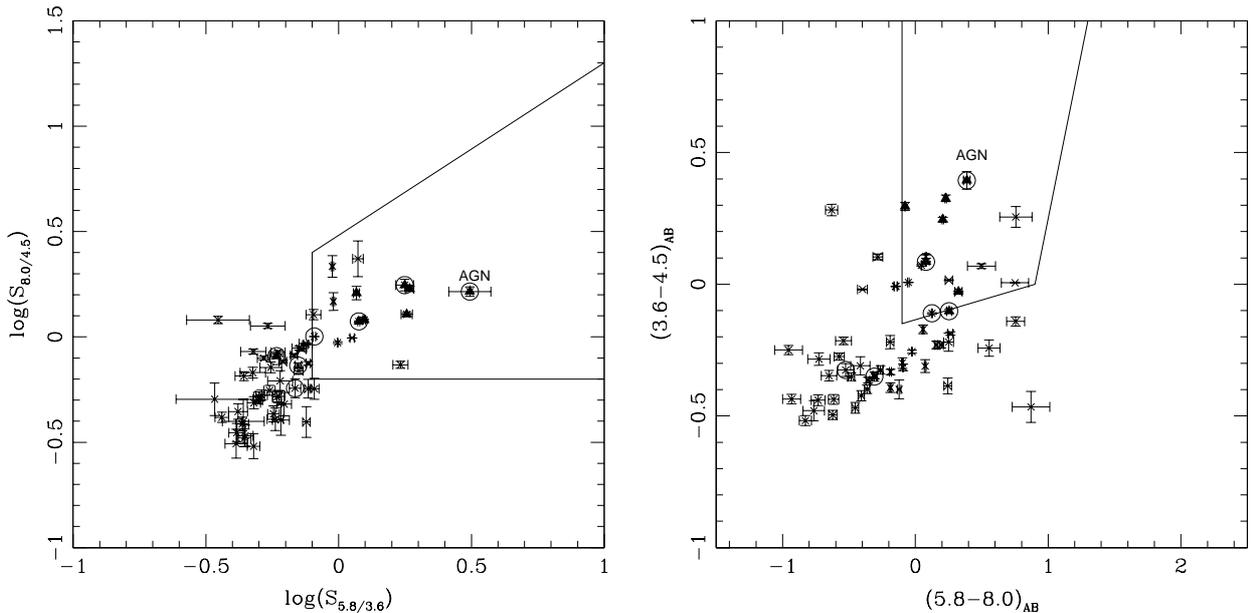


Figura 6.3: Panel izquierdo: diagrama  $\log(S_{8.0}/S_{4.5})$  vs  $\log(S_{5.8}/S_{3.6})$ .— Panel derecho: diagrama  $(3.6-4.5\mu\text{m})$  vs  $(5.8-8.0\mu\text{m})$ . Las líneas sólidas muestran los límites adoptados por Stern et al. (2005) y Lacy et al. (2007) en los paneles izquierdo y derecho, respectivamente. Los triángulos muestran las galaxias con líneas anchas en emisión en sus espectros ópticos, mientras que los círculos muestran las galaxias con detección de una contraparte en rayos-X.

de las galaxias con contraparte en rayos-X y con líneas angostas en emisión no fueron clasificadas como AGN. Esto podría implicar que estas galaxias son del tipo *star-forming* con emisión en rayos-X o que son galaxias con SEDs en la región MIR dominada por la galaxia huésped en vez del AGN (Donley et al. 2007; Díaz Tello et al. 2013). Además, encontramos 8 galaxias que fueron clasificadas como AGN sin una contraparte en rayos-X o rasgos de AGN en sus espectros ópticos, implicando que ellas pueden ser AGNs oscurecidos (Lacy et al. 2004; Díaz Tello et al. 2013, en lo siguiente D13).

### 6.3 TASAS DE FORMACIÓN ESTELAR

Usamos los flujos de las líneas en emisión  $H\alpha$  6563 Å,  $H\beta$  4861 Å y  $[OII]\lambda 3727$  para estimar las SFRs de las galaxias de nuestra muestra. Para llevar esto a cabo, se utilizaron los nuevos estimadores corregidos por atenuación por polvo de acuerdo a Kennicutt et al. (2009). Para el cálculo de  $SFR_{H\beta}$ , el estimador  $SFR_{H\alpha}$  fue empleado junto con la razón de flujo intrínseco para galaxias tipo región III de  $H\alpha/H\beta = 2.85$  (ie. galaxias *star-forming*, Veilleux & Osterbrock, 1987). De esta forma, obtuvimos la siguiente expresión:

$$SFR_{H\beta}(M_{\odot}\text{yr}^{-1}) = 2.82 \times 10^{-40} d_L^2 F_{H\beta}(\text{erg s}^{-1}), \quad (6.1)$$

donde  $d_L$ (cm) es la distancia luminosa, y  $F_{H\beta}$ ( $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ ) es el flujo medido en  $H\beta$ , después de ser corregido por polvo.

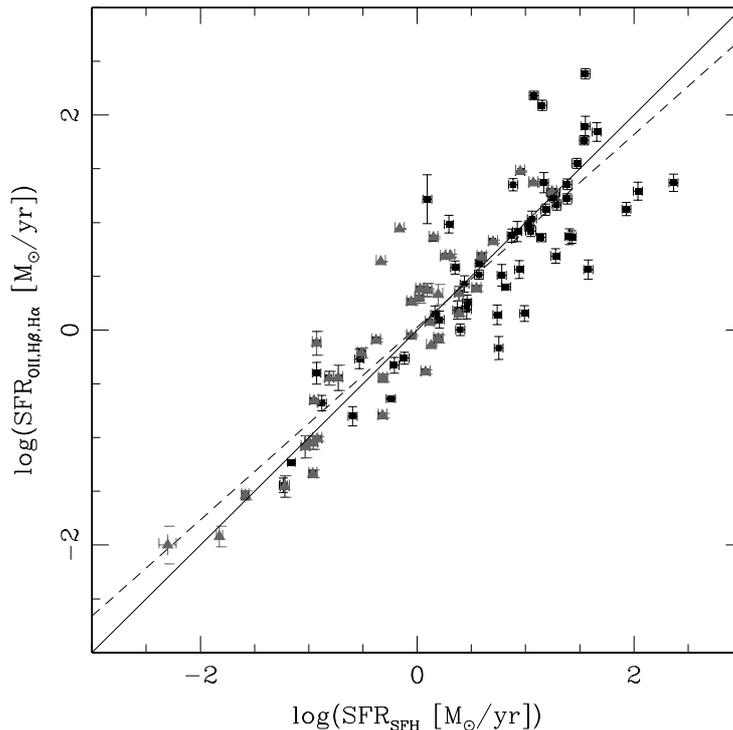


Figura 6.4: Comparación entre  $SFR_{[OII],H\alpha,H\beta}$  versus  $SFR_{SFH}$ , obtenida del uso de SFHs exponencialmente declinantes. Los cuadrados negros muestran los valores de SFR obtenidos para la muestra espectroscópica presentada en este trabajo, mientras que los triángulos grises muestran los valores de SFR obtenidos de la muestra de Díaz Tello et al. (2013). La línea sólida representa una relación 1:1, mientras que la línea a trazos muestra el ajuste lineal aplicado a la muestra.

Además, se determinó la SFR de forma independiente usando los valores SFR (de SFHs exponencialmente decrecientes, sección 3.3) derivados de los modelos ajustados, utilizando un intervalo de confianza del 90% para determinar las incertezas de estos valores. Los flujos de las líneas fueron corregidos por enrojecimiento usando el decremento de Balmer o la receta de la luminosidad de la línea  $[OII]$  de Kewley, Geller and Jansen (2006), dependiendo de las líneas en emisión disponibles en el espectro. Notar que las galaxias con líneas anchas en emisión no fueron incluidas en los análisis

posteriores. La Figura 6.4 muestra la comparación entre los valores de SFR obtenidos de las líneas  $H\alpha$ ,  $H\beta$  o  $[OII]$  versus los valores de SFR obtenidos de SFHs exponencialmente decrecientes, con los cuadrados negros representando las galaxias presentadas en este trabajo, mientras que los triángulos grises muestran las galaxias de la muestra de D13. Estas galaxias fueron usadas para expandir la muestra actual en los análisis posteriores. Puede ser visto que los métodos usados para derivar SFRs dieron resultados muy similares, pero con una leve tendencia para los modelos con SFH a producir valores de SFR más altos a SFRs más grandes. El  $rms$  calculado fue de 0.048.

### 6.3.1 LA EVOLUCIÓN DE LA SFR

Investigamos también cómo evolucionó la SFR en función del redshift para nuestra muestra de galaxias, y las implicaciones posibles para la historia de formación estelar en el universo (ver figura 6.5). Se observa que los valores de SFR derivados de las líneas  $[OII]$ ,  $H\beta$  o  $H\alpha$  en la muestra evolucionan en función del redshift, con la línea sólida mostrando el ajuste lineal aplicado a la muestra, mientras que la línea a trazos indica la tendencia encontrada por Silverman et al. (2009) para galaxias *star-forming* de zCOSMOS a  $0.48 < z < 1.05$  (las líneas verticales delimitan los intervalos en *redshift* de 0.5).

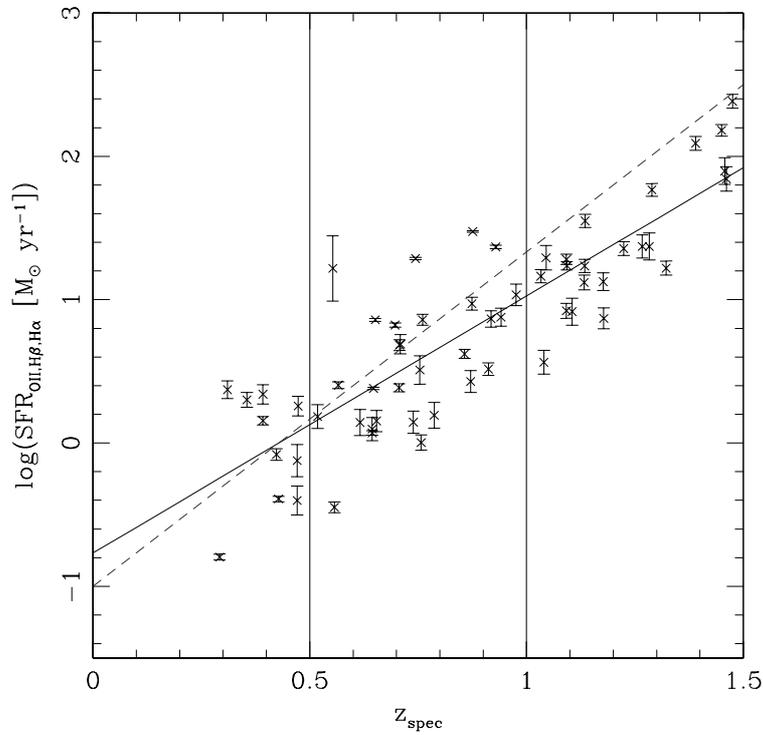


Figura 6.5: Evolución de la SFR como función del *redshift*. Los puntos muestran los valores de SFR derivados de las líneas  $[OII]$ ,  $H\beta$  o  $H\alpha$  en la muestra. La línea sólida muestra el ajuste lineal aplicado a la muestra, mientras que la línea a trazos muestra la tendencia encontrada por Silverman et al. (2009) para galaxias *star-forming* de zCOSMOS a  $0.48 < z < 1.05$ . Las líneas verticales delimitan los intervalos en *redshift* usados para los análisis posteriores.

Otro parámetro interesante a estudiar es la evolución de la SFR específica (SSFR), que indica cuán eficiente es una galaxia formando estrellas en relación a su masa estelar total. La Figura 6.6 muestra este parámetro como función del redshift en nuestra muestra. La línea sólida muestra el ajuste lineal aplicado a los datos, y la línea a trazos entrega la relación encontrada por Juneau et al. (2013) para las galaxias infrarrojas de FIDEL a  $0.3 < z < 1.0$ . Puede ser observado, como en el caso de la figura previa, que hay una correlación directa entre los valores de la SSFR y el redshift. Sin embargo, se observa una dispersión como consecuencia de los diferentes tipos de galaxias seleccionados por el relevamiento, el cual incluyó un rango desde jóvenes galaxias *starburst* (SSFRs altos) a viejas *post-starburst* (SSFRs bajos). Esta dispersión es más notoria en el intervalo de *redshift* intermedio ( $0.5 < z < 1.0$ ), donde la muestra alcanza un máximo.

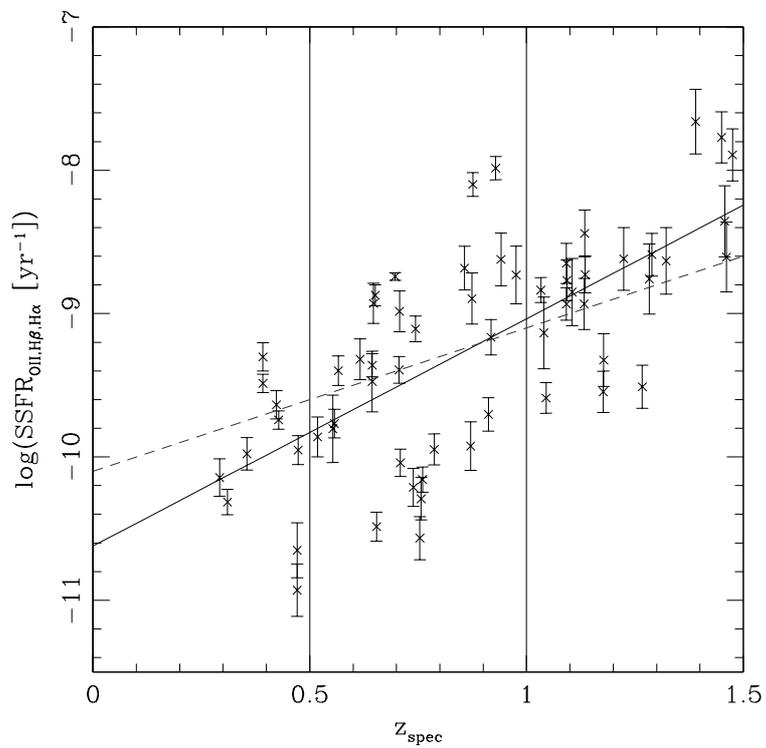


Figura 6.6: Evolución de la SSFR como función del *redshift*. La línea sólida muestra el ajuste lineal aplicado a la muestra, mientras que la línea a trazos muestra la tendencia encontrada por Juneau et al (2011) para galaxias infrarrojas de FIDEL a  $0.3 < z < 1.0$ . Las líneas verticales delimitan los intervalos en *redshift* usados en los análisis posteriores.

