



Universidad Nacional de La Plata  
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis para obtener el grado académico de  
Licenciatura en Astronomía

ESTUDIO DE LA RELACIÓN MASA METALICIDAD DE  
GALAXIAS

Florencia Collacchioni

Directora: Dra. Sofía A. Cora  
Codirectora: Dra. Claudia Lagos

LA PLATA, ARGENTINA  
- MARZO DE 2016 -

# Resumen

En este trabajo nos proponemos estudiar la relación masa-metalicidad de galaxias, la cual relaciona la masa estelar y la metalicidad de la fase gaseosa de las galaxias, y su evolución con el *redshift*. Esta relación, a su vez, se desprende de una relación fundamental de metalicidad, que relaciona la masa estelar, la metalicidad de la fase gaseosa y la tasa de formación estelar. Esta última, encontrada por Mannucci et al. (2010), no presenta evolución con el redshift hasta  $z \sim 2.5$ , mientras que la relación masa-metalicidad se encuentra afectada por el redshift.

Analizamos ambas relaciones con un modelo híbrido que combina un modelo semi-analítico de formación y evolución de galaxias con simulaciones cosmológicas  $N$ -cuerpos. En nuestro estudio, no sólo no encontramos evolución de la relación fundamental sino que tampoco encontramos evolución en la relación masa-metalicidad, al menos hasta  $z = 4$ . A su vez, analizamos la dispersión encontrada en la relación masa-metalicidad, para tratar de determinar los factores que intervienen, encontrando que ni la tasa de formación estelar ni la fracción de gas pueden explicarla, por lo que concluimos que es el resultado de una dispersión intrínseca de las propiedades de las galaxias.

El modelo es testeado con datos observacionales (Tremonti et al., 2004; Andrews & Martini, 2013; Troncoso et al., 2014), así como también con ajustes de datos observacionales (Behroozi et al., 2013). Encontramos que hasta  $z \sim 2$  el modelo tiene buen acuerdo con las observaciones, aunque a partir de este redshift no es bueno el ajuste. Concluimos que una posible explicación es que el modelo genere galaxias que a alto redshift ya alcanzan la metalicidad observada a redshift  $z = 0$ , haciendo que no esté en acuerdo con las observaciones y, por lo tanto, no veamos evolución en ninguna relación.

**Palabras clave:** galaxias: formación - galaxias: evolución - métodos: numéricos

# Agradecimientos

Más allá del tema elegido para la elaboración de una tesis, el tiempo que lleve o cualquier otro factor que la determine, creo que ninguna otra sección es más complicada de escribir como los agradecimientos. Porque, siendo honestos, alguien puede ayudarte con la redacción, con la gerencia del área, pero nadie puede ayudarte a expresar cuán agradecido estás con todas las personas que te ayudaron todos estos años. Veamos qué sale.

Quiero agradecer a la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas. El hecho de haber podido estudiar en una facultad pública hizo que pudiera por un lado estudiar una carrera universitaria y por otro estudiar la carrera que yo quería y sigo eligiendo.

Asimismo, quiero darle las gracias a Sofía. Valoro y agradezco muchísimo toda la ayuda que me brindó para poder realizar esta tesis, los mails a cualquier hora, las llamadas de Skype hasta la una de la mañana, la pila de gráficos analizados, toda la paciencia que me tuvo. También le doy las gracias a Claudia que, a pesar de la lejanía, supo ayudarme a ver otro enfoque de las cosas y a generarme nuevas preguntas. Así como a Tomás, por las charlas, los chistes, las bancadas mutuas las últimas semanas cuando se quería liquidar todo de una vez y algo nuevo aparecía; y al Tuna, que con toda su buena onda me ayudó a que me funcionen los programas (bendito cgcolor!). Tampoco quiero dejar de recordar y agradecer a Josefa, que aunque el tiempo compartido haya sido demasiado corto, supo contagiarme su entusiasmo.

Gracias a Caro, Anto y Mary que, a pesar de las distancias y las nerdeadas, siguen a mi lado como siempre.

Agradezco a Lauti, por estar siempre ahí cuando lo necesitaba, en los momentos de estrés y de festejo; para cocinarme, darme ánimos y levantarme cuando me sentía abatida. Por todas las cosas que son melosas y no tanto, por lo que las palabras no llegan a decir.

Conocer gente nueva a veces no es fácil, pero muchas personas lo hicieron parecer así. Como Ceci, Caro, Kei, Manu, Peco, Iri y Pau, que entre mate va, mate viene; entre comidas, charlas y salidas; entre "dale bola a este tema" y "abrigate que hace frío"; entre momentos lindos y feos, me acompañaron en este viaje y me enseñaron que hay vida en paralelo con la facultad (y compartida es mejor). O como Ani, que sin su sus mates y compañía, sin sus "dale, estudiamos un ratito esto así nos lo sacamos de encima", sin su hombro para llorar por los fracasos ni sus abrazos (y comidas) para festejar los aciertos, no sólo hubiera tardado el doble sino que no habría sido tan feliz como lo fui. Por eso, chicas, gracias por haber sido mis compañeras de estudio, mis colegas, mis amigas.

Gracias a las personas que me encontré en INTI, por todas las experiencias y aprendizajes. Hicieron que pudiera ver con otros ojos el mundo que me rodea y me dieron herramientas para poder luchar por mis convicciones.

---

Y claro, agradezco a mis papás. Por dejarme elegir y moldear mi vida a mi gusto, y bancarme en las decisiones que tomara. A mi Viejo que, por más que no pudo estar acá conmigo, me enseñó a no dejar caer los brazos; y a mi Mamá que sin todo su apoyo incondicional y esfuerzo no hubiera podido llegar hasta acá.

En definitiva, agradezco a toda la gente que me dio ánimos y se acordó de mi a pesar del encierro. A todas aquellas personas que hayan pasado por mi vida y dejaron su huella. Sin ustedes no sería quien soy ahora.

Gracias.

# Índice general

|  |            |
|--|------------|
| <b>Resumen</b>   | <b>II</b>  |
| <b>Agradecimientos</b>   | <b>III</b> |
| <b>1. Introducción</b>   | <b>1</b>   |
| <b>2. Descripción del modelo</b>   | <b>4</b>   |
| 2.1. Simulación cosmológica $N$ -cuerpos . . . . .                       | 4          |
| 2.2. Principales características del modelo semi-analítico SAG . . . . . | 4          |
| 2.2.1. Modelo de enriquecimiento químico . . . . .                       | 5          |
| 2.2.2. Calibración del modelo SAG . . . . .                              | 7          |
| <b>3. La Relación Fundamental de Metalicidad</b>                         | <b>9</b>   |
| 3.1. Tasa de formación estelar y masa estelar . . . . .                  | 10         |
| 3.2. Análisis de la FMR . . . . .  | 17         |
| <b>4. La Relación Masa-Metalicidad</b>                                   | <b>21</b>  |
| 4.1. Análisis de la MZR . . . . .  | 21         |
| 4.2. Importancia de la SFR en la MZR . . . . .                           | 27         |
| 4.3. Masa de gas y su relación con la MZR . . . . .                      | 29         |
| <b>5. Conclusiones</b>   | <b>35</b>  |

# Capítulo 1

## Introducción

El análisis de la metalicidad de la fase gaseosa en función de la masa estelar es una herramienta importante a la hora de analizar la evolución de las galaxias locales y a alto corrimiento al rojo (*redshift*). De este análisis se obtiene la relación masa estelar-metalicidad (MZR), en la cual las galaxias más masivas tienen metalicidades más altas. Se encuentra observacionalmente que esta relación evoluciona con el redshift, sugiriendo que en una época más temprana las galaxias tenían metalicidades menores a las actuales.

Mannucci et al. (2010) encontraron que la MZR observada en el Universo local es debida a una relación más general entre la masa estelar, la metalicidad de la fase gaseosa y la tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés). A partir de la misma, se observa que a bajas masas estelares la metalicidad decrece abruptamente con el aumento de la SFR, mientras que a altas masas la metalicidad no depende de la SFR. Esta relación de metalicidad fundamental (FMR, por sus siglas en inglés) local definida por galaxias del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) es seguida por galaxias encontradas hasta un redshift  $z \sim 2.5$ , sin presentar indicios de evolución. Se cree que la evolución de la MZR observada hasta  $z \sim 2.5$  se debe al hecho de que, a medida que aumenta el redshift, se seleccionan galaxias con SFR progresivamente más grandes, y por lo tanto, metalicidades más bajas. El hecho que se seleccionen galaxias con SFR más alta a medida que aumenta el redshift está relacionado no sólo a un efecto de selección, ya que las de mayor SFR son más fáciles de observar por ser más brillantes, sino que se encuentra que fijada la masa estelar, las galaxias tienen SFR más alta al aumentar el redshift (Daddi et al., 2007). De esta forma, la evolución encontrada en la MZR se debería tanto a un efecto de selección como a un efecto físico que sufren las galaxias a alto redshift. Por otro lado, se ha encontrado una evolución significativa de la FMR para  $z > 3$  en la cual las galaxias son extremadamente pobres en metales (Mannucci et al., 2010; Troncoso et al., 2014). El desarrollo de esta relación y su evolución es atribuido a una compleja interacción entre la caída de gas pobre en metales hacia las galaxias y eyecciones de gas enriquecido químicamente, como ha sido sugerido a partir de observaciones del gas atómico y su relación con la metalicidad de las galaxias (Bothwell et al., 2013).

Por otra parte, los estudios teóricos basados en el uso de distintas simulaciones numéricas no detectan evolución ni en la MZR ni en la FMR. De Rossi et al. (2015) analizan galaxias centrales de las simulaciones cosmológicas de GIMIC (*Galaxies Intergalactic Medium Calculation*), encontrando que hasta  $z = 3$  la MZR no presenta evolución, excepto para masas  $M_* \sim 10^{10.5} M_\odot$  en donde aparece un indicio de evolución, aunque débil ( $\sim 0.2$  dex). Al realizar este análisis sumando las galaxias satélites, la dispersión aumenta a  $\sim 0.4$  dex, pero sigue sin reproducir la dispersión encontrada en las observaciones ( $\sim 1$  dex). También imitaron los procedimientos de Maiolino et al. (2008) al usar los mismos valores de redshift para el análisis y estimando el cociente O/H dentro de los radios observados por estos para cada redshift,

---

tratando de encontrar un mejor ajuste con las observaciones, pero sólo consiguieron una dispersión de  $\sim 0.2 - 0.3$  dex, con lo que tampoco estarían viendo una evolución de la relación. Yates et al. (2012) analizan la evolución de cuatro galaxias representativas de la simulación L-GALAXIES desde  $z = 2$  a  $z = 0$  ( $\log(M_*) = 8.55, 9.49, 10.91$  y  $11.06$ ) y las comparan con la dispersión hallada por la simulación a  $z = 0$ , encontrando dos comportamientos distintos dependiendo de la masa estelar. Para  $M_* > 10^{10} M_\odot$ , las galaxias aumentan su metalicidad de manera regular, sin saltos, mientras que para  $M_* < 10^{10} M_\odot$  las galaxias aumentan su metalicidad de forma más errática, lo cual podría ser responsable de la dispersión en la MZR hallada a  $z = 0$ . En ambos casos, los rangos de masa no presentan una evolución de la relación con el redshift. Por lo tanto, en las simulaciones numéricas, las galaxias evolucionarían sobre la MZR actual, en lugar de comenzar con metalicidades por debajo de ésta como sugieren las observaciones. En este sentido, habría un enriquecimiento sumamente rápido del gas frío de las galaxias que causaría la falta de evolución. También se han comparado resultados de modelos semi-analíticos y simulaciones SPH (*Smoothed Particle Hydrodynamics*) para  $M_* \sim 9.5 M_\odot$ , encontrándose que los modelos fallan en reproducir la evolución en la MZR hallada observacionalmente; esta discrepancia entre modelos y observación podría deberse a que el crecimiento de las galaxias del modelo a alto redshift es demasiado eficiente, causando que las galaxias se acomoden en la MZR correspondiente a  $z = 0$  en épocas demasiado tempranas (Weinmann et al., 2012).