## 6.3.2 LA EVOLUCIÓN DE LA RELACIÓN SFR–MASA ESTELAR

Una fuerte correlación ha sido encontrada entre SFR y masa estelar tanto en galaxias *star-forming* locales como en las de épocas más remotas (Brinchmann et al. 2004; Elbaz et al. 2007). Es más, esta correlación evoluciona con el *redshift*, en el sentido de que a una masa en particular las galaxias *star-forming* de épocas más remotas tienen en promedio valores de SFR más grandes que las galaxias locales (Daddi et al. 2007, D13, entre otros). Sin embargo, esta relación ha sido sólo estudiada usando galaxias *star-forming*. En lugar de ello, Drory & Alvarez (2008) investigaron la relación entre SFR y masas estelar en el FORS Deep Field a  $0 < z < 5$ , incluyendo galaxias *post-starburst* masivas y encontraron una masa de quiebre con la cual la SFR se desvía de una ley de potencia, y decrece con el *redshift*. La función paramétrica usada por estos autores tiene la siguiente forma:

$$\text{SFR}(M_*) = \text{SFR}_0 \left( \frac{M_*}{M_0} \right)^\alpha \exp \left( -\frac{M_*}{M_0} \right). \quad (6.2)$$

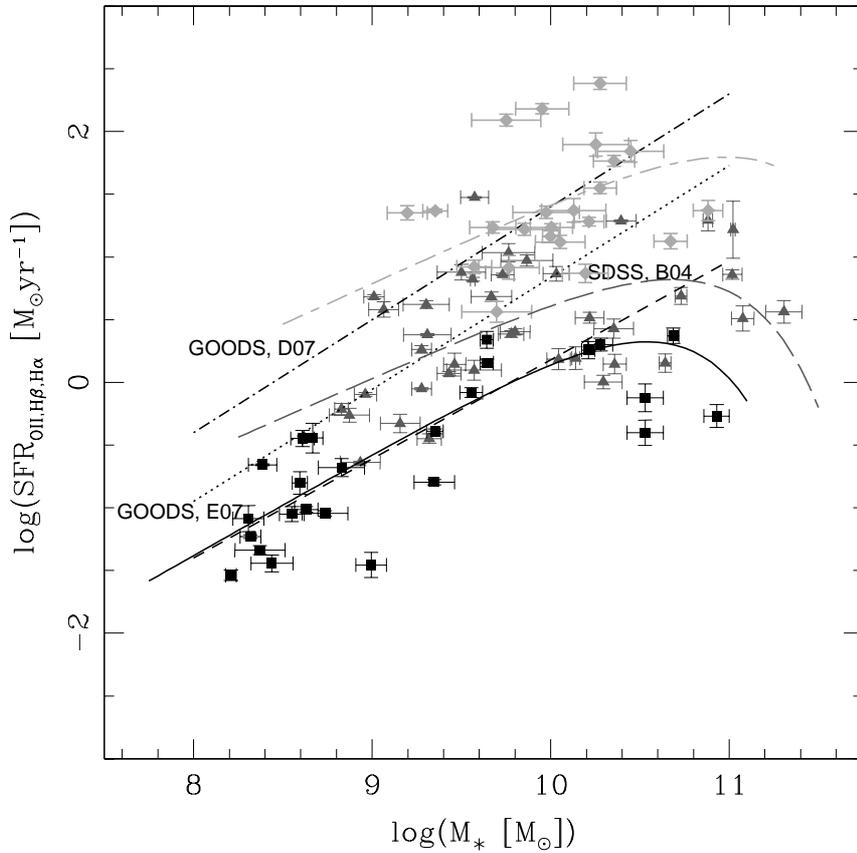


Figura 6.7: SFR como función de la masa estelar total. Los cuadrados representan nuestras galaxias a *redshift* bajo ( $0 < z < 0.5$ ), los triángulos gris oscuro nuestras galaxias a *redshift* intermedio ( $0.5 < z < 1.0$ ), mientras que los diamantes gris claro representan nuestras galaxias a *redshift* alto ( $1.0 < z < 1.5$ ). Las líneas sólida, a trazos largos y a trazos largos y cortos muestran la función de ajuste aplicada a cada grupo. La línea a trazos cortos indica la tendencia observada en galaxias del SDSS a *redshift*  $z < 0.2$  (Brinchmann et al. 2004), la línea punteada indica la tendencia observada en GOODS por Elbaz et al. (2007) a *redshift*  $0.8 < z < 1.2$ , mientras que la línea a puntos y trazos indica la tendencia encontrada por Daddi et al. (2007) en GOODS a  $1.4 < z < 2.5$ .

Para  $M_0$ , la masa con la cual la SFR comienza a desviarse de la ley de potencia, adoptamos los valores dados por la relación encontrada por Drory & Alvarez (2008, en lo siguiente D08,  $M_0(z) = 2.66 \times 10^{10} (1+z)^{2.13}$ ). Este parámetro fue fijado ya que la escasez de puntos en nuestra muestra con masas por sobre  $10^{10.5} M_\odot$  no fueron suficientes estadísticamente. Nuestras galaxias fueron separadas en tres grupos con rangos en *redshift* de  $[0.0: 0.5]$ ,  $[0.5: 1.0]$  y  $[1.0: 1.5]$ , para los cuales se adoptaron los valores del exponente de  $M_0$  de 10.63, 10.94 y 11.17, respectivamente. En el universo local ( $z \sim 0.1$ ),  $M_0$  tiene valores más bajos que aquellos adoptados en este estudio, con D08 reportando un valor

de  $\sim 10.43$ , mientras que Brinchmann et al. (2004, en los siguiente B04) obtuvo uno muy similar ( $\sim 10.50$ ).

La Figura 6.7 muestra la relación SFR versus masa estelar total encontrada en nuestros datos, de acuerdo a sus distribuciones en *redshift* como fue explicado anteriormente. La función paramétrica aplicada a cada grupo está representada por una línea sólida (*redshift* bajo), una línea a trazos (*redshift* intermedio) y una a trazos largos y cortos (*redshift* alto), respectivamente, mientras que la Tabla 6.1 muestra los valores de ajuste. Como comparación, los ajustes obtenidos para otras galaxias *star-forming* en intervalos en *redshift* similares son también mostrados mediante una línea a trazos cortos (galaxias del SDSS a  $z < 0.2$ , B04), una línea punteada (galaxias de GOODS a  $0.8 < z < 1.2$ , Elbaz et al. 2007, en lo siguiente E07) y una línea a puntos y trazos (galaxias de GOODS a  $1.4 < z < 2.5$ , Daddi et al. 2007), respectivamente. Puede ser observado, en acuerdo con D08, que las galaxias con masas estelares mayores que  $M_0$  para cada grupo en *redshift* están localizadas por debajo de la curva de ajuste, revelando signos de la presencia de galaxias *post-starburst*. Además, encontramos valores de pendiente  $\alpha$  similares para la componente ley de potencia de la función de ajuste a aquellos reportados por D08 (0.52–0.56) y por Santini et al. (2009; 0.65) a *redshift* alto.

Tabla 6.1: Parámetros ajustados a la relación SFR–Masa estelar.

$z$	$\log(\text{SFR}_0 (M_\odot \text{ yr}^{-1}))$	$\alpha$
0–0.5	$0.75 \pm 0.19$	$0.81 \pm 0.10$
0.5–1.0	$1.22 \pm 0.25$	$0.63 \pm 0.19$
1.0–1.5	$2.20 \pm 0.24$	$0.65 \pm 0.20$

### 6.3.3 LA EVOLUCIÓN DE LA RELACIÓN SSFR–MASA ESTELAR

Así como hay una relación entre la SFR y la masa estelar, hay una anticorrelación entre la SFR específica (SSFR) y la masa estelar (Brinchmann & Ellis, 2000; Bauer et al. 2005). Es más, esta anticorrelación también evoluciona con el *redshift* en el sentido que a una masa particular, las galaxias *star-forming* de épocas más remotas tuvieron valores de SSFR más altos que las locales (Daddi et al. 2007, D13, entre otros). Además, en el universo local, Salim et al. (2007) encontraron una secuencia clara para galaxias *star-forming* y *post-starburst* en el diagrama SSFR versus masa estelar. Sin embargo, estos autores no determinaron el valor de  $M_0$ , si no más bien el valor de  $M_*$  de la función de Schechter. De manera similar, Schiminovich et al. (2007) también reportaron esta tendencia que ocurre entre la secuencia *star-forming* y la secuencia roja, encontrando que las galaxias dominadas por el bulbo cerca de la masa de transición característica ( $\sim 10^{10.5} M_\odot$ ) podrían explicar la tasa de crecimiento de la población no *star-forming*, tomando en cuenta suposiciones razonables respecto a escalas de tiempo del truncamiento de la SFR.

La Figura 6.8 muestra la relación encontrada entre la SSFR y la masa estelar total para las galaxias de la muestra, separadas como mostrado anteriormente. Hemos incluido en este gráfico la relación encontrada por B04 (línea a trazos) y aquella encontrada por Rodighiero et al. (2010; línea punteada) y por Karim et al. (2011; línea a puntos y trazos) en GOODS-N a *redshift*  $0.5 < z < 1.0$ , y en COSMOS a  $1.6 < z < 2.0$ , respectivamente. Como en la figura previa, usamos la siguiente versión modificada de la función paramétrica de D08 para ajustar cada grupo:

$$\text{SSFR}(M_*) = \frac{\text{SFR}_0}{M_*} \left( \frac{M_*}{M_0} \right)^\alpha \exp \left( -\frac{M_*}{M_0} \right), \quad (6.3)$$

donde  $\text{SSFR}(M_*) = \text{SFR}(M_*)/M_*$ . Después de un poco de manipulación algebraica, esta ecuación puede ser expresada como sigue:

$$\text{SSFR}(M_*) = \text{SSFR}_0 \left( \frac{M_*}{M_0} \right)^\beta \exp \left( -\frac{M_*}{M_0} \right), \quad (6.4)$$

donde  $\text{SSFR}_0 = \text{SFR}_0/M_0$ , y  $\beta = \alpha - 1$ .

Se adoptaron los mismos valores de  $M_0$  usados en la sección previa, obtenidos de los ajustes reportados por D08. En la figura 6.8, la línea sólida representa la función de ajuste aplicada al grupo

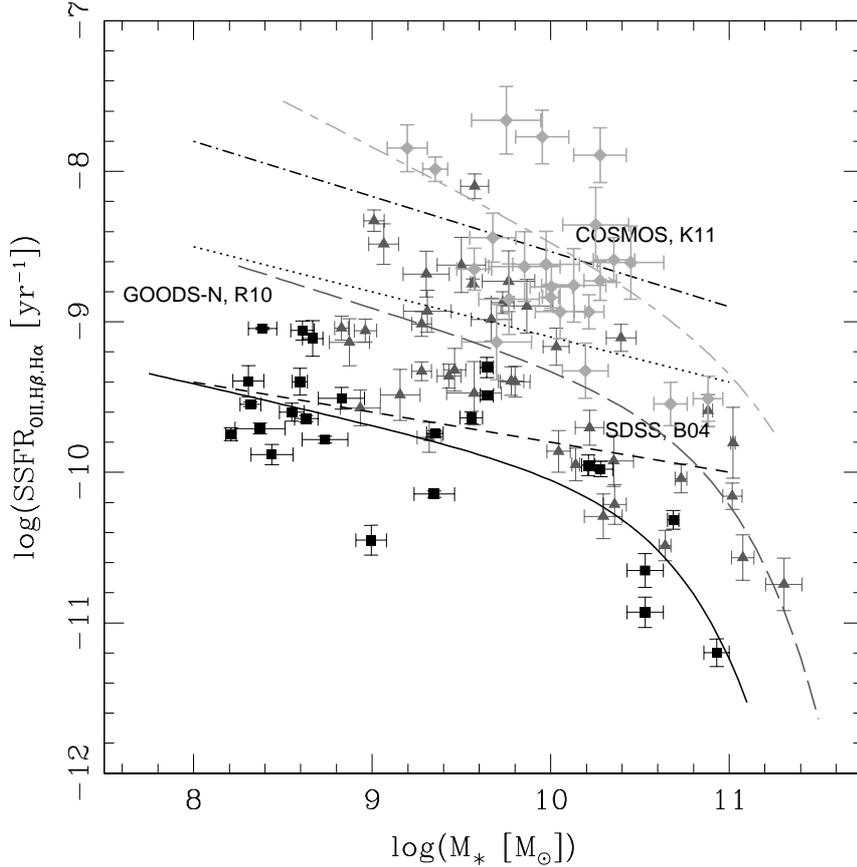


Figura 6.8: SSFR como función de la masa estelar total. Como se muestra en la Figura 6.7, los cuadrados negros representan nuestras galaxias a *redshift* bajo, los triángulos gris oscuro nuestras galaxias a *redshift* intermedio y los diamantes gris claro nuestras galaxias a *redshift* alto. Las líneas sólida, a trazos largos y a trazos cortos y largos muestran la función de ajuste aplicada a cada grupo. Como comparación, la línea a trazos cortos muestra la tendencia observada en SDSS a *redshift*  $z < 0.2$  (Brinchmann et al. 2004), la línea punteada indica la tendencia observada en GOODS-N por Rodighiero et al. (2010) a  $0.5 < z < 1.0$ , mientras que la línea a puntos y trazos muestra la tendencia encontrada por Karim et al. (2011) en COSMOS a  $1.6 < z < 2.0$ .

a *redshift* bajo, la línea a trazos largos es el ajuste aplicado al grupo a *redshift* intermedio y la línea a trazos cortos y largos es el ajuste para el grupo a *redshift* alto. La Tabla 6.2 muestra los valores encontrados para estos ajustes. Puede ser observado que nuestras galaxias siguieron cualitativamente la tendencia dada por el valor asumido de  $M_0$ , con valores más altos a *redshift* más altos. Esto es también cualitativamente consistente con los resultados derivados por Hopkins et al. (2007) de las funciones de masa estelar (SMFs), separando a las galaxias de tipo tardío de las de tipo temprano por sus valores de SSFR. Además, puede ser visto que la pendiente  $\beta$  calculada para el grupo a *redshift* bajo es similar a aquella encontrada por B04 ( $-0.23$  a  $z < 0.2$ ), mientras que para los grupos a *redshift* intermedio y alto  $\beta$  es comparable con aquellos encontrados por Rodighiero et al. (2010;  $-0.28$  a  $0.5 < z < 1.0$ ) y Karim et al. (2011;  $-0.30$  a  $1.2 < z < 1.6$ ). Como en la figura previa, encontramos evidencia de la presencia de galaxias *post-starburst* en nuestra muestra de galaxias.

Tabla 6.2: Parámetros ajustados a la relación SSFR–Masa estelar.

$z$	$\log(\text{SSFR}_0 \text{ (yr}^{-1}\text{)})$	$\beta$
0–0.5	$-10.12 \pm 0.21$	$-0.27 \pm 0.11$
0.5–1.0	$-9.60 \pm 0.29$	$-0.36 \pm 0.22$
1.0–1.5	$-9.16 \pm 0.32$	$-0.61 \pm 0.32$

## 6.3.4 LA EVOLUCIÓN DE LA RELACIÓN SSFR–COLOR

Ha sido reportado por Bauer et al. (2011) y Twite et al. (2012) que las galaxias más azules, correspondientes a aquellas de edades más jóvenes del análisis del ajuste de la SED (sección 6.1), tienen valores de SSFR más altos. Es más, D13 también mostraron que para un color ( $u - B$ ) particular, las galaxias de épocas más remotas tienen en promedio valores de SSFR más altos. De manera similar, basados en la correlación encontrada entre morfología y colores (Driver et al. 2006), Pannella et al. (2009) también reportaron que en épocas más remotas las galaxias de tipo tanto temprano como tardío tienen en promedio valores más altos de SSFR que sus contrapartes a *redshift* bajo. En esta sección, exploramos la correlación entre SSFR y color, pero usando una muestra más grande que la utilizada en D13.

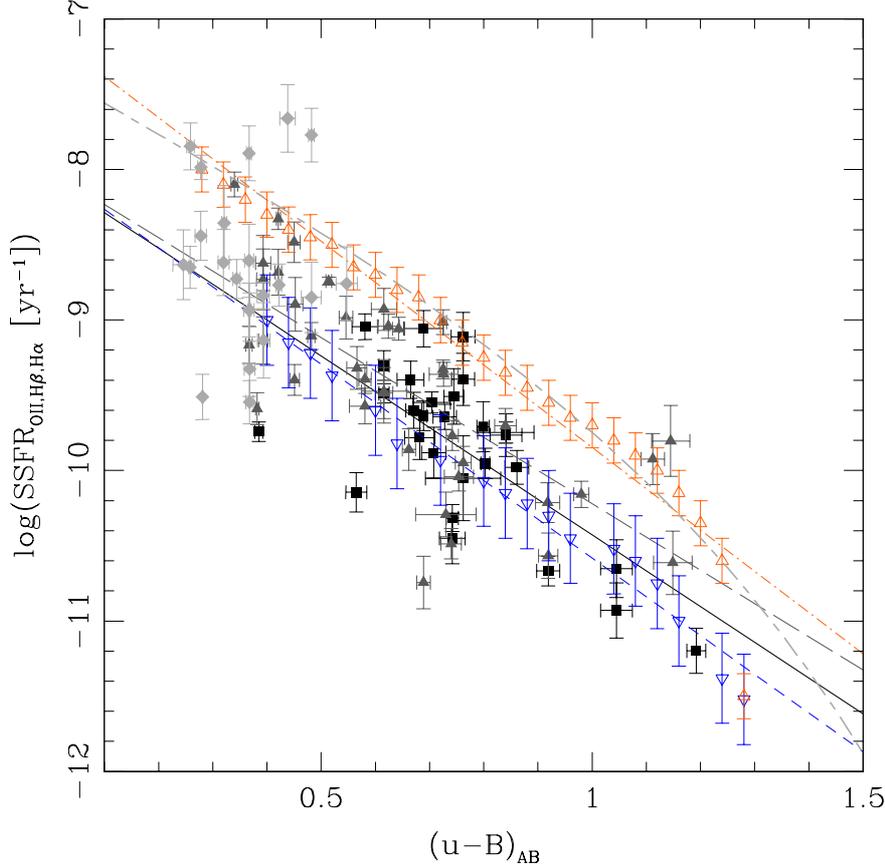


Figura 6.9: SSFR como función del color  $(u - B)_{AB}$ . Como en la Figura 6.7, los cuadrados negros representan nuestras galaxias a  $0 < z < 0.5$ , los triángulos gris oscuro nuestras galaxias a  $0.5 < z < 1.0$  y los diamantes gris claro nuestras galaxias a  $1.0 < z < 1.5$ . Las líneas sólida y a trazos largos muestran los ajustes lineales usados con cada grupo. En comparación, hemos incluido las tendencias encontradas usando los datos de Cooper et al. (2008). Los triángulos vacíos azules muestran las galaxias a *redshift*  $0.05 < z < 0.1$  del SDSS, y los triángulos rojos vacíos indican la muestra DEEP2 a  $0.75 < z < 1.05$ . La línea azul a trazos y la línea roja a puntos y trazos muestra el ajuste lineal estimado para las galaxias de Cooper et al. (2008), mientras que la línea gris a trazos cortos y largos es, a modo de ejemplo, la curva paramétrica propuesta para ajustar estos datos.

La Figura 6.9 muestra la SSFR como función del color  $(u - B)_{AB}$ , donde hemos discriminado nuestras galaxias como en las secciones previas e incluido los datos usados por Cooper et al. (2008). Los triángulos vacíos azules representan las galaxias del SDSS a  $0.05 < z < 0.10$  y los triángulos vacíos rojos representan las galaxias de DEEP2 a  $0.75 < z < 1.05$ <sup>1</sup>. Se obtuvieron pendientes de  $-2.38 \pm 0.48$  y  $-2.21 \pm 0.34$  para el ajuste lineal aplicado a los grupos a *redshift* bajo e intermedio, respectivamente, las cuales son diferentes de aquellas encontradas por D13 ( $\sim -1.3 \pm 0.6$ ) y de aquellas estimadas para

<sup>1</sup>Los símbolos representan la tendencia global observada, en promedio, para las galaxias mostradas en la figura 13 de Cooper et al. (2008).

las muestras de Bauer et al. (2011,  $\sim -1.2$ ) y Twite et al. (2012,  $\sim -1.3$ ). Sin embargo, nuestras pendientes son similares a aquellas calculadas para los datos de Cooper et al. (2008, en lo siguiente C08;  $\sim -2.57$  para las muestras del SDSS, y  $-2.74$  para las de DEEP2). Además, de los datos de C08, se puede observar un posible color de quiebre, en la secuencia *star-forming*, hacia los colores más rojos.

En base a la secuencia evolutiva encontrada en la sección 6.3.2, hipotetizamos que así como hay una masa de quiebre en la relación SFR-masa estelar, podría también existir un color de quiebre en la relación SSFR-color, revelando de este modo una secuencia evolutiva entre galaxias *star-forming* y *post-starburst*. La siguiente función paramétrica describiría esta tendencia:

$$SSFR(u-B) = SSFR_0 \left( \frac{u-B}{(u-B)_0} \right)^\beta \exp \left( -\frac{(u-B)}{(u-B)_0} \right), \quad (6.5)$$

donde  $\beta$  es la pendiente de la forma en ley de potencia, mientras que  $(u-B)_0$  es el color que separaría la localización de las galaxias de tipo temprano, viejas, rojas con bajo SSFR, de las galaxias *star-forming*, jóvenes, azules con alta SSFR. La curva a trazos cortos y largos mostrada en la Figura 6.9 es un ejemplo de esta parametrización propuesta. Es interesante notar que evidencia de este patrón ha sido previamente observado por Salim et al. (2012). Sin embargo, estos autores usaron en vez el índice de color  $(g-r)$ , no ajustaron una curva a su gráfico y tampoco mencionan alguna interpretación evolutiva de la secuencia. C08 tampoco ajustó una curva a sus datos.

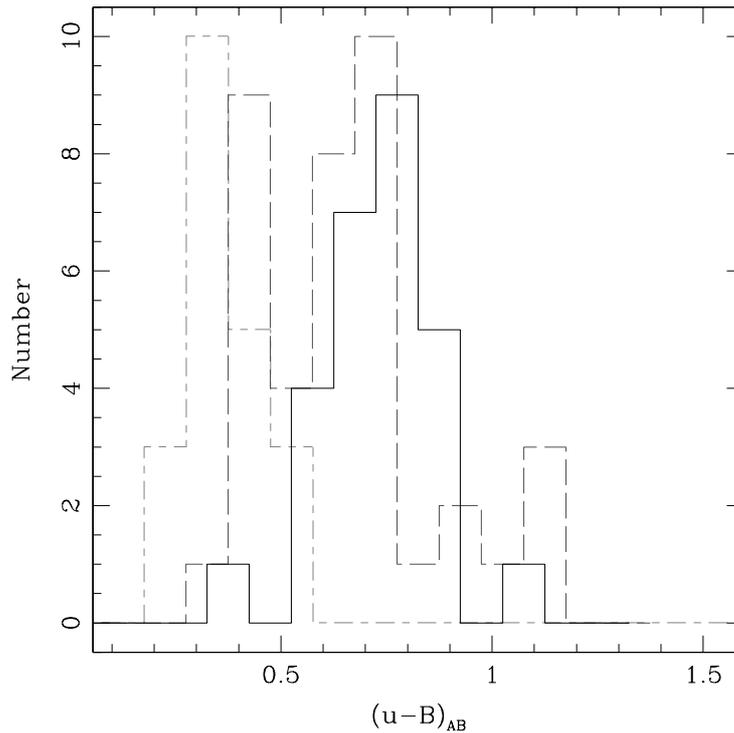


Figura 6.10: Distribución en color  $(u-B)_{AB}$  de las galaxias separadas de acuerdo a sus *redshifts*. Como en la Figura 6.9, la línea sólida representa nuestras galaxias a  $0 < z < 0.5$ , la línea a trazos largos muestra nuestras galaxias a  $0.5 < z < 1.0$ , mientras que la línea a trazos cortos y largos muestra nuestras galaxias a  $1.0 < z < 1.5$ .

No fue posible calcular una pendiente para el grupo a *redshift* alto porque su dominio en color es muy pequeño. La figura 6.10 muestra de manera más clara este hecho, con la distribución en color  $(u-B)_{AB}$  de cada grupo de galaxias discriminadas de acuerdo a su dominio en *redshift*. Puede verse que el grupo a *redshift* bajo ( $0 < z < 0.5$ , línea sólida) está principalmente compuesto de galaxias con colores en el rango  $[0.5; 1.0]$ , mientras que el grupo a *redshift* intermedio ( $0.5 < z < 1.0$ , línea a trazos largos) es el único que muestra un rango en colores más extendido  $[0.3; 1.2]$ . En contraste, el grupo a *redshift* alto ( $1.0 < z < 1.5$ , línea a trazos cortos y largos) tiene un dominio en color muy pequeño

[0.2; 0.6] y no se usó un ajuste lineal. Una interpretación similar también puede ser derivada de la Figura 6.6, asumiendo que la SSFR correlaciona bastante bien con color. En esta figura, el intervalo en redshift fue también dividido en grupos y mostró que la muestra a *redshift* intermedio tuvo un rango más disperso en valores de SSFR comparado a otros grupos.