Considerando los resultados observacionales, se han estudiado otros factores que podrían ser responsables de la evolución en la MZR. Se analizaron candidatos como el contenido gaseoso, medido en fracción de gas, la tasa de formación estelar específica (sSFR) y la eficiencia de formación estelar (SFE, por sus siglas en inglés) (Mannucci et al., 2010; Santini et al., 2014; Bothwell et al., 2013). La sSFR se define como el cociente de la SFR con la masa estelar, mientras que la SFE es el cociente entre la masa de gas y la SFR ( $SFE = M_{\text{gas}}/SFR$ ).

Un resultado importante es que la fracción de gas decrece con la masa estelar. El reservorio de gas frío se ve reducido por la conversión de gas frío a estrellas, y por la retroalimentación (*feedback*) energética y química (el feedback producido por explosiones de supernovas afectan especialmente a las galaxias de baja masa, mientras que el producido por núcleos galácticos activos previenen el enfriamiento del gas en galaxias contenidas por los halos más masivos). Por otro lado, la relación entre la fracción de gas y la masa estelar aumenta con la SFR, sin observar evolución con el redshift para una dada SFR y masa estelar (Santini et al., 2014; Lagos et al., 2015). Esto lleva a modificar la idea sobre la FMR y se encuentra una relación fundamental de masa de gas-masa estelar-SFR que no evoluciona con el redshift hasta  $z \sim 2.5$ , donde el efecto de la SFR en la evolución de la MZR es producto de su dependencia con el contenido gaseoso (Bothwell et al., 2013, 2016). Otro resultado importante es que la metalicidad anticorrelaciona con la SFR, producto de la caída de gas pobre en metales en el centro de las galaxias y eyecciones de gas rico en metales desde las regiones centrales hacia las regiones externas (Troncoso et al., 2014).

El principal objetivo de este trabajo es realizar aportes en esta misma línea haciendo uso de un modelo semianalítico de formación y evolución de galaxias para contribuir al entendimiento de la forma en que se establece y evoluciona la FMR y, en particular, la MZR que se desprende de la misma, identificando los procesos físicos que intervienen en su desarrollo. Este modelo se combina con simulaciones numéricas cosmológicas dando lugar a un modelo híbrido. La principal ventaja de este último reside en el hecho de que las simulaciones cosmológicas de  $N$ -cuerpos que sirven de base no deben ser repetidas cada vez que se cambian las suposiciones sobre los procesos bariónicos, las cuales son tenidas en cuenta en el modelo semi-analítico. Estos procesos incluyen enfriamiento de gas, formación estelar, feedback energético

---

y químico por parte de supernovas y efectos de núcleos galácticos activos (AGN), inestabilidades de discos y fusiones de galaxias. El modelo semi-analítico a utilizar es el descrito en los trabajos de Cora (2006), Lagos et al. (2008), Padilla et al. (2014) y Gargiulo et al. (2015).

Este trabajo está organizado de la siguiente manera. En el Cap. 2 describimos el modelo híbrido que aplicamos para realizar nuestro análisis. En el Cap. 3 analizamos la relación fundamental de metalicidad obtenida a partir del modelo y comparamos los resultados con los datos observacionales. En el Cap. 4 extraemos la relación masa estelar-metalicidad del modelo, y analizamos su dependencia con el redshift; mediante nuestros resultados intentamos determinar los factores que determinarían la dispersión de esta relación. Finalmente, en el Cap. 5 presentamos nuestras conclusiones, resaltando los aciertos y las fallas del modelo que sirven de guía para el trabajo a futuro.

# Capítulo 2

## Descripción del modelo

Para llevar a cabo este trabajo, aplicamos un modelo híbrido de formación y evolución de galaxias que combina simulaciones cosmológicas de  $N$ -cuerpos con el modelo semi-analítico de formación y evolución de galaxias SAG. Este modelo ha sido modificado y mejorado a lo largo de los años. El mismo es descrito en los trabajos de Cora (2006), Lagos et al. (2008), Padilla et al. (2014) y Gargiulo et al. (2015).

A continuación presentamos los detalles de la simulación de  $N$ -cuerpos utilizada y describimos brevemente las principales características del modelo SAG haciendo énfasis en los aspectos más relevantes para el presente estudio.

### 2.1. Simulación cosmológica $N$ -cuerpos

La simulación cosmológica de  $N$ -cuerpos de materia oscura (DM, por sus siglas en inglés) considera un escenario estándar  $\Lambda$ -CDM, caracterizado por los parámetros cosmológicos  $\omega_m = 0.28$ ,  $\omega_b = 0.046$ ,  $\omega_\Lambda = 0.72$  (densidad de materia, de bariones y de energía oscura, respectivamente),  $h = 0.7$  (factor que define el valor de la constante de Hubble,  $H = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ),  $n = 0.96$  (índice espectral de la perturbación de densidad),  $\sigma_8 = 0.82$  (que mide la amplitud del espectro de potencias en escalas de  $8 h^{-1} \text{ Mpc}$ ), de acuerdo a la cosmología WMAP7 (Springel, 2005) usando  $640^3$  partículas en una caja cúbica de  $L = 150 h^{-1} \text{ Mpc}$  de lado. Las condiciones iniciales fueron generadas usando GRAFIC2 (Bertschinger, 2001). La simulación evoluciona desde redshift  $z_{\text{ini}} = 61.2$  hasta la época presente, almacenando 100 salidas igualmente espaciadas en  $\log(a)$  ( $a$  es el parámetro de expansión), entre redshifts  $z = 10$  y  $z = 0$  (Benson et al., 2012). Los halos de DM fueron identificados usando un algoritmo *friends-of-friends* (FOF) (Davis et al., 1985). Luego, la aplicación del algoritmo SUBFIND (Springel et al., 2001) permite seleccionar estructuras auto-ligadas (subhalos), contenidas dentro de los halos de DM, que tengan al menos 10 partículas, con una masa de  $1 \times 10^9 h^{-1} M_\odot$ . Halos y subhalos de DM tienen masas en el rango  $1 \times 10^{10} - 7.8 \times 10^{14} h^{-1} M_\odot$  a  $z = 0$ .

### 2.2. Principales características del modelo semi-analítico SAG

El modelo semi-analítico SAG usa los árboles de subhalos (*subhalo merger trees*) provistos por la simulación subyacente para generar la población de galaxias. Las galaxias se encuentran rodeadas por un halo de gas caliente. Se supone que la distribución de densidad de este halo es la misma a la de los halos de DM; esta componente disipativa es calentada por shocks al ser acretaada por los halos de DM y su temperatura queda determinada por el pozo de potencial de estos halos. El gas frío se resuelve en los centros de los subhalos de DM como

resultado del enfriamiento radiativo que sufre el gas caliente contenido dentro de ellos. Se supone que el disco de gas frío tiene un perfil de densidad exponencial (Tecce et al., 2010). Los radios de escala del disco gaseoso son reducidos por el efecto de acreción de material con momento angular desalineado durante el proceso de enfriamiento del gas (Padilla et al., 2014). Cuando la densidad del gas frío se vuelve suficientemente alta, la formación estelar en el disco es disparada de acuerdo a las condiciones dadas por Croton et al. (2006) que son consideradas en la actual versión de SAG. Nos referimos a este modo de formación estelar como formación estelar “tranquila” (*quiescent*<sup>1</sup>). La estimación de la tasa de enfriamiento del gas involucra la función de enfriamiento que depende de la temperatura y metalicidad del gas caliente, para la cual consideramos la potencia radiada total por elemento químico dada por Foster et al. (2012). Las únicas galaxias que sufren enfriamiento radiativo de su halo de gas caliente y la consecuente caída de gas frío son las galaxias centrales que residen dentro del subhalo más masivo dentro del halo FOF, también llamadas *tipo 0*. Las galaxias satélites son clasificadas en dos tipos, aquéllas que residen en subhalos más pequeños del mismo halo FOF (*tipo 1*), y aquéllas en las cuales el subhalo de DM está por debajo de la resolución límite como resultado de la pérdida de masa causada por fuerzas de marea (*tipo 2*). Estas últimas se fusionan con la galaxia central de su subhalo anfitrión luego de una escala de tiempo de fricción dinámica (Binney & Tremaine, 1987). Cuando una galaxia se vuelve satélite de cualquiera de los dos tipos (1 o 2) sufre estrangulación, esto es que todo el gas caliente de su halo es removido en forma instantánea y transferido a la componente de gas caliente de la correspondiente galaxia tipo 0. De este modo, se detiene el proceso de enfriamiento de gas que provee material al reservorio de gas frío. La formación estelar continúa hasta que el mismo se agota, lo cual ocurre en escalas de tiempo cortas. Para un dado evento de formación estelar y una función inicial de masa (IMF, por sus siglas en inglés) adoptada, podemos estimar el número de supernovas de colapso de núcleo (SN CC) que contribuyen al feedback energético. Los efectos de feedback de los AGN también son incluidos (Lagos et al., 2008). La inyección de energía de ambas fuentes regula la formación estelar a través de la transferencia de gas y metales desde la fase fría a la caliente del gas.

El proceso de formación estelar también contempla eventos más violentos, como los brotes de formación estelar que tienen lugar cuando dos galaxias se fusionan o cuando ocurren inestabilidades de disco (la estabilidad frente a la formación de barra se pierde cuando el disco de gas y estrellas se hace demasiado compacto y masivo; consideramos la presencia de una galaxia vecina perturbadora para desatar la inestabilidad). La condición para que se produzca un brote de formación estelar durante una fusión se basa en la consideración de la inestabilidad del remanente; la fusión misma es considerada como un mecanismo suficiente para disparar un brote de formación estelar si el remanente resulta inestable (Padilla et al., 2014). Estos brotes estelares contribuyen a formar el bulbo de las galaxias, y están caracterizados por una dada escala de tiempo durante la cual el gas frío del disco que es transferido hacia el centro galáctico es consumido en forma gradual (Gargiulo et al., 2015), en vez de ser transformado en estrellas instantáneamente a través de un único brote, como en versiones previas del modelo.