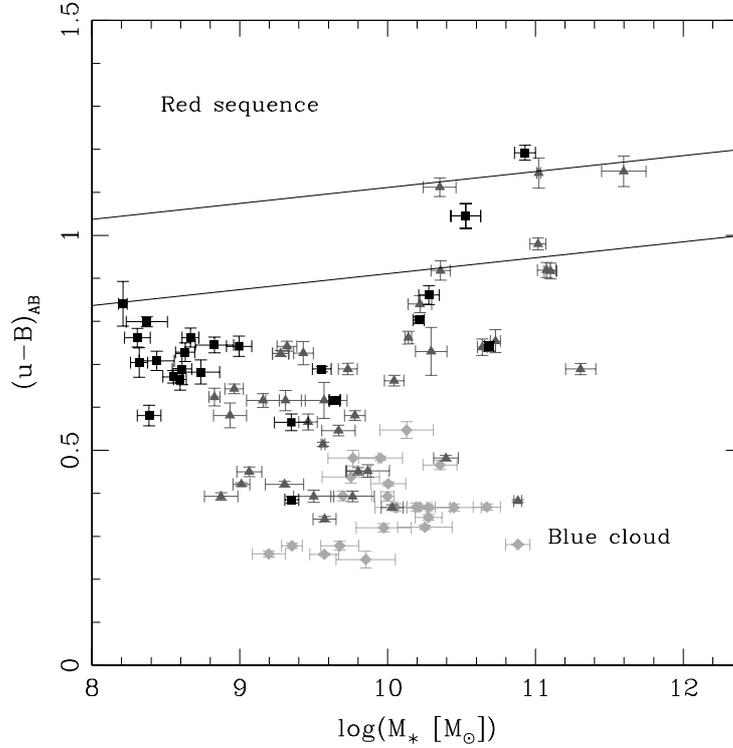


Figura 6.11: Color  $(u - B)_{AB}$  versus masa estelar total. Los símbolos representan el mismo dominio en redshift como mostrado en la Figura 6.7. Las líneas sólidas indican la región donde las galaxias pasivas (superior), *post-starburst* (medio), y *star-forming* (inferior) podrían ser localizadas.

Una forma útil de interpretar los resultados encontrados en los diagramas SFR–masa estelar y SSFR–color puede ser deducido del diagrama de color  $(u - B)_{AB}$  versus masa estelar total. La Figura 6.11 muestra este gráfico, con las galaxias agrupadas en la misma forma como fue mostrado en los diagramas anteriores. Puede ser observado que las muestras a *redshift* bajo e intermedio revelaron una secuencia a lo largo del dominio en masa estelar hasta  $M_* \sim 10^{10.4} M_\odot$ . Luego, las galaxias con  $M_* \gtrsim 10^{10.4} M_\odot$  y  $(u - B) \gtrsim 0.9$  están dejando la nube azul para migrar a la región de transición donde las galaxias *post-starburst* pueden ser localizadas. Sin embargo, la muestra a *redshift* alto no sigue esta tendencia debido probablemente a un problema de cobertura hacia valores más altos de masa estelar. Cabe señalar que el valor  $M_0$  encontrado por D08, Bundy et al. (2006) y Hopkins et al. (2003) fue más alto que  $10^{11} M_\odot$ .

## 6.4 DISCUSIÓN

Hemos investigado las propiedades físicas de una muestra de 64 galaxias, con quiebre de Balmer, a  $0 < z < 1.5$ , las cuales mostraron signos de formación estelar. También incluimos 8 galaxias, con quiebre de Balmer, con líneas anchas en emisión, en orden de explorar la contribución AGN hasta  $z = 3$ . Usando los ajustes de la SED, calculamos que la mayoría de las galaxias tienen masas estelares en el rango  $10^{8.25} - 10^{11.25} M_\odot$  con el máximo de la distribución en  $10^{10.25} M_\odot$ .

De las ocho galaxias con líneas anchas en emisión, cuatro de éstas tuvieron contrapartes en rayos-X. Además, hubo cuatro galaxias con líneas angostas en emisión con contraparte en rayos-X. De estas cuatro galaxias, dos mostraron la línea MgII  $\lambda 2796, 2803$  en emisión, sugiriendo que ellas tienen actividad AGN, mientras que en las otras dos restantes esta línea quedó fuera de la cobertura es-

pectral. Cuarenta y nueve de nuestras galaxias tienen fotometría disponible en todas las bandas de IRAC/*Spitzer*. De acuerdo a los diagramas de diagnóstico en MIR, dieciséis galaxias (33%) podrían albergar un AGN. Siete de estos objetos son los AGNs con líneas anchas en emisión. Las restantes ocho fuentes podrían albergar un AGN oscurecido o la formación estelar nuclear puede estar enmascarado las líneas del AGN en la región óptica del espectro.

Para cada galaxia de esta muestra, la SFR fue calculada usando dos métodos: (1) la luminosidad de [OII]  $\lambda 3727$ , la luminosidad de  $H\beta$  o la luminosidad de  $H\alpha$ . y (2) el ajuste de la SED con una SFH exponencialmente decreciente. Ambos métodos entregaron resultados muy similares, con valores de SFR entre 0.01 y  $300 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . La muestra de galaxias del primer trabajo (Díaz Tello et al. 2013) fue también incluida para mejorar estadísticamente los resultados relacionados al análisis de la SFR.

La evolución en *redshift* de la SFR y SSFR fue investigada, encontrando que tanto la SFR y la SSFR incrementan con el *redshift*. Estos resultados están de acuerdo con aquellos reportados por Silverman et al. (2009) y Juneau et al. (2013). Estudiamos también las relaciones SFR–masa estelar y SSFR–masa estelar, encontrando la existencia de la conocida correlación y anticorrelación entre SFR y SSFR con la masa estelar, respectivamente. Se encontraron signos de una masa de quiebre en la secuencia *star-forming*, revelando la presencia de galaxias *post-starburst*, siendo este patrón también reportado por Salim et al. (2007), Schiminovich et al. (2007) y Drory & Alvarez (2008).

La evolución con el *redshift* de las relaciones SFR–masa estelar y SSFR–masa estelar fue estudiado, lo cual reveló que a una masa en particular las galaxias de épocas remotas tenían en promedio mayores valores de SFR y SSFR que las galaxias locales. Una tendencia similar también fue previamente reportada en la evolución de la masa de transición ( $M_{tr}$ ) de la SMF cuando es separada en galaxias *star-forming* y galaxias pasivas (Bundy et al. 2006; Hopkins et al. 2007). Finalmente, investigamos la evolución con el *redshift* de la relación SSFR–color ( $u - B$ ), encontrando que para un color particular, las galaxias de épocas remotas tenían valores más altos de SSFR que las galaxias locales. Evidencia de tal tendencia fue también reportada por Cooper et al. (2008) y Díaz Tello et al. (2013).

## 6.5 ESCENARIOS POSIBLES

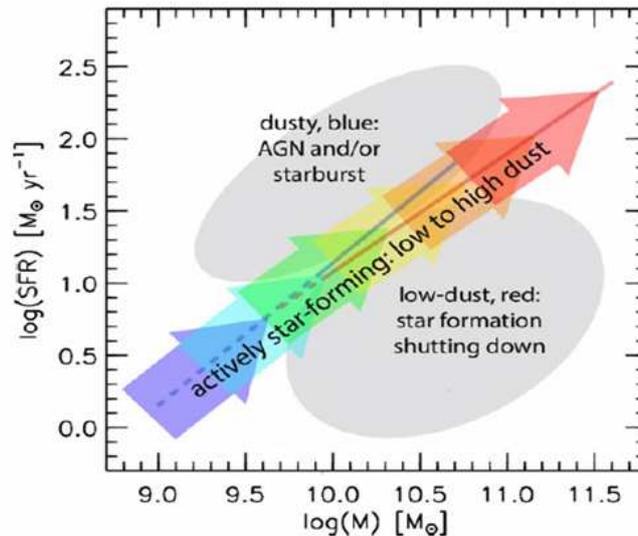


Figura 6.12: Vista esquemática del cómo las galaxias *star-forming* pueblan el diagrama SFR–masa estelar. Más detalles en Whitaker et al. (2012).

Hemos encontrado que las galaxias *star-forming* crean una secuencia en el diagrama SFR–masa estelar, confirmando muchos estudios anteriores (Elbaz et al. 2007; Daddi et al. 2007; Pannella et al. 2009; Díaz Tello et al. 2013). Esta secuencia no es lineal, es del tipo  $\text{SFR} \sim M_{\odot}^{0.6}$  y con una dispersión no despreciable. A lo largo de las galaxias que pueblan la secuencia *star-forming*, se aprecia una secuencia

continúa con cantidades mayores de atenuación por polvo a medida que crece la masa estelar, y una pendiente decreciente en la relación SFR–masa estelar, implicando también valores decrecientes de SSFR con la masa estelar. Parte de la dispersión existente en la relación tiene su origen en la presencia de galaxias con colores más rojos y menos cantidades de polvo que descansan por debajo de la secuencia *star-forming*. Estas galaxias con valores más bajos de SSFR pueden estar en proceso de finalizar su formación estelar. Similarmente, las galaxias que tienen colores más azules y mayores cantidades de polvo se sitúan por sobre la secuencia *star-forming* y tienen valores más altos de SSFR. Estas propiedades sugieren que estas galaxias están en una fase *starburst* y/o que pueden tener actividad AGN (Whitaker et al. 2012, Figura 6.12).

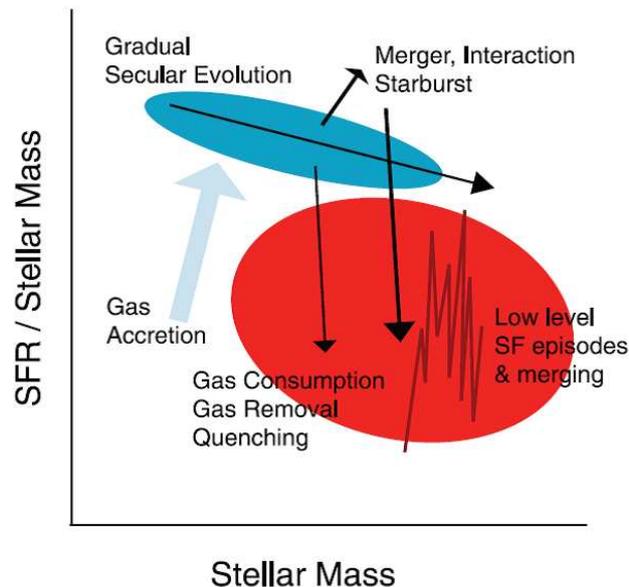


Figura 6.13: Vista esquemática del cómo las galaxias *star-forming* evolucionan en el diagrama SSFR–masa estelar. Más detalles en Schiminovich et al. (2007).

La dependencia de la SSFR con la masa estelar introduce una curvatura a la secuencia *star-forming*, consistente con estudios previos de SSFR. Un ajuste tipo ley de potencia a toda la población de galaxias con signos de formación estelar resulta en una dispersión mucho más grande que la de la secuencia “normal”, con una pendiente mucho más plana. La Figura 6.13 muestra una vista esquemática de la secuencia *star-forming* y posibles escenarios evolutivos. Una formación estelar continua puede llevar a una galaxia a lo largo de la secuencia *star-forming*, mientras que eventos de fusión de galaxias y cese de la formación estelar pueden sacar una galaxia de la secuencia *star-forming* y llevarla a la secuencia roja. Se espera también que la secuencia *star-forming* en sí misma y las propiedades físicas a lo largo de ella evolucionen con el tiempo (Schiminovich et al. 2007).

La bimodalidad en color o SFR versus masa, la correlación con el medio ambiente y la evolución con el *redshift* de estas relaciones emergería naturalmente de una temprana y eficiente formación estelar a *redshift* alto, seguida por un cese abrupto de ella en halos con masa mayor a  $M_{shock}$ . Esta masa crítica, con la cual un halo de gas calentado por colisiones alcanza la temperatura de virialización (Dekel & Birnboim, 2006) sería también típica de grupos de galaxias. En este escenario, a *redshift* alto, un suministro continuo de gas regulado por realimentación por supernovas hace que las galaxias evolucionen a lo largo de la secuencia *star-forming*, extendiéndose más allá de la masa  $M_{shock}$  a causa de corrientes de gas frío en el medio caliente del halo. A  $z < 1$  (Figura 6.14), en la ausencia de corrientes de gas frío sobre  $M_{shock}$ , el gas calentado por colisiones es mantenido caliente por realimentación de AGNs, el suministro de gas y la formación estelar es interrumpida y las poblaciones estelares se vuelven pasivamente rojas y muertas. Fusiones pobres en gas extienden la secuencia roja hacia masas más grandes. En términos de masa estelar, la secuencia roja es extendida hacia masas estelares pequeñas debido a las galaxias satélites que comparten un halo en común.

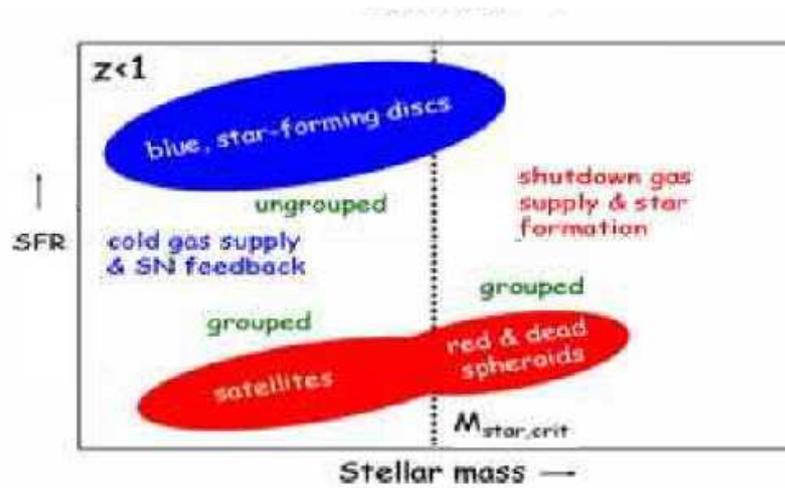


Figura 6.14: Ilustración esquemática del origen de la bimodalidad en SFR de las galaxias como función de la masa estelar. Más detalles en Dekel & Birnboim (2006).

El marco cosmológico que describe el crecimiento y cese de la formación estelar en las galaxias distingue tres clases de modelos (Hopkins et al. 2008, Figura 6.15, panel superior): el modelo de “fusión”, donde la formación estelar cesa después de la fusión mayor de un sistema rico en gas; el modelo de “cese por halo”, donde la formación estelar cesa después de que el halo alcanza una masa crítica  $M_Q$ , con la cual el gas alcanza una temperatura virial; y el modelo “secular”, donde procesos internos dados por la masa y/o tamaño de la galaxia  $M_*$  determinan la historia de formación estelar de ella. En los tres modelos, la formación estelar y la acreción de gas mueve los sistemas hacia galaxias y masas de halo más grande en la nube azul (regiones de color gris claro), y las fusiones pobres en gas mueven los sistemas hacia masas más grandes en la secuencia roja (regiones de color gris oscuro). Cabe señalar que esta dependencia entre masa estelar–masa halo no es lineal, y que la figura mostrada es un boceto ilustrativo. El panel inferior de la Figura 6.15 muestra un esquema cuantitativo de los modelos cosmológicos mencionados.

La división entre galaxias azules y rojas en el espacio masa de la galaxia–masa del halo es diferente para cada cada modelo cosmológico. Para los modelos “cese por halo” y “secular”, depende solamente de la masa del halo o masa de la galaxia, respectivamente. En el modelo de “fusión”, la línea de transición está inclinada, ya que la probabilidad de fusiones depende de la masa de la galaxia y del halo. Halos más masivos son más evolucionados, viven en regiones de mayor densidad y probablemente han acrecido otras galaxias, de modo que la fracción de galaxias rojas aumenta con la masa del halo. Además, para una masa de halo en particular, las fusiones son más eficientes para los sistemas de alta masa, de modo que la fracción de galaxias rojas también aumenta con la masa de la galaxia.

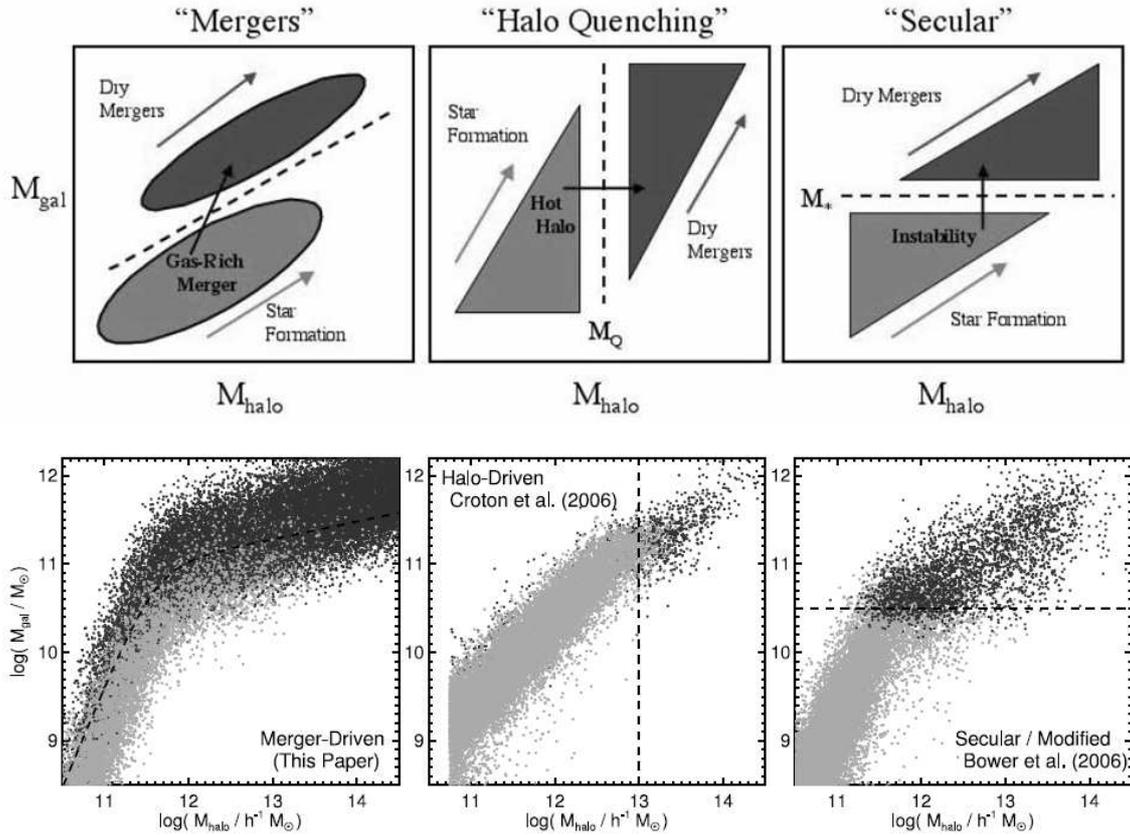


Figura 6.15: Panel superior: Ilustración cualitativa del crecimiento de las galaxias y cese de la formación estelar en tres modelos diferentes: un modelo de fusión, en el cual la formación estelar, en los sistemas ricos en gas, es cesada (por alguna razón) luego de una fusión mayor; un modelo de cese por halo, en el cual la formación estelar cesa uniformemente en los sistemas cuando su halo alcanza una masa crítica  $M_Q$  y entra en un modo de acreción de gas caliente; y un modelo secular, en el cual procesos galácticos internos (por ej. inestabilidades) determinan la formación estelar, independiente de procesos externos.— Panel inferior: Lo mismo que en el panel superior, pero mostrando las predicciones de los modelos cosmológicos. Las galaxias son coloreadas de acuerdo a si cada modelo predice si ellas estarían en la nube azul (color gris claro) o en la secuencia roja (color gris oscuro). El subpanel del medio es el modelo semianalítico de Croton et al. (2006), mientras que el subpanel derecho es una versión modificada del modelo semianalítico de Bower et al. (2006). Más detalles en Hopkins et al. (2008).

## CAPÍTULO 7

# CONCLUSIONES

Investigamos las propiedades físicas, formación estelar y actividad AGN en una muestra de 37 galaxias, con quiebre de Balmer, con líneas en emisión y distancias de  $0.045 < z < 0.93$ . Usando el ajuste de la SED, calculamos que la mayoría de las galaxias tienen masas en el rango  $10^{8.5} - 10^{10} M_{\odot}$ . Esta muestra forma parte de un proyecto piloto de un catálogo espectroscópico en el SXDF hasta  $z \sim 3$ , con el propósito de investigar el fin de la formación estelar en galaxias masivas.

De acuerdo a los diagramas de diagnóstico clásicos BPT (Kewley et al. 2006) y Lamareille (2010), encontramos 31 galaxias (84%) *star-forming*, 2 galaxias (5%) compuestas y 3 AGNs (8%; 2 Seyfert 2 y 1 LINER). Además, el diagrama MEx (Juneau et al. 2011) detectó uno de los tres AGNs encontrados por los diagramas anteriormente mencionados (una Seyfert 2).

Diecinueve de las galaxias de nuestra muestra tuvieron fotometría disponible en todas las bandas de IRAC/*Spitzer*. De acuerdo a los diagramas de diagnóstico en MIR (Stern et al. 2005; Lacy et al. 2007) encontramos que seis galaxias (32%) podrían albergar un AGN. Tres de estos objetos son las Seyfert 2 y LINER detectados por los diagramas BPT, mientras que las tres galaxias restantes fueron clasificadas como compuestas o *star-forming* por estos mismos diagramas. Esto sugiere que ellas podrían albergar un AGN oscurecido o que la actividad de formación estelar nuclear está enmascarando las características del AGN en el óptico.

Calculamos la SFR para cada una de las galaxias de la muestra usando cuatro parámetros diferentes: (1) la luminosidad de [OII] $\lambda 3727$ , (2) la luminosidad de  $H\alpha$ , (3) la luminosidad del UV, y (4) el ajuste de la SED con una SFH exponencialmente declinante. Encontramos que todos estos métodos daban resultados muy similares, observándose en nuestra muestra de galaxias una SFR entre de  $0.01 - 100 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ , siendo el promedio para toda la muestra  $3.16 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ .

La evolución cósmica de la densidad superficial de SFR ( $\Sigma_{SFR}$ ) fue comparada con la evolución cósmica de la densidad superficial de masa estelar por unidad de tiempo ( $\Sigma_{M_{*}/\tau}$ ), y encontramos que ambas cantidades se incrementan para las galaxias de épocas más remotas. A pesar de que nuestra muestra es pequeña, estos resultados están en buen acuerdo con las tendencias encontradas en otros catálogos, tales como SDSS y zCOSMOS (Silverman et al. 2009). Observamos también una fuerte correlación cuando comparamos SFR versus masa estelar, en donde las galaxias más masivas revelan valores de SFR más altos. Adicionalmente, se encontró la misma tendencia cuando comparamos muestras con diferentes corrimientos al rojo, siendo en este caso las galaxias de épocas más remotas las que mostraron en promedio valores de SFR más altos. Este resultado ya ha sido reportado para galaxias del SDSS (Brinchmann et al. 2004) y galaxias de GOODS (Elbaz et al. 2007; Daddi et al. 2007).

Cuando investigamos la relación SSFR versus masa estelar, encontramos que las galaxias menos masivas tuvieron valores de SSFR más altos que las galaxias más masivas. Además, para una masa determinada, las galaxias de épocas más remotas revelaron en promedio valores de SSFR mayores. Esta tendencia fue también reportada por Brinchmann et al. (2004), Rodighiero et al. (2010) y Karim et al. (2011), entre otros. Finalmente, comparamos SSFR versus color ( $u - B$ ) y encontramos que las galaxias más azules, correspondiendo a edades más jóvenes de los resultados del ajuste de la SED, tenían valores de SSFR mayores. Este resultado fue también reportado por Twite et al. (2012) y Bauer et al. (2011), pero nosotros también mostramos que para un color ( $u - B$ ) particular, las galaxias de épocas más remotas tuvieron en promedio valores de SSFR más altos.

Además, investigamos a través de sus líneas en emisión las propiedades físicas de una muestra de 64 galaxias, con quiebre de Balmer, a  $0 < z < 1.5$ , las cuales mostraron signos de formación estelar. También incluimos 8 galaxias, con quiebre de Balmer, con líneas anchas en emisión, en orden de explorar la contribución AGN hasta  $z = 3$ . Usando los ajustes de la SED, calculamos que la mayoría de las galaxias tienen masas estelares en el rango  $10^9 - 10^{11} M_{\odot}$ .

De las ocho galaxias con líneas anchas en emisión, cuatro de éstas tuvieron contrapartes en rayos-X. Además, hubo cuatro galaxias con líneas angostas en emisión con contraparte en rayos-X. De estas cuatro galaxias, dos mostraron la línea MgII  $\lambda 2796$ , 2803 en emisión, sugiriendo que ellas tienen actividad AGN, mientras que en las otras dos restantes esta línea quedó fuera de la cobertura espectral.

Cuarenta y nueve de nuestras galaxias tienen fotometría disponible en todas las bandas de IRAC/*Spitzer*. De acuerdo a los diagramas de diagnóstico en MIR, dieciséis galaxias (33%) podrían albergar un AGN. Siete de estos objetos son los AGNs con líneas anchas en emisión. Las restantes ocho fuentes podrían albergar un AGN oscurecido o la formación estelar nuclear puede estar enmascarado las líneas del AGN en la región óptica del espectro.

Para cada galaxia de esta muestra, la SFR fue calculada usando dos métodos: (1) la luminosidad de [OII]  $\lambda 3727$ , la luminosidad de  $H\beta$  o la luminosidad de  $H\alpha$ . y (2) el ajuste de la SED con una SFH exponencialmente decreciente. Ambos métodos entregaron resultados muy similares, con valores de SFR entre  $0.01$  y  $300 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . La muestra de galaxias del primer trabajo (Díaz Tello et al. 2013) fue también incluida para mejorar estadísticamente los resultados relacionados al análisis de la SFR.

La evolución en *redshift* de la SFR y SSFR fue investigada, encontrando que tanto la SFR y la SSFR incrementan con el *redshift*. Estos resultados están de acuerdo con aquellos reportados por Silverman et al. (2009) y Juneau et al. (2013). Estudiamos también las relaciones SFR–masa estelar y SSFR–masa estelar, encontrando la existencia de la conocida correlación y anticorrelación entre SFR y SSFR con la masa estelar, respectivamente. Se encontraron signos de una masa de quiebre en la secuencia *star-forming*, revelando la presencia de galaxias *post-starburst*, siendo este patrón también reportado por Salim et al. (2007), Schiminovich et al. (2007) y Drory & Alvarez (2008).

La evolución con el *redshift* de las relaciones SFR–masa estelar y SSFR–masa estelar fue estudiado, lo cual reveló que a una masa en particular las galaxias de épocas remotas tenían en promedio mayores valores de SFR y SSFR que las galaxias locales. Una tendencia similar también fue previamente reportada en la evolución de la masa de transición ( $M_{tr}$ ) de la SMF cuando es separada en galaxias *star-forming* y galaxias pasivas (Bundy et al. 2006; Hopkins et al. 2007). Finalmente, investigamos la evolución con el *redshift* de la relación SSFR–color ( $u - B$ ), encontrando que para un color particular, las galaxias de épocas remotas tenían valores más altos de SSFR que las galaxias locales. Evidencia de tal tendencia fue también reportada por Cooper et al. (2008) y Díaz Tello et al. (2013).

Aunque nuestra muestra es pequeña y, por consiguiente, posiblemente expuesta a fuertes efectos de selección, los resultados obtenidos estuvieron en buena concordancia con los de otros autores que usaron muestras mucho más grandes. Además, nuestra muestra tuvo la ventaja de ser seleccionada por sus emisiones en todas las bandas disponibles, desde la banda  $-u$  en la región UV hasta la banda  $-4.5 \mu\text{m}$  en la región MIR, favoreciendo de este modo la selección de galaxias con signos de actividad de formación estelar, tema de estudio en este trabajo. Una muestra más grande sería necesaria, sin embargo, para producir conclusiones estadísticamente más robustas.