### 2.2.1. Modelo de enriquecimiento químico

El código SAG tiene implementado un detallado modelo de enriquecimiento químico (Corra, 2006) que traza la circulación de metales entre las diferentes componentes bariónicas. El gas caliente tiene inicialmente abundancias primordiales (76 por ciento de hidrógeno y 24 por ciento de helio), pero se enriquece químicamente como resultado de la transferencia del gas frío contaminado a la fase caliente debido al recalentamiento por explosiones de supernovas

---

<sup>1</sup>El término en inglés será usado de aquí en más para referirnos a este modo de formación estelar.

(SN, por sus siglas en inglés). La contaminación del gas caliente y de gas frío tiene lugar por reciclado de material químicamente enriquecido al final de la vida de las estrellas. Este material puede contaminar directamente el gas frío o puede ser transferido a la fase caliente y contaminar posteriormente el gas frío a través del proceso de enfriamiento del gas. El destino del material reciclado químicamente enriquecido tiene un gran impacto en la evolución de las propiedades químicas de las galaxias. El enriquecimiento químico de la fase caliente tiene una fuerte influencia en la cantidad de gas caliente que puede enfriarse, dado que las tasas de enfriamiento dependen del contenido de metales. A su vez, este proceso influye en la actividad de formación estelar, la cual es responsable de la contaminación química. La componente de gas frío en cada galaxia se vuelve gradualmente más rica en metales a medida que la formación estelar se produce y, en consecuencia, las nuevas estrellas formadas son progresivamente más metálicas.

En nuestro modelo químico, seguimos la producción de diez elementos químicos (H,  $^4\text{He}$ ,  $^{12}\text{C}$ ,  $^{14}\text{N}$ ,  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ ,  $^{24}\text{Mg}$ ,  $^{28}\text{Si}$ ,  $^{32}\text{S}$ ,  $^{40}\text{Ca}$ ) generados por estrellas en diferentes rangos de masa, desde 0.8 hasta  $100 M_{\odot}$ . La versión actual del SAG está caracterizada por un rendimiento estelar, el cual se refiere al material contribuido por las estrellas luego del proceso de nucleosíntesis, que llamaremos a partir de aquí como *yields* estelares. Usamos la mejor combinación de yields estelares descritos por Romano et al. (2010), seleccionados para concordar con resultados correspondientes a la Vía Láctea. Para estrellas de masa baja e intermedia (LIMS, por sus siglas en inglés) en un intervalo de masas de 1-8  $M_{\odot}$ , usamos los yields de Karakas (2010). Para estrellas con pérdida de masa en la etapa de pre-supernova (elementos He y CNO), usamos los yields computados por el grupo de Ginebra (Hirschi et al., 2005), y para los yields de la nucleosíntesis explosiva debida a SN CC, usamos los resultados de Kobayashi et al. (2006). En todos los casos adoptamos el total de masa eyectada de los modelos de metalicidad solar, para los cuales adoptamos las abundancias solares de Anders & Grevesse (1989) con una composición solar de  $Z_{\odot} = 0.02$ . Eyecciones de SN de tipo Ia (SN Ia) también son incluidas, las cuales están caracterizadas por una alta producción de hierro ( $\sim 0.6 M_{\odot}$ ); consideramos recetas de nucleosíntesis del modelo mejorado W7 por Iwamoto et al. (1999). Las tasas de SN Ia son estimadas usando un modelo simple degenerado, en donde una SN Ia ocurre por deflagración del carbono en estrellas enanas de C-O en sistemas binarios cuyas componentes tienen masas entre 0.8 y 8  $M_{\odot}$  (Greggio & Renzini, 1983); implementamos el formalismo presentado por Lia et al. (2002). La fracción de estos sistemas binarios es uno de los parámetros libres del SAG, que hemos fijado en 0.035 para que se reproduzca la evolución de la tasa de SN Ia. Consideramos el tiempo de escala de retorno de pérdida de masa y eyección de todas las fuentes consideradas. Para este propósito, usamos los tiempos de vida estelares dados por Padovani & Matteucci (1993) quienes usan resultados de Matteucci & Greggio (1986) para masas sobre 6.6  $M_{\odot}$ , y de Renzini & Buzzoni (1986) para masas por debajo de ese límite.

Para cada masa estelar  $\Delta M_{\text{star}}$  formada, determinamos la fracción de masa de estrellas contenida en un dado rango de masa, suponiendo una IMF  $\Phi(M)$ , para la cual adoptamos la IMF de Chabrier (Chabrier, 2003). La masa del elemento químico  $j$  eyectado por estrellas con masas en el rango centrado en  $m_k$ , con límites inferior y superior  $m_k^l$  y  $m_k^u$ , respectivamente, es dada por

$$\Delta M_{e_{jk}}^j = [R_k X^j + Y_k^j] \Delta M_{\text{star}}, \quad (2.1)$$

donde  $X^j$  es la abundancia solar del elemento  $j$ , y  $R_k$  y  $Y_k^j$  son la fracción reciclada y el yield del elemento  $j$  para el rango de masa  $k$ -ésima, respectivamente. La masa de las especies  $j$  eyectadas por cada SN Ia es la masa  $m_{Ia}^j$ . En este caso, estamos trabajando con un total de

masa eyectada porque este tipo de SN no deja remanente, entonces

$$\Delta M_{ej(Ia)_k}^j = \eta_{Ia_k} m_{Ia}^j \Delta M_{star}, \quad (2.2)$$

donde  $\eta_{Ia_k}$  es el número de SN Ia por masa estelar formada en el intervalo de masas  $k$ , que depende del modelo adoptado para este tipo de SN. Notar que las SN Ia no contribuyen al H o He, dado que  $M_{ej(Ia)_k}^j$  es cero cuando nos referimos a estos dos elementos químicos.

Las ecuaciones que representan la circulación de metales entre las diferentes componentes bariónicas como consecuencia del enfriamiento del gas, reciclado de material enriquecido y gas recalentado por feedback de SN, tienen en cuenta la contribución acumulada de metales provenientes de estrellas en diferentes rangos de masa que afectan las componentes bariónicas a un dado tiempo como resultado de la combinación de la SFR de cada galaxia y el tiempo de retorno de del material eyectado por todas las fuentes consideradas.

### 2.2.2. Calibración del modelo SAG

De acuerdo a lo detallado anteriormente, el modelo semi-analítico SAG utilizado en este trabajo incluye enfriamiento radiativo del gas, formación estelar, feedback energético por explosiones de SN y enriquecimiento químico (Cora, 2006). Considera, además, brotes estelares por inestabilidades de disco y feedback de AGN (Lagos et al., 2008), el efecto de los cambios del momento angular del material acretado sobre los discos galácticos y la aplicación de la condición de inestabilidad para determinar el disparo de brotes de formación estelar durante las fusiones (Padilla et al., 2014), y la aplicación de escalas de tiempo en brotes estelares (Gargiulo et al., 2015).

Los parámetros libres de SAG regulan la eficiencia de la formación estelar, el feedback de SN ubicadas en el disco y el bulbo de las galaxias, el crecimiento de agujeros negros supermasivos y el feedback de AGN, entre otros. Para calibrar estos parámetros se utiliza la técnica de “Particle Swarm Optimization” (PSO, por sus siglas en inglés), herramienta numérica descrita en Ruiz et al. (2014), que busca los valores de los parámetros libres que mejor ajustan una serie de observables. Los observables adaptados en la calibración realizada para este trabajo son la función estelar de masa a  $z = 0$  (SMF, por sus siglas en inglés), y la relación entre la masa del bulbo y la masa del agujero negro supermasivo (BHB). Para el primero, adoptamos los datos usados por Henriques et al. (2015), los cuales son una combinación de la SMF del SDSS de Baldry et al. (2008) y Li & White (2009), y de *Galaxy And Mass Assembly* (GAMA) de Baldry et al. (2012), mientras que para el segundo, combinamos los datos de McConnell & Ma (2013) y Kormendy & Ho (2013).

La Fig. 2.1 muestra los resultados referentes a la SMF y BHB, usados para calibrar el modelo. Como se puede apreciar, los resultados del modelo calibrado están en buen acuerdo con las funciones y relaciones observadas, presentando un exceso de galaxias masivas. Si bien la acción del feedback de AGN contribuye a mejorar notablemente el comportamiento del extremo masivo de la SMF (su ausencia conduciría a un exceso mayor aún), el mismo no resulta suficiente. Este apartamiento con respecto a los datos observados es debido a un exceso en la SFR a bajo redshift, como se muestra en el capítulo siguiente. Para mejorar esto, otros mecanismos deberían entrar en juego, como la remoción de material estelar por efectos de marea o cambios en las escalas de tiempo de fusiones de galaxias.

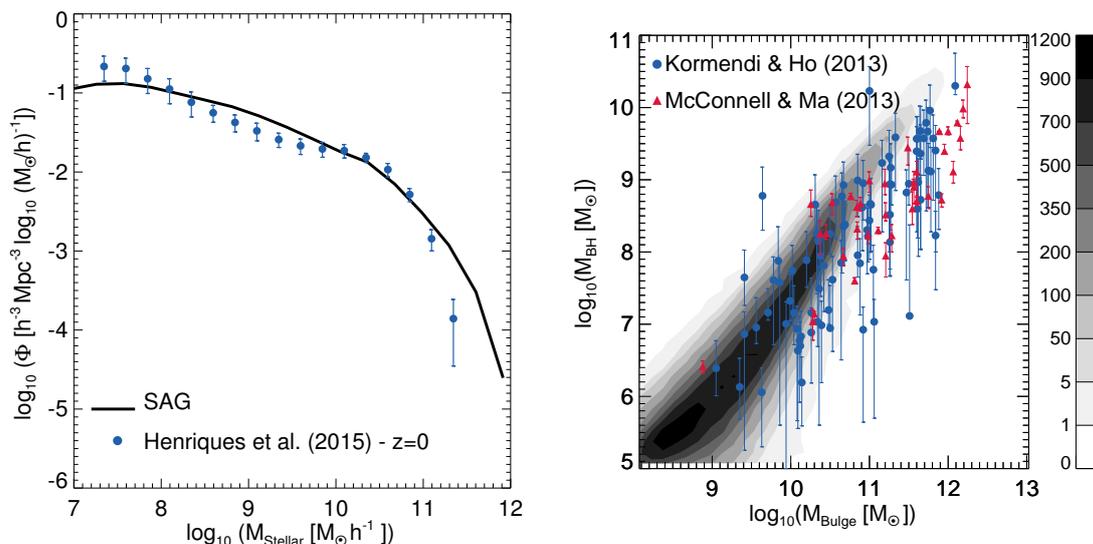


Figura 2.1: Comparación entre los resultados de calibración del modelo y los datos observacionales usados. *Panel izquierdo*: SMF a  $z = 0$ . La línea sólida negra representa el resultado del modelo; los símbolos azules representan la compilación de datos de Henriques et al. (2015). *Panel derecho*: Relación BHB obtenida de galaxias SAG calibradas con PSO (contornos grises). Los contornos representan la densidad normalizada de la población total de las galaxias de modelo que contienen un agujero negro. Los símbolos representan los datos de Kormendy & Ho (2013) (círculos azules) y McConnell & Ma (2013) (triángulos rojos).

Si bien los parámetros libres del modelo son calibrados con el fin de reproducir un conjunto de propiedades observadas (SMF y BHB en este caso), el modelo también predice muchas otras propiedades que están en buen acuerdo con la observación (como la relación color-magnitud, la relación entre el tipo morfológico con la masa estelar, o la función de luminosidad, entre otros), lo cual brinda confiabilidad a los resultados que se desprendan de este trabajo, siempre teniendo en cuenta aquellos aspectos que no pueden ser reproducidos cabalmente. Las relaciones que involucran la masa estelar de las galaxias, la fracción de gas que contienen, la metalicidad de su fase gaseosa y su SFR son analizadas con mayor detalle en los capítulos siguientes como parte del desarrollo de este trabajo.

## Capítulo 3

# La Relación Fundamental de Metalicidad

La FMR encontrada por Mannucci et al. (2010) y analizada por otros autores (Troncoso et al., 2014; Santini et al., 2014; Bothwell et al., 2013) relaciona la masa estelar, la metalicidad de la fase gaseosa y la SFR de las galaxias. Las mismas parecen definir una superficie en el espacio, la FMR, con la metalicidad bien determinada a partir de los valores de masa estelar y SFR (Fig. 3.1). Se encuentra que la misma no presenta evolución con el redshift hasta  $z \sim 2.5$ . Esto reflejaría que los procesos físicos ocurren con la misma eficiencia en galaxias que pertenecen tanto al Universo local, como a alto redshift.

Analizando la FMR local y dadas la masa estelar y la SFR, se encuentra una metalicidad bien definida. Sin embargo, a  $z > 2.5$  se observa un cambio en la FMR, debido a la disminución de la metalicidad. Esta indicaría que existen diferentes mecanismos de evolución en las galaxias. Al depender la SFR de la caída de gas, la formación estelar estaría asociada al nivel de gas pobre en metales que cae, y existiría una relación entre la cantidad de gas que cae y que sale, y los niveles de formación estelar (Mannucci et al., 2010; Bothwell et al., 2013; Troncoso et al., 2014).

Observacionalmente, se encuentra que a alto redshift las galaxias son ricas en gas, cuyas SFR son producto del alto contenido gaseoso (Genzel et al., 2011). Estas galaxias, además, obedecen la relación Schmidt-Kennicutt (S-K). Ésta relaciona la densidad superficial de gas ( $\Sigma_{\text{gas}}$ ) con la densidad superficial de SFR ( $\Sigma_{\text{SFR}}$ ) a  $z = 0$  y se mantiene a alto redshift. El gas del medio intergaláctico rápidamente aviva a las galaxias con corrientes suaves de gas fríos (Dekel et al., 2009). Como las galaxias a alto redshift son más compactas, al suceder esto el gas sufre mayor presión, lo que hace que se convierta rápidamente de hidrógeno atómico (HI) a molecular ( $\text{H}_2$ ), alimentando la formación estelar. Esto sugiere que la evolución cósmica de la SFR es simple consecuencia de la evolución del contenido de gas molecular a través de la relación S-K (Bouché et al., 2010; Genel et al., 2008; Lagos et al., 2011).

Por lo tanto, la FMR planteada por Mannucci et al. (2010) podría reflejar un juego entre la formación estelar y las corrientes de gas. En base a esto, la hipótesis que manejamos es que la evolución de las galaxias y de la FMR que las mismas definen está principalmente regulada por su contenido gaseoso, esencialmente por la caída (*infall*) y eyección (*outflow*) de gas (Troncoso et al., 2014). El primero sería responsable de la dependencia metalicidad-SFR y dominaría a alto redshift, mientras que el segundo sería responsable de la dependencia masa estelar-metalicidad y dominaría a bajo redshift.

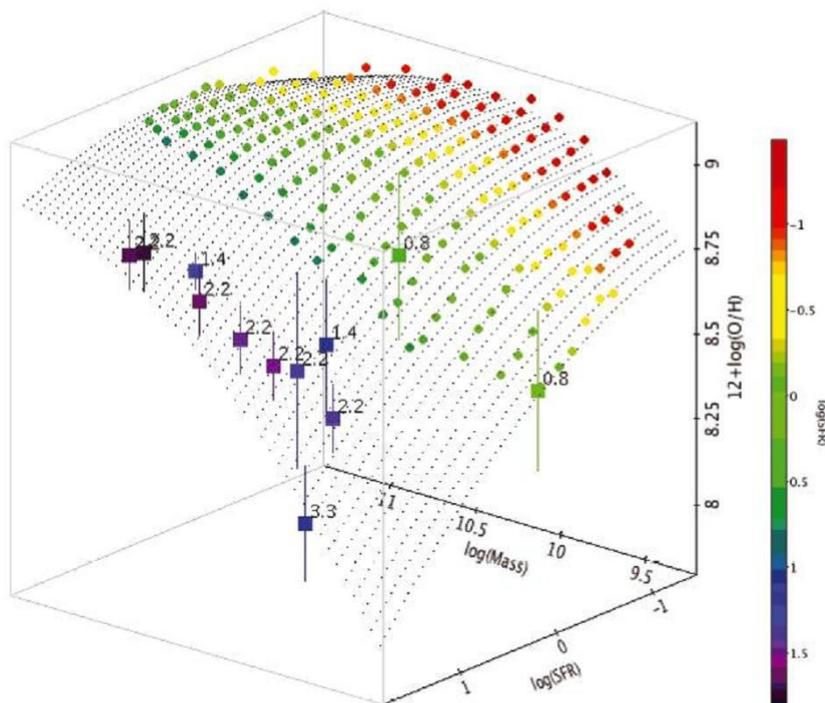


Figura 3.1: *Figura extraída de Mannucci et al. (2010)*. Relación Fundamental de Metalicidad (FMR), consistente en una superficie bien definida en el espacio que vincula la metalicidad de la fase gaseosa con la masa estelar y la SFR. Los círculos sin error son los valores medios de la metalicidad de galaxias locales del SDSS en bins de masa estelar y SFR, con un código de color con la SFR como muestra la barra del lado derecho. Estas galaxias definen una superficie estrecha en un espacio 3D, con dispersiones de galaxias sobre la superficie de  $\sim 0.05$  dex. Los puntos negros muestran un ajuste de segundo orden con los datos de SDSS, extrapolados hacia SFR más altas. Los símbolos cuadrados con barras de error son los valores medios de galaxias a alto redshift. Los números muestran el correspondiente redshift.

### 3.1. Tasa de formación estelar y masa estelar

Con el fin de estudiar el desarrollo de la FMR y de la MZR que se desprende de ella (Cap. 4), utilizamos nuestro modelo semi-analítico de formación y evolución de galaxias SAG, descrito en el Cap. 2. Evaluamos aquí cómo se comportan las propiedades involucradas en estas relaciones, esto es, la masa estelar y la SFR, las cuales determinan la metalicidad en la componente gaseosa. Comparamos las predicciones del modelo con resultados observacionales.

La Fig. 3.2 muestra la SFR total predicha por el modelo SAG en función del redshift (línea gris sólida). En el panel izquierdo vemos los procesos que contribuyen a la SFR total, en la cual vemos que la principal componente es la SFR producida por formación estelar quiescent. Este tipo de formación estelar es la más tranquila, en comparación con los brotes estelares producidos durante fusiones e inestabilidades de disco. También vemos la proporción con que cada rango de masa estelar contribuye al total (panel derecho); los rangos de masa indicados en la figura corresponden a las masas estelares seleccionadas a  $z = 0$ , y para el conjunto de galaxias en cada rango se traza la evolución de la correspondiente SFR. Se puede apreciar que el modelo se corresponde bastante bien con las observaciones compiladas por Behroozi et al. (2013) (símbolos con barras de error), aunque vemos que a  $z = 2$  el modelo tiende a subestimar los niveles de SFR con respecto a la tendencia indicada por la mayoría de los datos observacionales, mientras que a  $z = 0$  el modelo presenta un exceso de SFR.

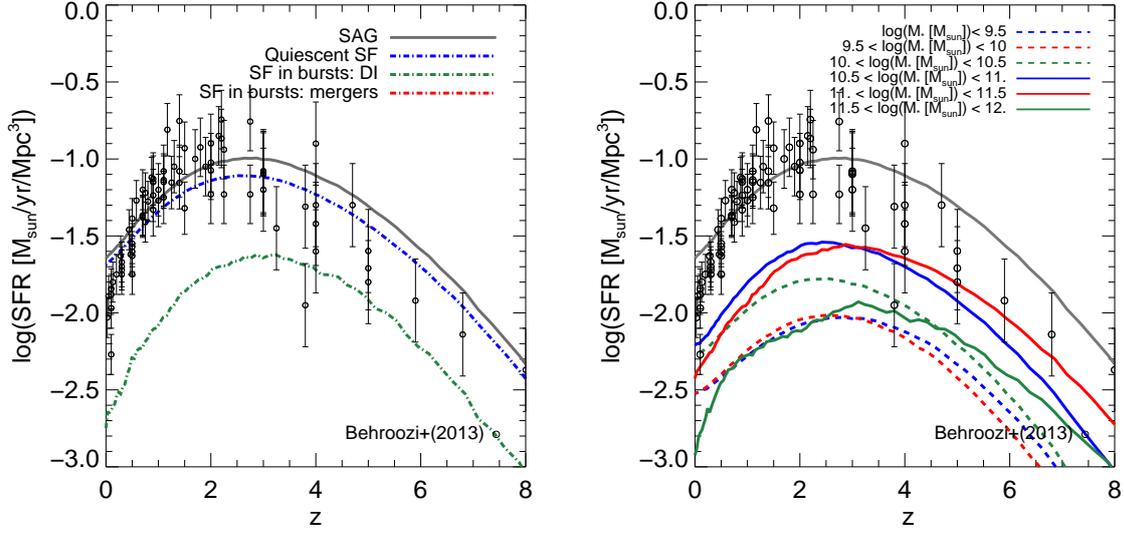


Figura 3.2: *Panel izquierdo*: SFR en función del redshift, discriminado por los distintos procesos que se ven involucrados. La línea gris sólida representa la SFR total. Las líneas a trazos azul, verde y roja representan las distintas contribuciones a la SFR (SFR quiescent, SFR por brotes estelares producidos por inestabilidades de disco, y por fusiones, respectivamente). *Panel derecho*: SFR en función del redshift, discriminado por las distintas masas estelares a  $z = 0$  que contribuyen. La línea sólida gris representa la SFR total. Las líneas a trazos azul, verde y roja representan la contribución a la SFR de galaxias con masas estelares en  $z = 0$  en los rangos  $M_* < 10^{9.5} M_\odot$ ,  $10^{9.5} M_\odot < M_* < 10^{10} M_\odot$ ,  $10^{10} M_\odot < M_* < 10^{10.5} M_\odot$ , respectivamente; mientras que las líneas sólidas azul, verde y roja representan la contribución a la SFR de galaxias con masas estelares en los rangos  $10^{10.5} M_\odot < M_* < 10^{11} M_\odot$ ,  $10^{11} M_\odot < M_* < 10^{11.5} M_\odot$  y  $10^{11.5} M_\odot < M_* < 10^{12} M_\odot$ . Para valores de  $M_* > 10^{10.5} M_\odot$  vemos un posible efecto de *downsizing* (las galaxias más masivas se forman antes que las menos masivas), el cual se observa al desplazarse el máximo de formación estelar a redshifts más bajos cuanto menor sea la masa estelar, mientras que para masas  $M_* < 10^{10.5} M_\odot$  el efecto no es tan notorio. En ambos paneles, los círculos representan los datos de Behroozi et al. (2013) con sus errores. Notamos que a  $z = 2$  el modelo genera galaxias con niveles de SFR levemente menores al indicado por la mayoría de los datos observacionales mientras que a  $z = 0$  el modelo predice un exceso de SFR.