## 7.1 EXPECTATIVAS

En base a los resultados encontrados en esta investigación, en particular a la posible existencia de una masa de quiebre en la secuencia *star-forming*, resulta interesante poder confirmar su presencia y ahondar en los procesos físicos que establecen esta cantidad y su evolución con el tiempo cósmico. Una muestra más grande y completa de galaxias *post-starburst* masivas en diferentes intervalos de *redshift* permitiría estimar con mejor exactitud el quiebre de la secuencia *star-forming*, mientras que datos más profundos en el MIR y en rayos-X permitirían investigar la presencia de actividad AGN como agente de realimentación y cese de la actividad de formación estelar.

Los modelos cosmológicos más actuales (Hopkins et al. 2008) establecen que el cese de la formación estelar por la fusión mayor de un sistema rico en gas formando un esferoide revelaría el quiebre en la relación masa halo–masa galaxia a una luminosidad característica  $\sim L_*$ . La escala física de este parámetro reflejaría el punto donde las fusiones mayores se vuelven eficientes. Por lo tanto, los sistemas crecerían ininterrumpidamente construyendo pseudobulbos de baja masa ( $\leq 10^{10} M_{\odot}$ ) vía inestabilidades de disco/barra o fusiones menores hasta alcanzar  $L_*$ , con masas y propiedades tales que

la probabilidad de fusión es máxima. Luego, el cese de la formación estelar en estos halos masivos cuasi-estáticamente calientes estaría suplementado por fuertes choques y realimentación del gas (ejemplos: choques de marea, vientos producidos por brotes de formación estelar, realimentación por quasar), lo cual extinguiría el enfriamiento del gas y establecería las condiciones de un halo dinámicamente caliente en sus regiones centrales. Entonces, sería también necesario investigar la presencia de todos estos procesos mediante observables. Imágenes profundas de alta resolución en óptico permitirían buscar indicios de fusiones, mientras que datos de alta resolución en radio permitirían trazar el gas frío y su cinemática.

# APÉNDICE A

## MODELOS DE SED AJUSTADOS

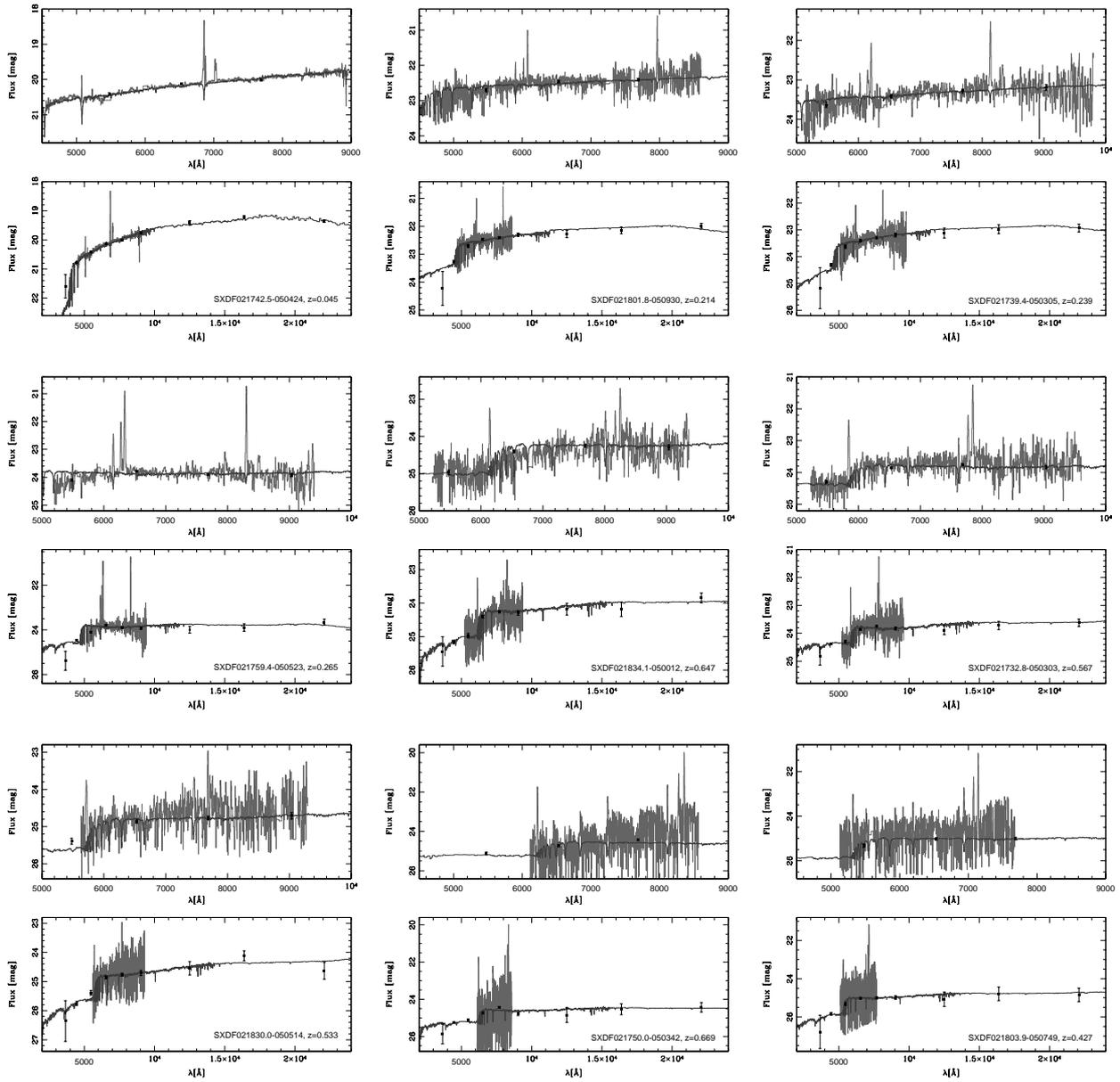


Figura A.1: Continuación de la Figura 3.6.

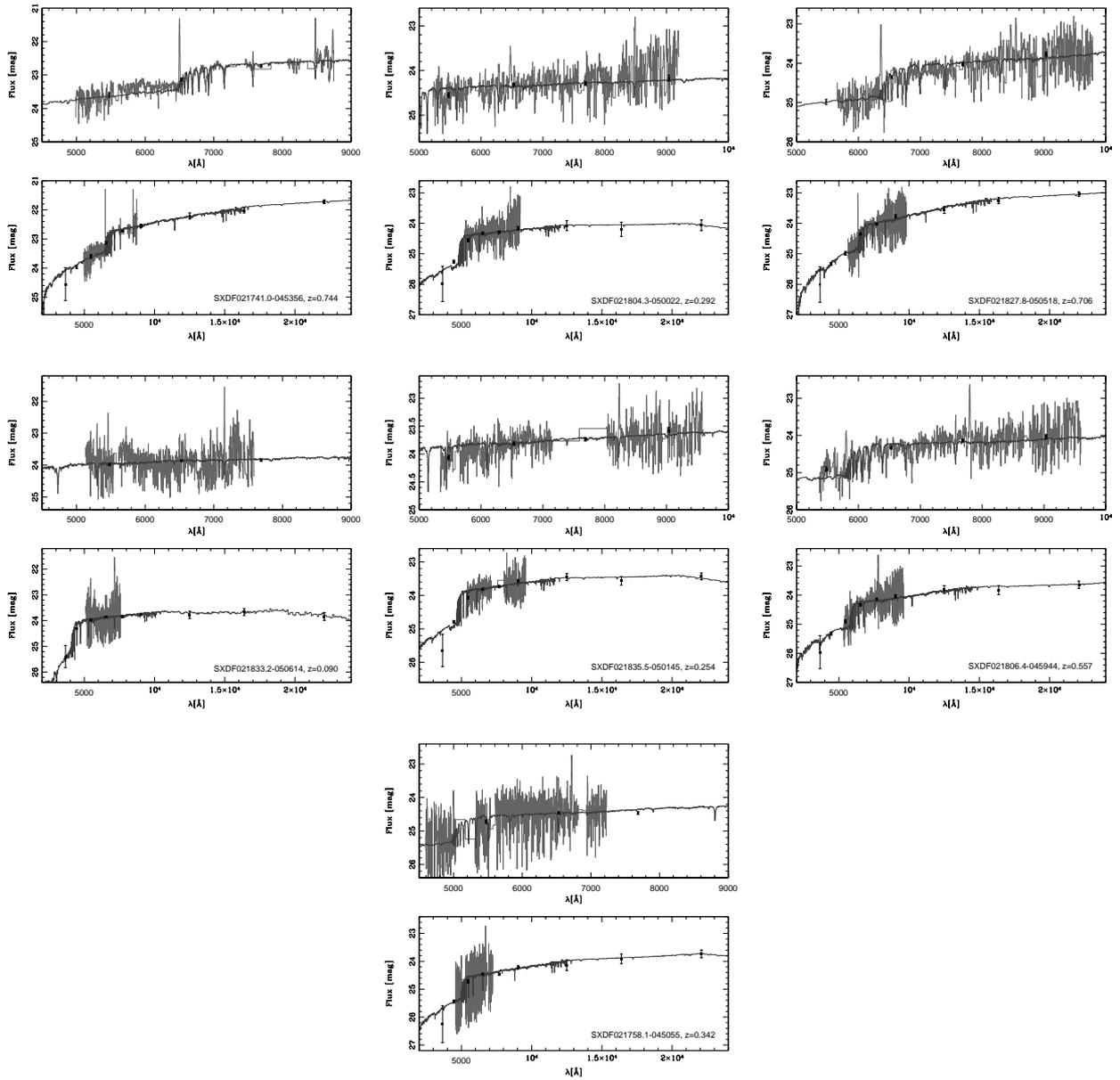


Figura A.1: –Continuación.

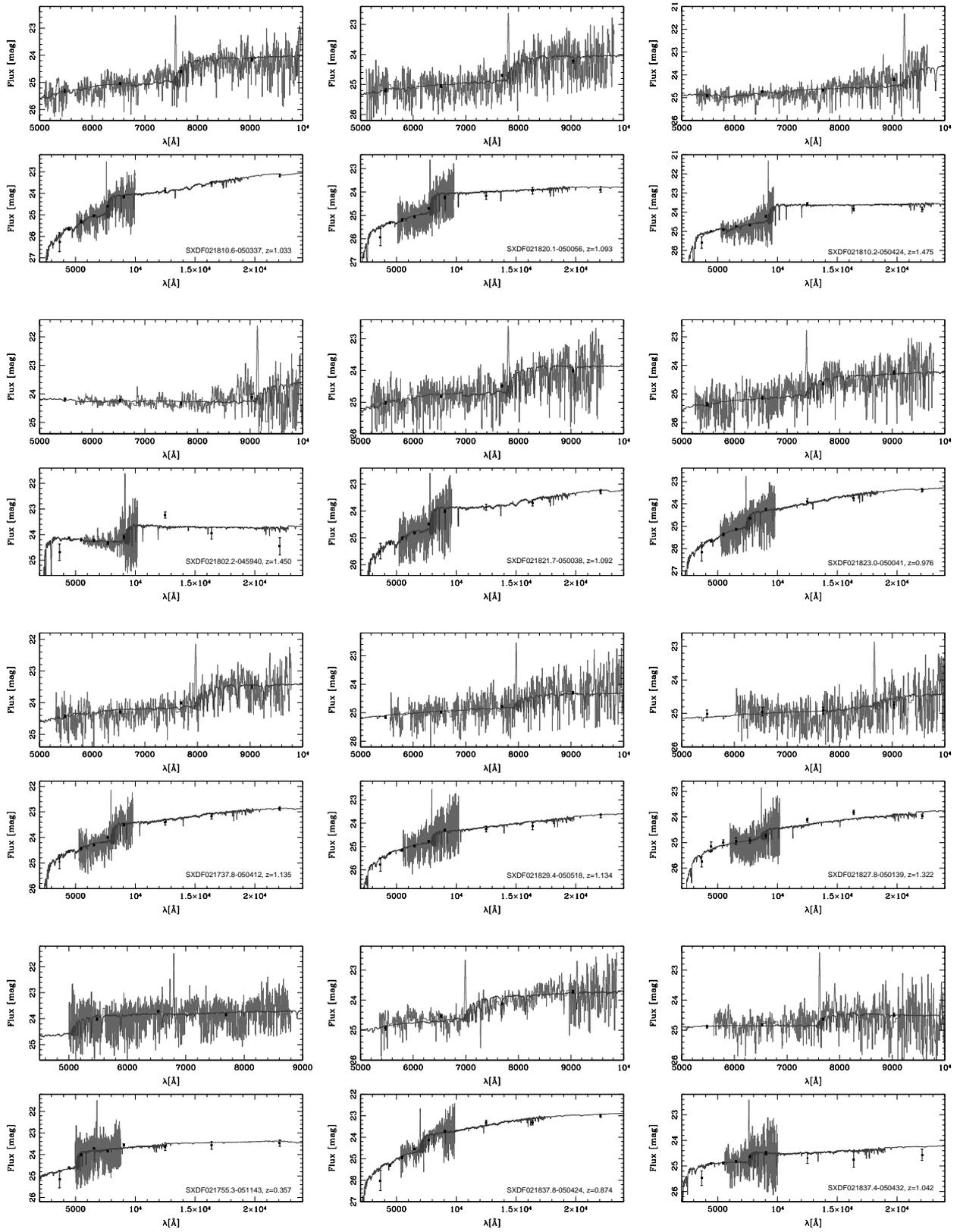


Figura A.2: Continuación de la Figura 3.7.