Analizamos en detalle la dependencia de la SFR con la masa estelar de las galaxias a distinto redshift. La Fig. 3.3 muestra la relación entre la SFR y la masa estelar de las galaxias a  $z = 0$  para las galaxias generadas por SAG (contornos), considerando galaxias centrales y satélites en conjunto y por separado. Estos resultados son comparados con los datos de Behroozi et al. (2013), que se obtienen al ajustar la función

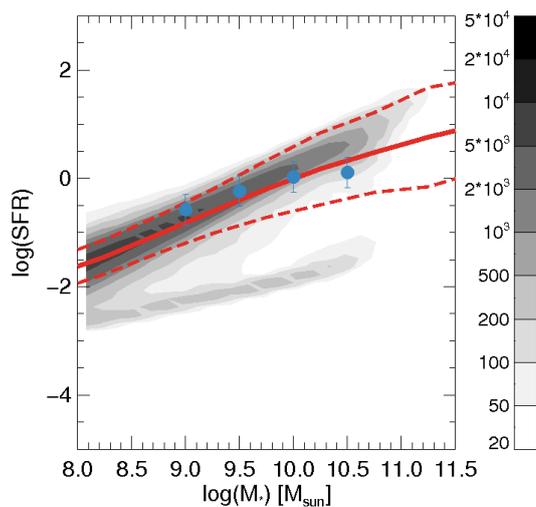
$$SFR(z) = \frac{C}{10^{A(z-z_0)} + 10^{B(z-z_0)}}, \quad (3.1)$$

a observaciones que ellos toman, donde los valores  $A$ ,  $B$ ,  $C$  y  $z_0$  son parámetros libres del ajuste, los cuales pueden verse en la tabla 8 de Behroozi et al. (2013). Para ajustar esta función tomaron todos los trabajos del astro-ph arXiv que fueron publicados entre 2006 y 2012, que contuvieran la palabra “cósmica” y también “SFR” o las palabras “estrella” y “formación” en su título o resumen, y que incluyeran un estimativo de la SFR cósmica de observaciones, no tuvieran publicaciones siguientes, y especificaran una referencia de la IMF usada.

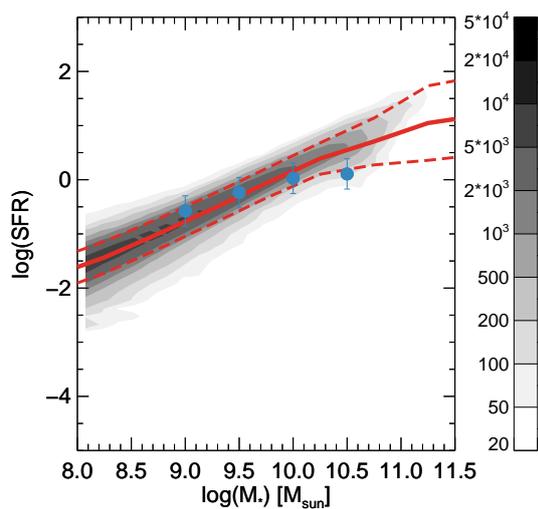
En el panel (a) de la Fig. 3.3 podemos ver los resultados del modelo para el conjunto de galaxias centrales y satélites a  $z = 0$ . Se destacan dos ramas, una muy poblada con valores de SFR que concuerdan con los datos de Behroozi et al. (2013), y otra generada por galaxias con valores bajos de SFR. Las mismas corresponden a galaxias centrales y satélites, respectivamente, tal como se puede apreciar al considerar estos tipos de galaxias por separado (paneles b y c). Para las galaxias centrales, encontramos que el acuerdo entre modelo y observaciones es bueno para  $M_* \leq 10^{10} M_\odot$ , pero a masas más altas las galaxias del modelo muestran una SFR por encima de los datos observados, aunque los mismos caen dentro de la dispersión del modelo. Este exceso también se observa en la dependencia de SFR con el redshift (Fig. 3.2). Sin embargo, el modelo no está reproduciendo adecuadamente la SFR de las galaxias satélites, las cuales están caracterizadas por valores de SFR que, a masa fija, son aproximadamente 10 veces más pequeños que los observados. Estos bajos valores de SFR de las galaxias satélites se deben a que la versión del modelo SAG que se utiliza considera el proceso de estrangulación para modelar los efectos de ambiente. Como ya se mencionó al describir las características principales del modelo (Sección 2.2), este mecanismo remueve instantáneamente el halo de gas caliente de las galaxias cuando las mismas se convierten en satélites. De este modo, el contenido de su reservorio de gas frío no es repuesto a través del enfriamiento del gas, y el mismo es consumido hasta agotarse, con lo cual el proceso de formación estelar se reduce y, eventualmente, se detiene, conduciendo a niveles muy bajos de SFR a  $z = 0$ .

Para poder medir la metalicidad de la fase gaseosa en galaxias se necesitan localizar líneas de emisión particulares, las cuales se encuentran en galaxias con una formación estelar significativa. Típicamente, se utiliza  $SFR \geq 0.01 M_\odot/\text{yr}$  (Tremonti et al., 2004). Dado que las galaxias satélites del modelo muestran SFR menor a este valor, continuaremos nuestro análisis con galaxias centrales únicamente.

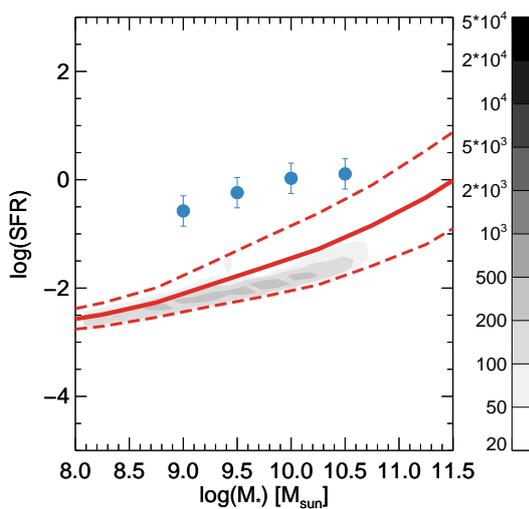
Considerando entonces sólo las galaxias centrales, en la Fig. 3.4 vemos que los valores de SFR de las galaxias modeladas en función de la masa estelar concuerdan con los datos de Behroozi et al. (2013) para distintos valores de redshift, siendo levemente menores para  $z = 1$  y  $2$ , lo cual fue anticipado por el análisis de la evolución de SFR con el redshift (Fig. 3.2). Si comparamos las medias de los valores de SFR de las galaxias centrales del modelo a distintos redshifts, vemos que la SFR aumenta con el redshift para una masa estelar fija (Fig. 3.5). Esto se corresponde con las observaciones que afirman que a mayor redshift las galaxias tienen mayor SFR, como se infiere de la Fig. 3.2.



(a) Galaxias centrales y satélites



(b) Galaxias centrales



(c) Galaxias satélites

Figura 3.3: SFR en función de la masa estelar a  $z=0$  para todas las galaxias (a), para galaxias centrales (b) y para galaxias satélites (c); la distribución se representa mediante contornos. Las líneas rojas sólida y a trazos indican los valores medios de la SFR del modelo y su dispersión estándar, respectivamente. Los puntos azules representan el mejor ajuste a las observaciones usadas por Behroozi et al. (2013) (cuyos valores se obtienen de su tabla 8). Al discriminar entre centrales y satélites, vemos que las primeras tienen valores de SFR en buen acuerdo con las observaciones, mientras que las últimas están caracterizadas por SFR muy baja, por lo que las descartaremos del análisis de la FMR y la MZR.

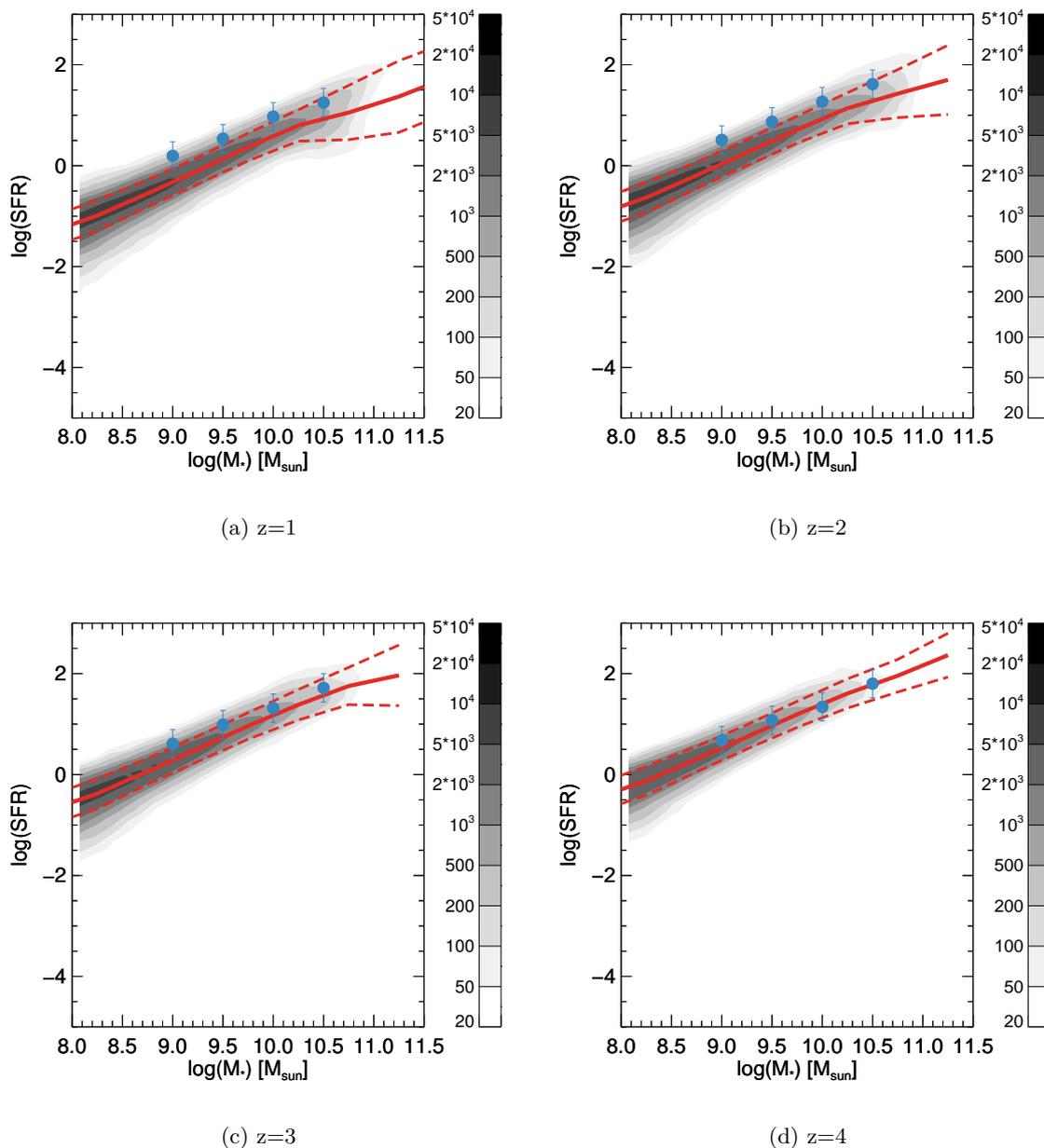


Figura 3.4: SFR en función de la masa estelar para galaxias centrales a distintos redshifts. Las líneas rojas sólidas y a trazos representan la media del modelo y la dispersión estándar, respectivamente, en cada redshift. Los datos de Behroozi et al. (2013) están representados con puntos azules, como en la Fig. 3.3. El modelo resulta bien comportado al estar en acuerdo con los datos.