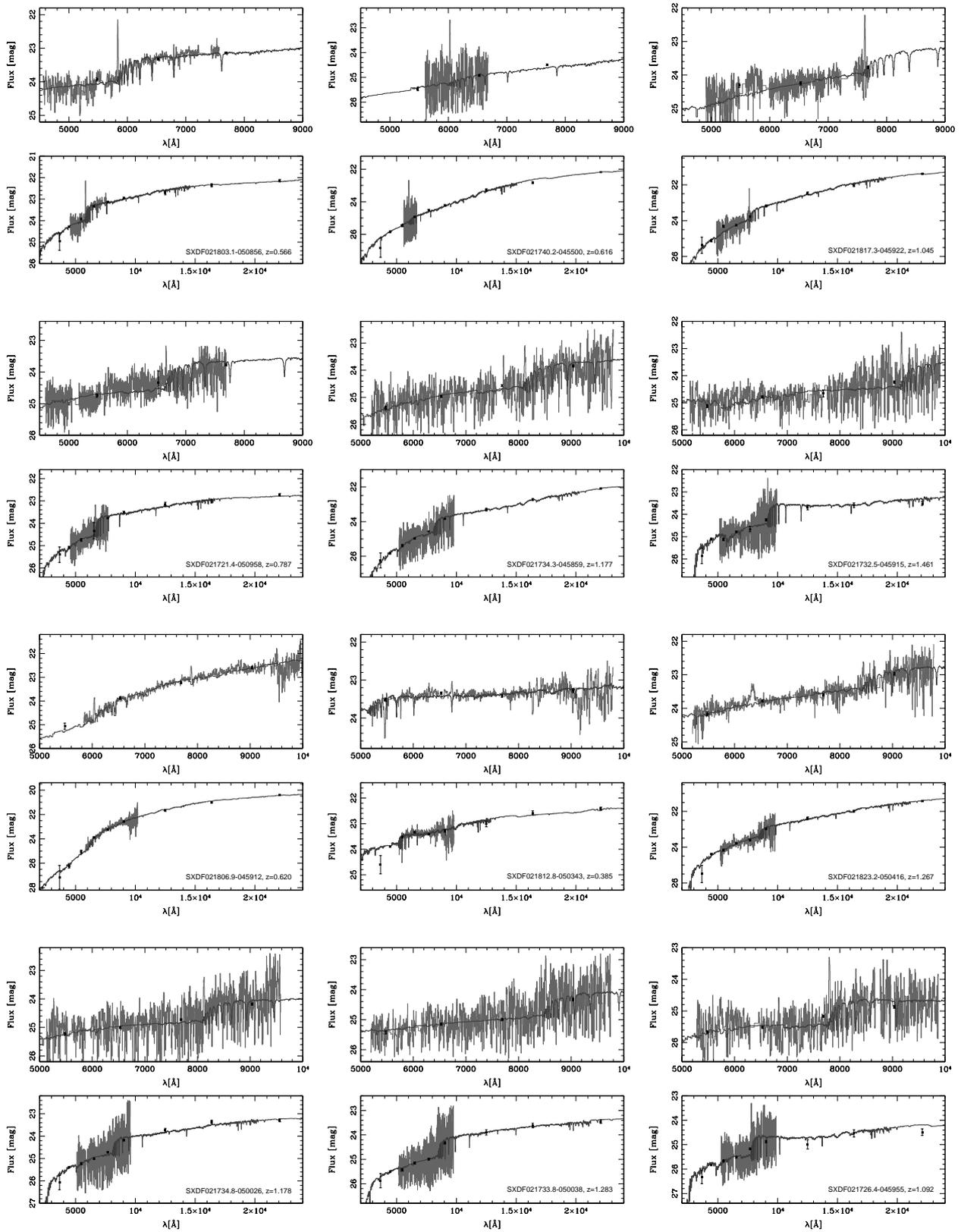


Figura A.2: –Continuación.

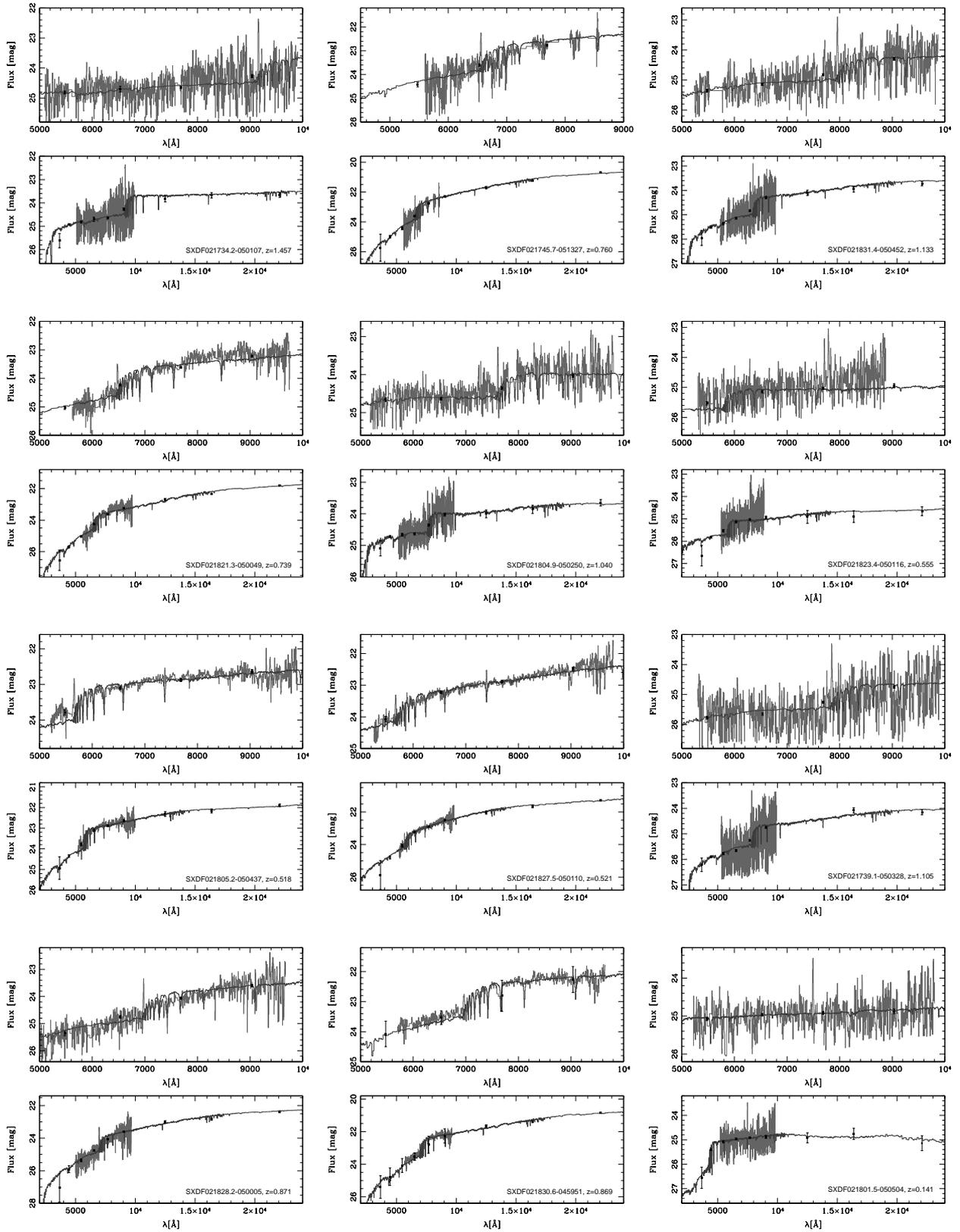


Figura A.2: –Continuación.

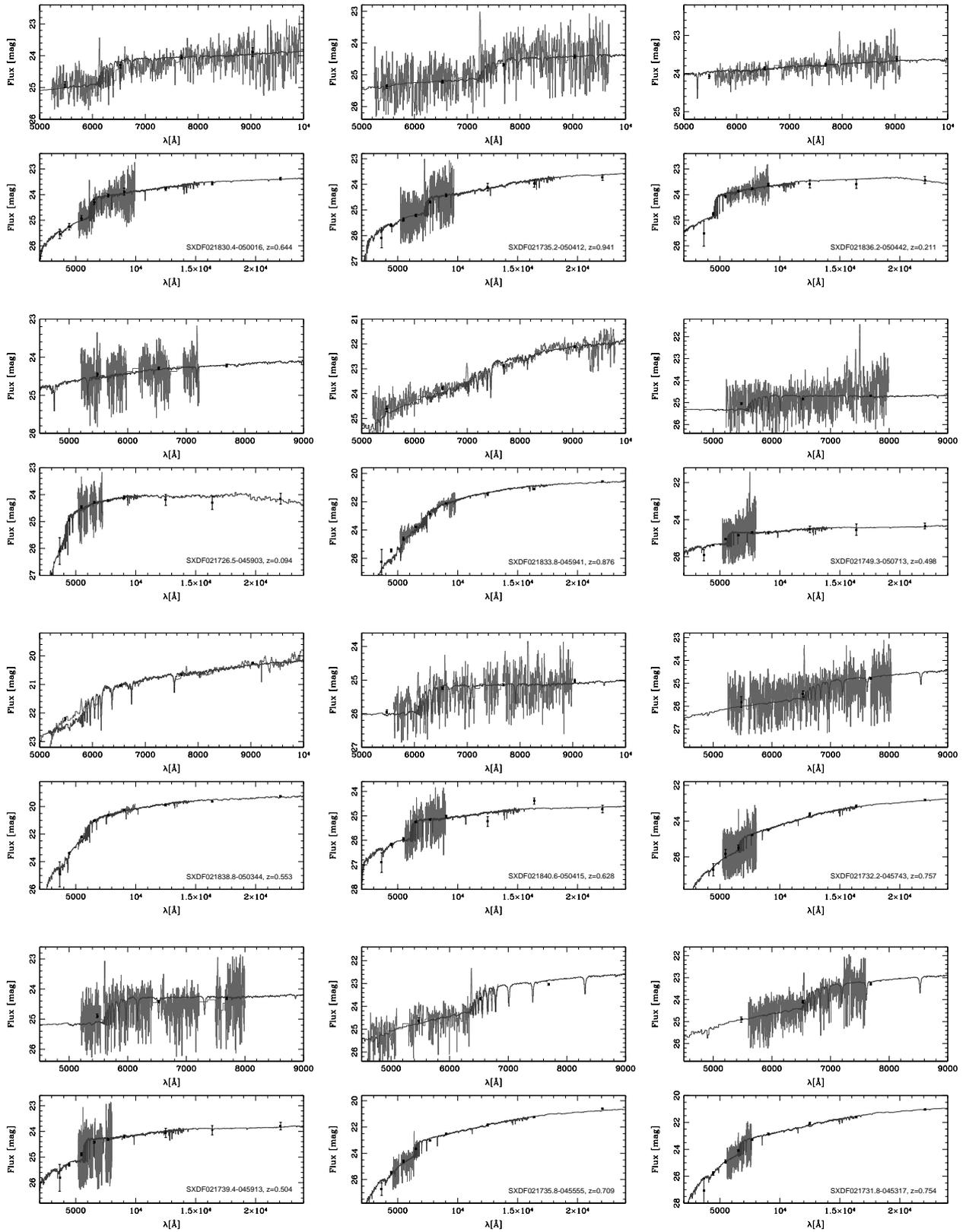


Figura A.2: –Continuación.

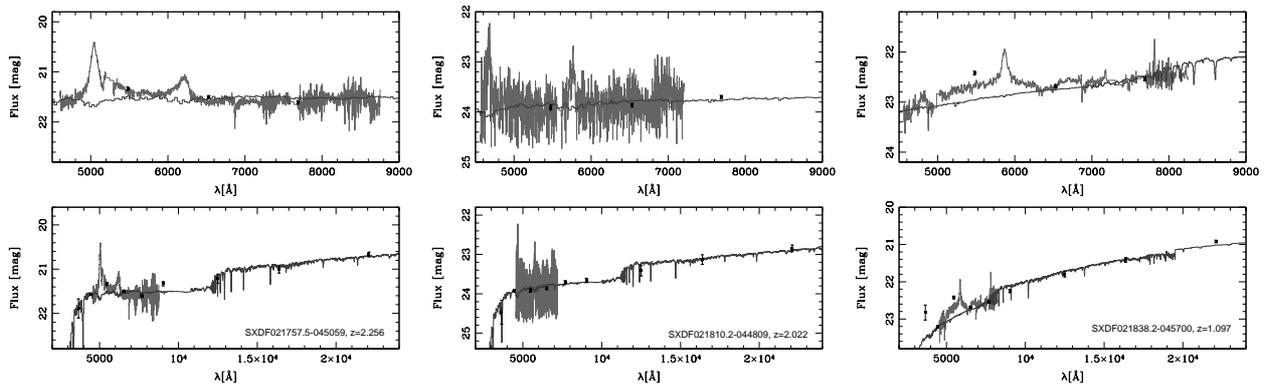


Figura A.2: –Continuación.

“No te olvides de agradecer por las victorias en tu vida,  
tal vez han sido pequeñas  
pero ellas te recuerdan que eres capaz de vencer.”

*Claudio Freidzon*

# AGRADECIMIENTOS

Esta investigación fue parcialmente soportada por el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas E Técnicas (CONICET, Argentina), the Japan Society for the Promotion of Science (JSPS) y la Comisión Nacional de Investigaciones Científicas Y Tecnológicas (CONICYT, Chile).

Agradezco especialmente a CONICET por la beca doctoral otorgada; a la Facultad de Matemática, Astronomía y Física de la UNC por mi aceptación en el programa de Doctorado; al personal docente del Instituto de Astronomía Teórica y Experimental por la enseñanza de sus conocimientos; y a mis directores de Tesis, Charly y Nelson, por su orientación durante el desarrollo de esta investigación.