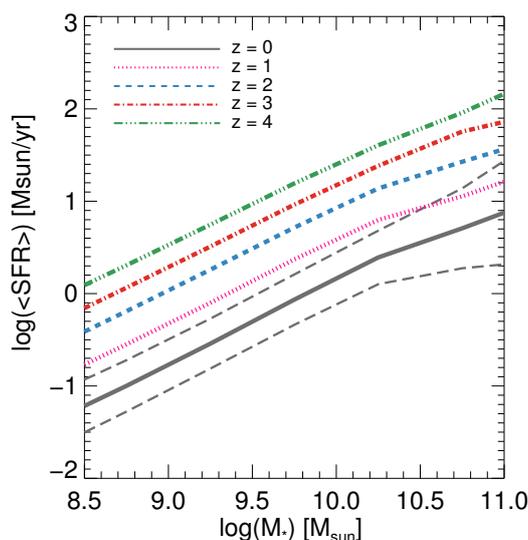


Figura 3.5: SFR en función de la masa estelar para galaxias centrales a distintos redshifts. Las líneas grises sólida y a trazos largos representan la media de la SFR del modelo y su desviación estándar a  $z = 0$ , respectivamente. Las líneas punteadas rosa, a trazos azul, a trazos punteada roja y punteada a trazos verde representan las medias del modelo a  $z = 1$ ,  $z = 2$ ,  $z = 3$  y  $z = 4$ , respectivamente. Fijada la masa estelar, la SFR aumenta con el redshift.

A modo de completitud, repetimos el análisis anterior para la sSFR. Así, encontramos que la dependencia de la sSFR con la masa estelar a distintos redshifts que se desprende del modelo se asemeja a la establecida por los datos observacionales (Fig. 3.6). Se observan discrepancias a  $z = 0$  para altas masas, con un exceso de formación estelar ya evidenciado en la SFR en función de la masa (Fig. 3.3) y del redshift (Fig. 3.2). Por otro lado, la SFR de las galaxias del modelo está subestimada para  $z = 2$ , como ya indicamos al analizar la Fig. 3.2.

El acuerdo encontrado entre las relaciones que involucran la SFR y masa estelar de galaxias centrales del modelo a distintos redshifts y las tendencias observacionales nos da confianza de que podemos continuar nuestro análisis de la FMR, y de la MZR, considerando solamente galaxias centrales. Sin embargo, hay que tener en cuenta que tanto para  $z = 0$  y altas masas como para  $z = 2$ , el modelo no reproduce adecuadamente los valores de SFR.

Cabe destacar que al analizar la FMR y MZR consideraremos la metalicidad del gas contenido en el disco. Existe una componente de gas asociada a la formación del bulbo, que da lugar a una sucesión de brotes estelares dentro de una dada escala de tiempo, que no será tomada en cuenta a los efectos del presente estudio. Cada componente, bulbo y disco, tienen su propia historia de formación estelar con distintos niveles de SFR, tal como puede apreciarse del panel izquierdo de la Fig. 3.2. Las SFR producidas en modo quiescent son las que mayormente contribuyen a la SFR total, y provienen de consumir el gas frío contenido en el disco, en cuya metalicidad enfocaremos nuestra atención. Por lo tanto, de aquí en más sólo consideraremos este tipo de SFR y la sigla “SFR” representará a la SFR producida en modo quiescent.

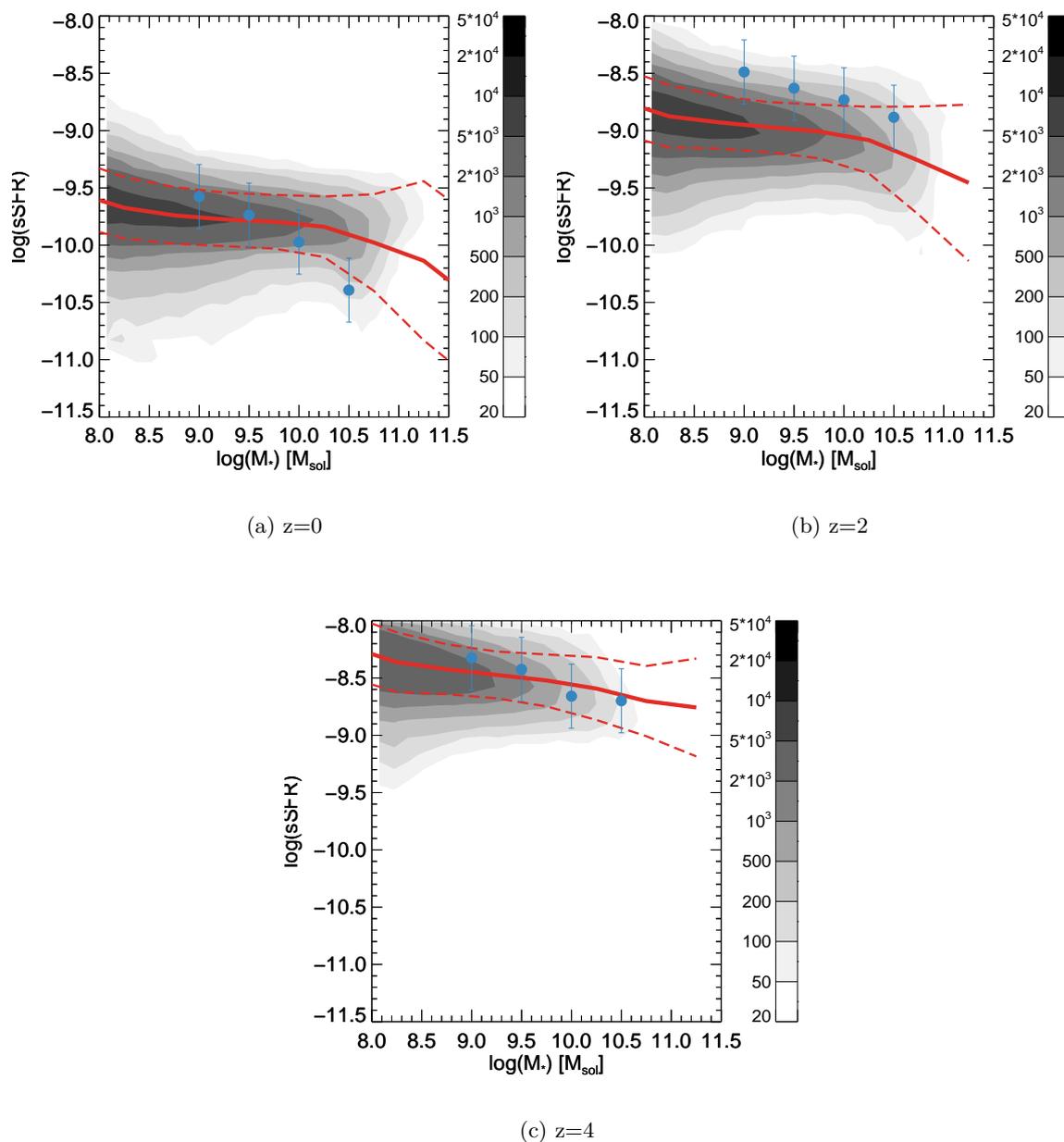


Figura 3.6: sSFR en función de la masa estelar para galaxias centrales a  $z = 0$  (a),  $z = 2$  (b) y  $z = 4$  (c). Las líneas rojas sólida y a trazos representan la media del modelo y su desviación estándar, respectivamente. Los puntos azules representan los datos de Behroozi et al. (2013). La diferencia entre modelo y datos en el panel (b) podría deberse al mismo apartamiento encontrado en la Fig. 3.2.

La relación entre la SFR total y masa estelar de las galaxias que hemos analizado en esta sección se denomina secuencia principal (MS, por sus siglas en inglés). Se cree que las galaxias en la MS forman estrellas por acreción de gas del medio intergaláctico. Aquéllas que se encuentran por fuera de la MS se definen como galaxias eruptivas (*starbursts*), donde la formación estelar es violenta y rápida, probablemente debida a fusiones (Santini et al., 2014). Sin embargo, parecería que estas galaxias juegan un papel poco importante en la historia global de formación estelar del Universo, produciendo sólo el 10% de la densidad de SFR cósmica a  $z \sim 2$ ; nuestros resultados están de acuerdo con este escenario (ver Fig. 3.2). De

acuerdo a esto, nuestro análisis de considerar sólo galaxias centrales y tomar sólo la contribución de SFR quiescent para el análisis de la FMR y MZR no es errada; no descartamos galaxias que han sufrido brotes estelares ya que incluimos galaxias de todo tipo morfológico (aquéllas que tienen bulbo han sufrido brotes estelares).

### 3.2. Análisis de la FMR

Como se mencionó en la introducción de este capítulo, la FMR observada sufre de una aparente evolución a partir de  $z \sim 2.5$ . En este trabajo, nos proponemos analizar si el modelo  $\Lambda$ CDM predice una evolución de la misma utilizando resultados del modelo de formación y evolución de galaxias SAG. Tomamos de referencia el ajuste que realizaron Mannucci et al. (2010) a sus observaciones. A  $z = 0$  tomaron galaxias del SDSS, de las cuales sus propiedades espectroscópicas estaban bien medidas. A éstas se les consideró un cociente señal-ruido, de forma tal que las líneas principales fueran detectadas. También se limitaron a una extinción hasta  $A_V < 2.5$  y excluyeron AGNs. Midieron la SFR a partir de las líneas  $H_\alpha$  en emisión, y usaron dos métodos independientes para calcular la metalicidad, uno basado en el cociente  $[\text{NII}]/H_\alpha$  y otro en la cantidad  $R_{23}$ , que relaciona la línea  $H_\alpha$  y las líneas  $[\text{OII}]$  y  $[\text{OIII}]$ . La metalicidad final la obtuvieron promediando los resultados de ambos métodos, dando una cantidad final de 141825 galaxias. Para  $z = 0.5 - 2.5$  tomaron 182 objetos de la literatura, a los cuales les aplicaron la misma técnica que a  $z = 0$ , excepto para la metalicidad, ya que sólo contaban con uno de los dos métodos. Finalmente, para  $z = 3 - 4$  tomaron 16 galaxias de los relevamientos espectroscópicos AMAZE (*Assessing the Mass-Abundance redshift Evolution*) y LSD (*Lyman-break galaxies Stellar population and Dynamics*, Maiolino et al. 2008, Mannucci et al. 2009), que también recibieron el mismo procedimiento antes mencionado, con la excepción de la SFR y la metalicidad, las cuales fueron estimadas a partir de la línea  $H_\beta$  luego de corregir por extinción.

Para comparar el modelo con la observación, utilizamos la proyección de la FMR observada encontrada por Mannucci et al. (2010), la cual minimiza la dispersión en SFR, y está dada por

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = \begin{cases} 8.90 + 0.47x & \mu_{0.32} < 10.5 \\ 9.07 & \mu_{0.32} \geq 10.5 \end{cases} \quad (3.2)$$

donde  $x = \mu_{0.32} - 10$ , y  $\mu_{0.32}$  se define como

$$\mu_{0.32} = \log(M_*) - 0.32 * \log(\text{SFR}), \quad (3.3)$$

donde  $M_*$  es la masa estelar medida en masas solares, y 0.32 es el valor encontrado en la literatura (Mannucci et al., 2010) que minimiza dicha dispersión y está relacionado con la metalicidad. En la Fig. 3.7 presentamos la proyección de la FMR a  $z = 0$  obtenida a partir de las propiedades de las galaxias del modelo, donde la línea roja sólida indica el valor medio de la relación y la de trazos marca la dispersión estándar. Comparamos con el ajuste de Mannucci et al. (2010) a la FMR observada dada por la Ec. 3.2 (línea punteada azul) y vemos que el modelo está en buen acuerdo con este ajuste, excepto para  $\mu_{0.32} > 11$ , donde el modelo toma valores por encima del ajuste a la FMR observada. Esto está relacionado con el hecho que el modelo presenta un exceso formación estelar a  $z = 0$  en galaxias de alta masa, como ya se señaló en la sección anterior, lo que conduce a un exceso de metalicidad en sus respectivos discos gaseosos, por lo que no se reproduce el aplanamiento de la relación para altas masas estelares como se observa en la literatura.

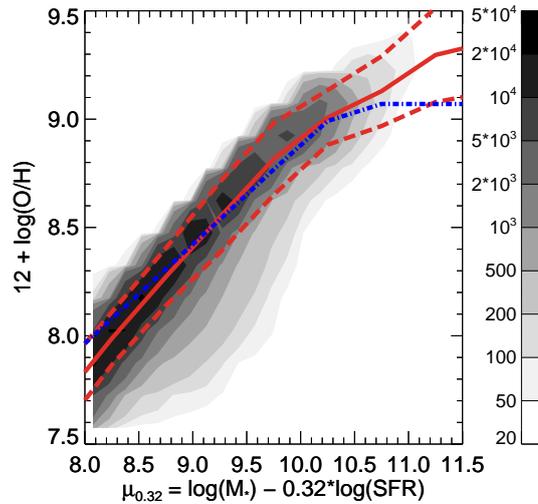


Figura 3.7: Proyección de la FMR a  $z = 0$  obtenida a partir de las propiedades de las galaxias del modelo, con  $\mu_{0.32} = \log(M_*) - 0.32 \log(\text{SFR})$ . Las líneas rojas sólida y a trazos representan la media del modelo y su desviación estándar, respectivamente. La línea a trazos punteada azul representa el ajuste de Mannucci et al. (2010) de la FMR observada (Ec. 3.2).

En la Fig. 3.8 vemos la misma relación pero para distintos valores de redshift ( $z = 1$ ,  $z = 2$ ,  $z = 3$  y  $z = 4$ ), donde agregamos para  $z \geq 3$  la observación de Mannucci et al. (2010) a  $z = 3.3$  (punto azul) y los valores medios de las observaciones de Troncoso et al. (2014), las cuales se encuentran a  $z \sim 3 - 4$  (asteriscos violetas). Comparando el ajuste a la FMR observada a  $z = 0$  dada por la línea a trazos punteada azul (que no presenta evolución hasta  $z \sim 2.5$ , Mannucci et al. 2010) y los datos correspondientes a  $z \sim 3 - 4$ , se aprecia que la FMR a alto redshift se desvía del ajuste a  $z = 0$  a medida que aumenta el valor de  $\mu_{0.32}$ . Esta desviación es interpretada por Troncoso et al. (2014) como una peculiaridad de las galaxias a  $z > 3$ , y estaría relacionada con la caída de gas pobre en metales y grandes eyecciones de gas químicamente enriquecido. El modelo no logra reproducir la evolución encontrada observacionalmente. Encontramos que la proyección de la FMR del modelo no presenta evolución, sino que las galaxias van poblando la relación a medida que disminuye el redshift. Además, existe un desplazamiento de la FMR del modelo con respecto al ajuste de la FMR a  $z = 0$  hacia valores de  $\mu_{0.32}$  más pequeños a medida que aumenta el redshift. El mismo puede apreciarse mejor en la Fig. 3.9, donde se superponen las medias de la FMR del modelo a distintos redshifts y se la compara con el ajuste a  $z = 0$  de la FMR observada y con los datos correspondientes a  $z \sim 3 - 4$ .

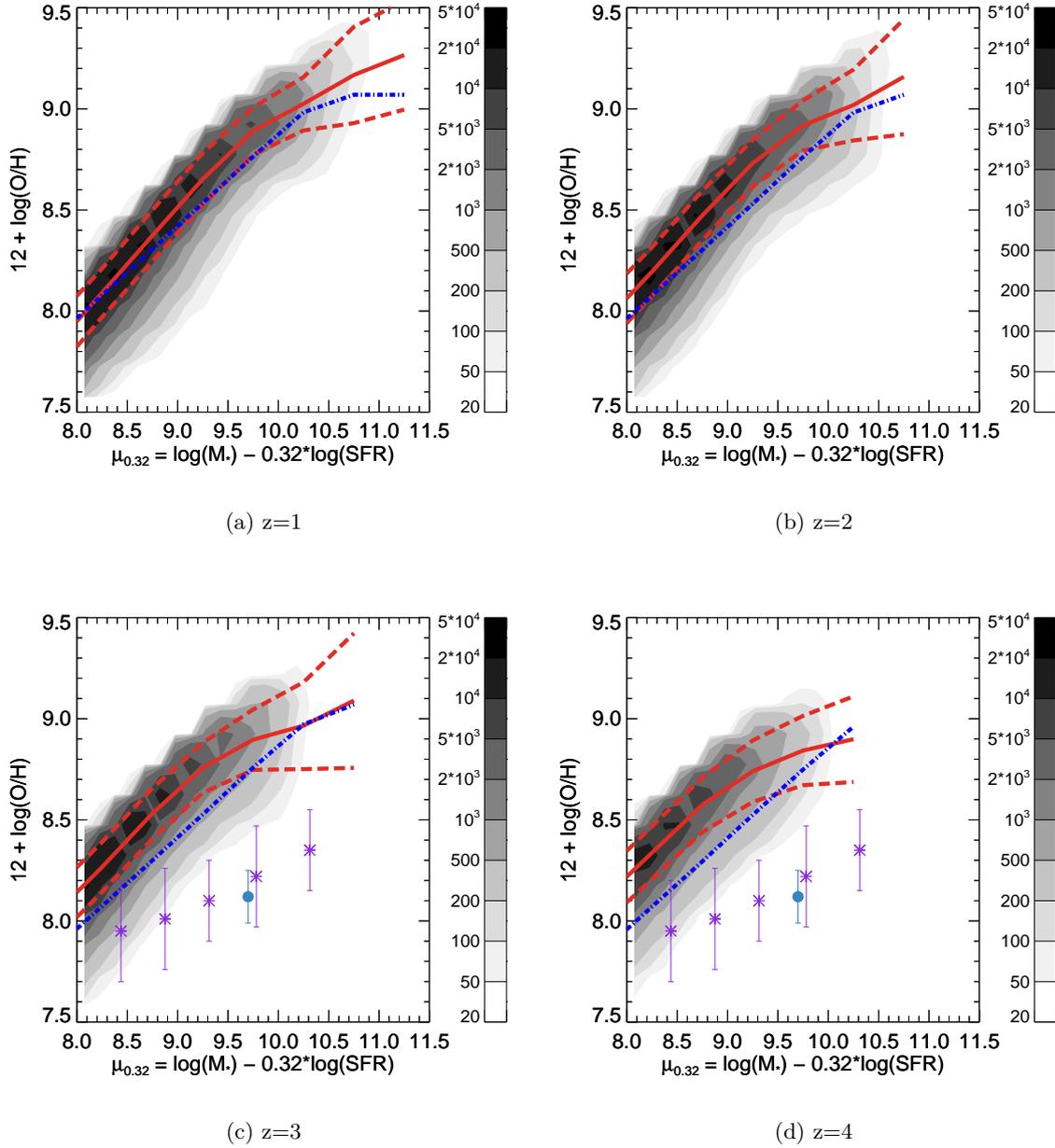


Figura 3.8: Proyección de la FMR a distintos redshifts obtenida a partir de las propiedades de las galaxias del modelo, con  $\mu_{0.32} = \log(M_*) - 0.32 * \log(\text{SFR})$ . Las líneas rojas sólida y a trazos representan la media del modelo y su desviación estándar, respectivamente. El punto azul es una observación de Mannucci et al. (2010) a  $z = 3.3$ . Los símbolos violetas indican observaciones obtenidas de los proyectos AMAZE y LSD, en intervalos de  $\mu_{0.32}$  por Troncoso et al. (2014). A modo de referencia, se incluye el ajuste a la FMR observada dada por Mannucci et al. (2010) (Ec. 3.2; línea azul a trazos punteada). Notar que a medida que disminuye el redshift, la FMR se va poblando, pero no pareciera haber una evolución de la relación.

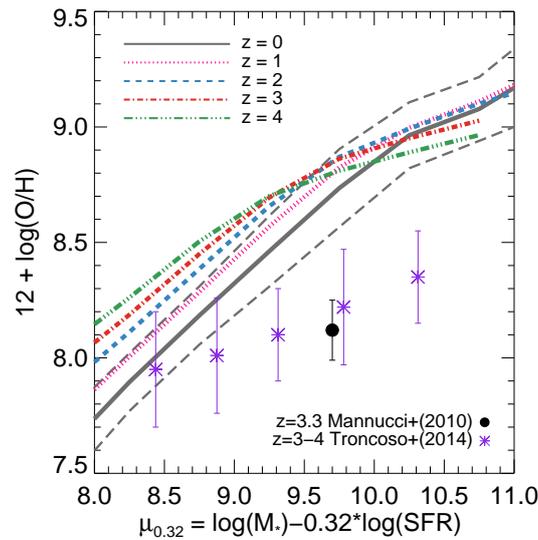


Figura 3.9: Proyección de la FMR a distintos redshifts. Las líneas grises sólida y a trazos largos representan a  $z = 0$  la media del modelo y su dispersión, respectivamente. Las líneas punteada rosa, a trazos azul, a trazos punteada roja y punteada a trazos verde representan  $z = 1$ ,  $z = 2$ ,  $z = 3$  y  $z = 4$ , respectivamente. Para valores de  $\mu_{0.32} > 9.5$  la relación tendería a evolucionar al aumentar el redshift, mientras que para  $\mu_{0.32} < 9.5$  se encuentra una inversión. La observaciones de Mannucci et al. (2010) a  $z = 3.3$  y de Troncoso et al. (2014) a  $z \sim 3 - 4$  están representadas por el punto negro y los símbolos violetas, junto con su error, respectivamente. El modelo no reproduce estas observaciones.