# BIBLIOGRAFÍA

- Alonso-Herrero A., Pérez-González P., Alexander D. et al., 2006, *ApJ*, 640, 167
- Allende Prieto C., Lambert D. and Asplund M., 2001, *ApJ*, 556
- Baldry I., Glazebrook K., Brinchmann J. et al., 2004, *ApJ*, 600, 681
- Baldwin J., Phillips M. and Terlevich R., 1981, *PASP*, 93, 5
- Ballo L., Cristiani S., Fasano G. et al., 2007, *ApJ*, 667, 97
- Barcons X., Carrera F., Ceballos M. et al., 2007, *A&A*, 476, 1191
- Barth A., Greene J. and Ho L., 2008, *AJ*, 136, 1179
- Bauer A., Drory N., Hill G. et al., 2005, *ApJ*, 621, 89
- Bauer A., Conselice C., Pérez-González P. et al., 2011, *MNRAS*, 417, 289
- Bennert V., Auger M., Treu T. et al., 2011, *ApJ*, 742, 107
- Bertin E. & Arnouts S., 1996, *A&AS*, 317, 393
- Bond J., Kofman L. and Pogosyan D., 1996, *Natur*, 380, 603
- Borch A., Meisenheimer K., Bell E. et al., 2006, *A&A*, 453, 869
- Bouchet P., Lequeux J., Maurice E. et al., 1985, *A&A*, 149, 330
- Bower R., Benson A., Malbon R. et al., 2006, *MNRAS*, 370, 645
- Brinchmann J. & Ellis R., 2000, *ApJ*, 536, 77
- Brinchmann J., Charlot S., White S. et al., 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- Brusa M., Civano F., Comastri A. et al., 2010, *ApJ*, 716, 348
- Bruzual G. & Charlot S., 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Bundy K., Ellis R., Conselice C. et al., 2006, *ApJ*, 651, 120
- Caccianiga A., Severgnini P., Della Ceca R. et al., 2007, *A&A*, 470, 557
- Calzetti D., Kinney A. and Storchi-Bergmann, 1994, *ApJ*, 429, 582
- Calzetti D., Armus L., Bohlin R. C. et al., 2000, *ApJ*, 533, 682
- Cappi M., Panessa F., Dadina M. et al., 2006, *A&A*, 446, 459
- Chabrier G., 2003, *PASP*, 115, 763
- Cole S., Lacey C., Baugh C. et al., 2000, *MNRAS*, 319, 168
- Colina L., Gonzalez Delgado R., Mas-Hesse J. et al., 2002, *ApJ*, 579, 545
- Colless M., Dalton G., Maddox S. et al., 2001, *MNRAS*, 328, 1039
- Cooper M., Newman J., Weiner B. et al., 2008, *MNRAS*, 383, 1058
- Cowie L. & Barger A., 2008, *ApJ*, 686, 72
- Cowie L., Songaila A., Hu E. et al., 1996, *AJ*, 112, 839

- Croton D., Springel V., White S. et al., 2006, MNRAS, 365, 11
- Cucciati O., Tresse L., Ilbert O. et al., 2012, A&A, 539, 31
- Daddi E., Cimatti A., Renzini A. et al., 2004, ApJ, 617, 746
- Daddi E., Dickinson M., Morrison G. et al., 2007, ApJ, 670, 156
- Davé R., Oppenheimer B. and Finlator K., 2011, MNRAS, 415, 11
- Davis M., Efstathiou G., Frenk C. et al., 1985, ApJ, 292, 371
- Dekel A. & Birnboim Y., 2006, MNRAS, 368, 2
- Díaz Tello J., Donzelli C., Padilla N. et al., 2013, ApJ, 771, 7
- Donley J., Rieke G., Perez-Gonzalez P. et al., 2007, ApJ, 660, 167
- Driver S., Allen P., Graham A. et al., 2006, MNRAS, 368, 414
- Drory N. & Alvarez M., 2008, ApJ, 680, 41
- Dutton A., Van den Bosch F. and Dekel A., 2010, MNRAS, 405, 1690
- Eckart M., McGreer I., Stern D. et al., 2010, ApJ, 708, 584
- Efstathiou G., Moody S., Peacock J. et al., 2002, MNRAS, 330, 29
- Elbaz D., Daddi E., Le Borgne D. et al., 2007, A&A, 468, 33
- Fanaroff B. & Riley J., 1974, MNRAS, 167, 31
- Fontana A., Salimbeni S., Grazian A. et al., 2006, A&A, 459, 745
- Finlator K., Davé R., Papovich C. et al., 2006, ApJ, 639, 672
- Fitzpatrick E., 1986, AJ, 92, 1068
- Fitzpatrick E., 1999, PASP, 111, 63
- Franceschini A., Rodighiero G., Cassata P. et al, 2006, A&A, 453, 397
- Furusawa H., Kosugi G., Akiyama M. et al., 2008, ApJS, 176, 1
- Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J. et al., 2005, MNRAS, 362, 41
- Gaskell C. & Ferland G., 1984, PASP, 96, 393
- Georgakakis A., Nandra K., Yan R. et al., 2008, MNRAS, 385, 2049
- Giallongo E., Salimbeni S., Menci N. et al., 2005, ApJ, 622, 116
- González V., Labbé I., Bouwens R. et al., 2010, ApJ, 713, 115
- Goulding A. & Alexander D., 2009, MNRAS, 398, 1165
- Goulding A., Alexander D., Lehmer B. et al., 2010, MNRAS, 406, 597
- Greene J. & Ho L, 2004, ApJ, 610, 722
- Greene J. & Ho L., 2007, ApJ, 670, 92
- Hanami H., Ishigaki T., Fujishiro N. et al., 2012, PASJ, 64, 70
- Ho L., 2005, ApJ, 629, 680

- Hopkins A., Miller C., Nichol R. et al., 2003, *ApJ*, 599, 971
- Hopkins A., 2004, *ApJ*, 615, 209
- Hopkins A., 2007, *ApJ*, 654, 1175
- Hopkins P., Bundy K., Hernquist L. et al., 2007, *ApJ*, 659, 976
- Hopkins P., Cox T., Keres D. et al., 2008, *ApJS*, 175, 390
- Jones D., Read M., Saunders W. et al., 2009, *MNRAS*, 399, 683
- Juneau S., Dickinson M., Alexander D. M. et al., 2011, *ApJ*, 736, 104
- Juneau S., Dickinson M., Bournaud F. et al., 2013, *ApJ*, 764, 176
- Karim A., Schinnerer E., Martinez-Sansigre A. et al., 2011, *ApJ*, 730, 61
- Kauffmann G., Heckman T., Tremonti C. et al., 2003a, *MNRAS*, 346, 1055
- Kauffmann G., Heckman T., White S. et al., 2003b, *MNRAS*, 341, 54
- Kennicutt R., 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt R., Hao C., Calzetti D. et al., 2009, *ApJ*, 703, 1672
- Kewley L., Heisler C., Dopita M. et al., 2001, *ApJS*, 132, 37
- Kewley L., Geller M. and Jansen R., 2004, *AJ*, 127, 2002
- Kewley L., Groves B., Kauffmann G. et al., 2006, *MNRAS*, 372, 961
- Kim M., Ho L and Im M., 2006, *ApJ*, 642, 702
- Kiuchi G., Ohta K., Akiyama M. et al., 2006, *ApJ*, 647, 892
- Kobulnicky H. & Kewley L., 2004, *ApJ*, 617, 240
- Kriek M., Van der Wel A., Van Dokkum P. et al., 2008, *ApJ*, 682, 896
- Lacy M., Storrie-Lombardi L., Sajina A. et al., 2004, *ApJS*, 154, 166
- Lacy M., Petric A., Sajina A. et al., 2007, *AJ*, 133, 186
- Lagos C., Cora S. and Padilla N., 2008, *MNRAS*, 388, 587
- Lamareille F., Brinchmann J., Contini T. et al., 2009, *A&A*, 495, 53
- Lamareille F., 2010, *A&A*, 509, 53
- Laurent O., Mirabel I., Charmandaris V. et al., 2000, *A&A*, 359, 887
- Lawrence A., Warren S., Almaini O. et al., 2007, *MNRAS*, 379, 1599
- Lilly S., Carollo M. and Stockton A., 2003, *ApJ*, 597, 730
- Lilly S., Tresse L., Hammer F. et al., 1995, *ApJ*, 455, 108
- Madau P., Ferguson H., Dickinson M. et al., 1996, *MNRAS*, 283, 1388
- Maiolino R. & Risaliti G., 2007, *ASPC*, 373, 447
- Marchesini D., Van Dokkum P., Forster Schreiber N. et al., 2009, *ApJ*, 701, 1765
- McGaugh S., 1991, *ApJ*, 380, 140

- Mendez A., Coil A., Lotz J. et al., 2011, *ApJ*, 736, 110
- Morelli L., Calvi V., Cardullo A. et al., 2012, *A&A*, 544, 74
- Nagashima M. & Yoshii Y., 2004, *ApJ*, 610, 23
- Nagao T., Maiolino R. and Marconi A., 2006, *A&A*, 459, 85
- Osterbrock D., 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* (Mill Valley, CA: Univ. Science Books)
- Pagel B., Edmunds M., Blackwell D. et al., 1979, *MNRAS*, 189, 95
- Pannella M., Gabasch A., Goranova G. et al., 2009, *ApJ*, 701, 787
- Pastoriza M., Donzelli C. and Bonatto C., 1999, *A&A*, 347, 55
- Papovich C., Moustakas L. A., Dickinson M. et al., 2006, *ApJ*, 640, 92
- Pérez-González P., Rieke G., Egami E. et al., 2005, *ApJ*, 630, 82
- Pérez-González P., Rieke G., Villar V. et al. 2008, *ApJ*, 675, 234
- Perlmutter S., Aldering G., Goldhaber G. et al., 1999, *ApJ*, 517, 565
- Polletta M. del C., Wilkes B., Siana B. et al., 2006, *ApJ*, 642, 673
- Povic M., Sánchez-Portal M., Pérez García A. et al., 2012, *A&A*, 541, 118
- Riess A., Filippenko A., Challis P. et al., 1998, *AJ*, 116, 1009
- Rodighiero G., Cimatti A., Gruppioni C. et al., 2010, *A&A*, 518, 25
- Rudnick G., Labbé I., Forster Schreiber N. et al., 2006, *ApJ*, 650, 624
- Salim S., Rich R., Charlot S. et al., 2007, *ApJS*, 173, 267
- Salim S., Fang J., Rich M. et al., 2012, *ApJ*, 755, 105
- Salpeter E., 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sánchez S., Jahnke K., Wisotzki L. et al., 2004, *ApJ*, 614, 586
- Santini P., Fontana A., Grazian A. et al., 2009, *A&A*, 504, 751
- Schawinski K., Thomas D., Sarzi M. et al., 2007, *MNRAS*, 382, 1415
- Schawinski K., Lintott T., Thomas D. et al., 2009, *ApJ*, 690, 1672
- Schimonovich D., Wyder T., Martin D. et al., 2007, *ApJS*, 173, 315
- Schweitzer M., Lutz D., Sturm E. et al., 2006, *ApJ*, 649, 79
- Seth A., Agueros M., Lee D. et al., 2008, *ApJ*, 678, 116
- Silverman J., Lamareille F., Maier C. et al., 2009, *ApJ*, 696, 396
- Smith J., Tucker D., Douglas L. et al., 2002, *AJ*, 123
- Smith J., Draine B., Dale D. et al., 2007, *ApJ*, 656, 770
- Spergel D., Verde L., Peiris H. et al., 2003, *ApJS*, 148, 175
- Stark D., Schenker M., Ellis R. et al., 2013, *ApJ*, 763, 129
- Stein W., Odell S. and Strittmatter P., 1976, *ARA&A*, 14, 173

- Stern D., Eisenhart P., Gorjian V. et al., 2005, ApJ, 631, 163
- Strateva I., Ivezić Z., Knapp G. et al., 2001, AJ, 122, 1861
- Szokoly G., Bergeron J., Hasinger G. et al., 2004, ApJS, 155, 271
- Tremonti C., Heckman T., Kauffmann G. et al., 2004, ApJ, 613, 898
- Twite J., Conselice C., Buitrago F. et al., 2012, MNRAS, 420, 1061
- Ueda Y., Watson M., Stewart I. et al., 2008, ApJS, 179, 124
- Urry C. & Padovani P., 1995, PASP, 107, 803
- Veilleux S. & Osterbrock D., 1987, ApJS, 63, 295
- Watson M., Schroder A., Fyfe D. et al., 2009, A&A, 493, 339
- Weedman D., Poletta M., Lonsdale C. et al., 2006, ApJ, 653, 101
- Weinberg D., Hernquist L. and Katz N., 2002, ApJ, 571, 15
- Weiner B., Phillips A., Faber S. et al., 2005, ApJ, 620, 595
- Weinmann S., Neistein E. and Dekel A., 2011, MNRAS, 417, 2737
- Werner M., Roellig T., Low F. et al., 2004, ApJS, 154, 1
- Whitaker K., Van Dokkum P., Brammer G. et al., 2012, ApJL, 754, 29
- White S., Frenk C., Davis M. et al., 1987, ApJ, 313, 505
- Wright S., Larkin J., Graham J. et al., 2010, ApJ, 711, 1291
- Yan R., Ho L., Newman J. et al., 2011, ApJ, 728, 38

“Si sabes lo que vales, sale y consigue lo que mereces,  
pero debes estar dispuesto a aguantar los golpes,  
y no decir que no estas donde deberías estar  
por élla, por él o por nadie,  
los cobardes hacen eso y tu no lo eres,  
tu eres mejor que eso.”

*Silvester Stallone*