Inspeccionando la Fig. 3.9, vemos que el desplazamiento en  $\mu_{0.32}$  genera dos tendencias que dependen del valor de esta variable. Para valores de  $\mu_{0.32} > 9.5$  vemos una evolución de la FMR en función del redshift desde  $z = 1$ , de manera que para valores crecientes de redshift la relación se hace menos metálica; este comportamiento resulta evidente a partir de  $\mu_{0.32} > 10$  si se compara con el ajuste de la FMR del modelo a  $z = 0$ . Para valores de  $\mu_{0.32} < 9.5$  encontramos una inversión en la relación, ya que para valores crecientes del redshift se encuentran metalicidades más altas. Esta diferencia puede deberse a que el valor encontrado a partir de los datos observacionales para minimizar la dispersión de la metalicidad no sea el adecuado con los valores que encontramos en el modelo, teniendo en cuenta las discrepancias en las relaciones que involucran la SFR y la masas estelar para  $z < 2$ , discutidas en la sección anterior. Sin embargo, no analizaremos aquí el impacto del ajuste al plano fundamental en el comportamiento de la FMR obtenida del modelo, y nos enfocaremos en el análisis de la MZR que se desprende de la misma.

## Capítulo 4

# La Relación Masa-Metalicidad

Como vimos en el capítulo anterior, la FMR es una superficie bien definida en el espacio que relaciona la masa estelar, la metalicidad de la fase gaseosa y la SFR. De la misma se desprende una relación muy importante y estudiada en la literatura, la MZR de las galaxias. Esta relación muestra que las galaxias en el Universo local aumentan su metalicidad a medida que aumenta su masa estelar, hasta que llegan a un valor quiebre ( $M_* \sim 10^{10} M_\odot$ ), en donde la metalicidad se mantiene constante a pesar de seguir aumentando la masa estelar. Sin embargo, a diferencia de la FMR, la cual no presentaría evolución hasta  $z \sim 2.5$ , la MZR sí se ve afectada por el redshift, ya que la metalicidad disminuye a masa estelar fija a medida que aumenta el redshift.

En la literatura, se atribuye esta evolución a la combinación de dos efectos. Por un lado, Mannucci et al. (2010) encuentran que a bajas masas estelares, la metalicidad decrece abruptamente a medida que crece la SFR, mientras que a altas masas, la metalicidad no depende de la SFR. Así mismo, estos autores afirman que del orden de la mitad de la dispersión de la MZR se debe al efecto sistemático de la SFR, y la otra mitad es debida a diferencias intrínsecas entre la galaxia y/o incertezas en la medición. Por otro lado, al observar a redshifts más altos, la SFR también crece, ya sea por efectos de selección o por algún proceso intrínseco de las galaxias a alto redshift. Por lo tanto, la evolución de la MZR podría explicarse por el hecho que a redshifts más altos se seleccionan galaxias con SFR progresivamente más altas y, por lo tanto, metalicidades más bajas, muestreando diferentes partes de la MZR.

### 4.1. Análisis de la MZR

Luego de haber analizado en el capítulo anterior la FMR y la relación entre la masa estelar y la SFR, involucradas en la relación fundamental, consideramos las propiedades de las galaxias generadas por nuestro modelo semi-analítico para construir la relación entre la masa estelar y la metalicidad (MZR) a distintos redshifts, hasta  $z = 4$ , a fin de analizar su evolución.

La Fig. 4.1 nos muestra cómo resulta la MZR del modelo a  $z = 0$ , la cual se representa mediante contornos; la media y la desviación estándar aparecen como líneas rojas sólidas y a trazos largos, respectivamente. La misma se compara con los resultados observacionales de Tremonti et al. (2004) (líneas azules sólida y a trazos punteada que representan la media y desviación estándar, respectivamente), Andrews & Martini (2013) (cuadrados violetas) y el ajuste a las observaciones de Maiolino et al. (2008) para bajo redshift (línea punteada rosa), el cual es descrito por la ecuación

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = -0.0864(\log(M_*) - \log(M_0))^2 + K_0, \quad (4.1)$$

donde  $M_0$  y  $K_0$  son determinados a cada redshift. Este ajuste es muy similar a los resultados de Tremonti et al. (2004) a pesar de las diferencias en la selección de las muestras y la forma en que se estiman las metalicidades. Los resultados de Tremonti et al. (2004) y Andrews & Martini (2013) coinciden en los valores de metalicidad a masas bajas pero difieren para masas mayores ( $M_* > 10^{9.5} M_\odot$ ) producto de los diferentes métodos utilizados para determinar la metalicidad (Ellison et al., 2008). Tremonti et al. (2004) obtienen las abundancias de la fase gaseosa usando modelos de fotoionización y evolución estelar, mientras que Andrews & Martini (2013) aplican un método directo para medir las metalicidades usando líneas de emisión. Para valores de masa  $M_* < 10^{10.5} M_\odot$  el modelo concuerda con las observaciones mientras que para  $M_* > 10^{10.5} M_\odot$  el modelo da lugar a valores de metalicidad mayores que los de Tremonti et al. (2004) (que son los más altos de las muestras observacionales consideradas), aunque cae dentro de la dispersión. Este exceso, también presente en la FMR (ver Fig. 3.7), está relacionada con el exceso de SFR para  $z < 2$  que caracteriza a las galaxias del modelo, como fue discutido oportunamente. En líneas generales, nuestra MZR se corresponde con los datos observacionales a  $z = 0$ , lo que indicaría que nuestro modelo es bien comportado. Sin embargo, comparación con los datos a alto redshift, sugieren que hay aspectos evolutivos de las galaxias que no son capturados correctamente por el modelo.

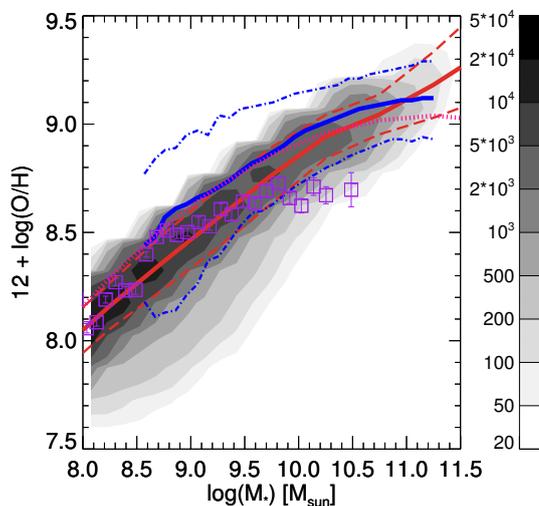


Figura 4.1: MZR para galaxias a  $z = 0$ . La distribución de galaxias modeladas se representan mediante contornos. Las líneas rojas sólida y a trazos largos representan la media del modelo y su dispersión, respectivamente. Las observaciones de Tremonti et al. (2004) están representadas por la línea azul sólida, y su dispersión se muestra con las líneas a trazos punteadas azules. Los cuadrados violetas representan las observaciones de Andrews & Martini (2013). La línea punteada rosa corresponde a ajuste a  $z = 0.07$  dado por la Ec. 4.1 (Maiolino et al., 2008). El acuerdo entre modelo y observación es muy bueno, excepto para  $M_* > 10^{10.5} M_\odot$ , aunque de todas formas la media cae dentro de la dispersión de los datos observados.

La Fig. 4.2 presenta la MZR para distintos redshifts ( $z = 1$ ,  $z = 2$ ,  $z = 3$  y  $z = 4$ ). Como ya anticipamos, no se aprecia una evolución de la misma. Nuevamente, la distribución de galaxias en esta relación es representada mediante contornos, mientras que las líneas rojas sólida y a trazos largos representan la media y la desviación estándar, respectivamente. En este caso, se compara con el ajuste de la Ec. 4.1 para los redshifts  $z = 0.07$ ,  $z = 0.7$  y  $z = 2.2$  realizado por Maiolino et al. (2008), y para los redshifts  $z = 3.5a$  (media) y  $z = 3.5b$  (mediana) realizado por Troncoso et al. (2014), los cuales agregan observaciones a alto redshift a la muestra de Maiolino et al. (2008). Se ve claramente que la MZR modelada no presenta evolución con el redshift, ya que los valores medios del modelo a distintos redshifts (líneas rojas sólidas) se ubican entre las MZR observadas a  $z = 0.07$  y  $z = 0.7$ , excepto la MZR modelada a  $z = 4$  que toma valores de metalicidad menores que la MZR observada a  $z = 0.7$  para masas más altas, acercándose a los valores a los que tiende la MZR observada a  $z = 2.2$  en el extremo más masivo.

Esta casi nula evolución manifestada por la MZR del modelo puede apreciarse mejor en la Fig. 4.3, donde se comparan los valores medios de la relación para distintos redshifts. Encontramos que todas las MZR, a excepción de la correspondiente a  $z = 4$ , quedan dentro de la dispersión a  $z = 0$ , indicando que la misma es una relación que resulta escasamente modificada con el paso del tiempo. El leve indicio de evolución se observa en las MZR para  $z > 2$  que toman valores de metalicidad progresivamente más bajos a medida que aumenta el redshift para masas estelares mayores que  $M_* > 10^{10.5} M_\odot$ . Si bien los valores de metalicidad de estas MZR a altas masas distan mucho de los valores observados correspondientes a  $z > 2$ , dados por los datos de Maiolino et al. (2008) y Troncoso et al. (2014), es interesante destacar que cualitativamente las MZR modeladas y observadas tienen un comportamiento similar, presentando una diferencia entre los valores alcanzados a distintos redshifts que se incrementa a medida que aumenta la masa estelar.

Si bien la MZR modelada muestra una muy débil evolución con el redshift para altas masas, consistente con un escenario de evolución nula, la distribución de galaxias en las MZR a distintos redshifts dada por los contornos de las Figs. 4.1 y 4.2 evidencia que, a medida que disminuye el redshift, las galaxias del modelo pueblan la relación con valores de masa y metalicidad cada vez más altos. Es decir, a medida que transcurre el tiempo, las galaxias aumentan su masa estelar y contaminan más el gas del disco, moviéndose a lo largo de la MZR hacia valores más altos de masa y metalicidad, y lo hacen sobre una MZR que prácticamente no cambia con el redshift.

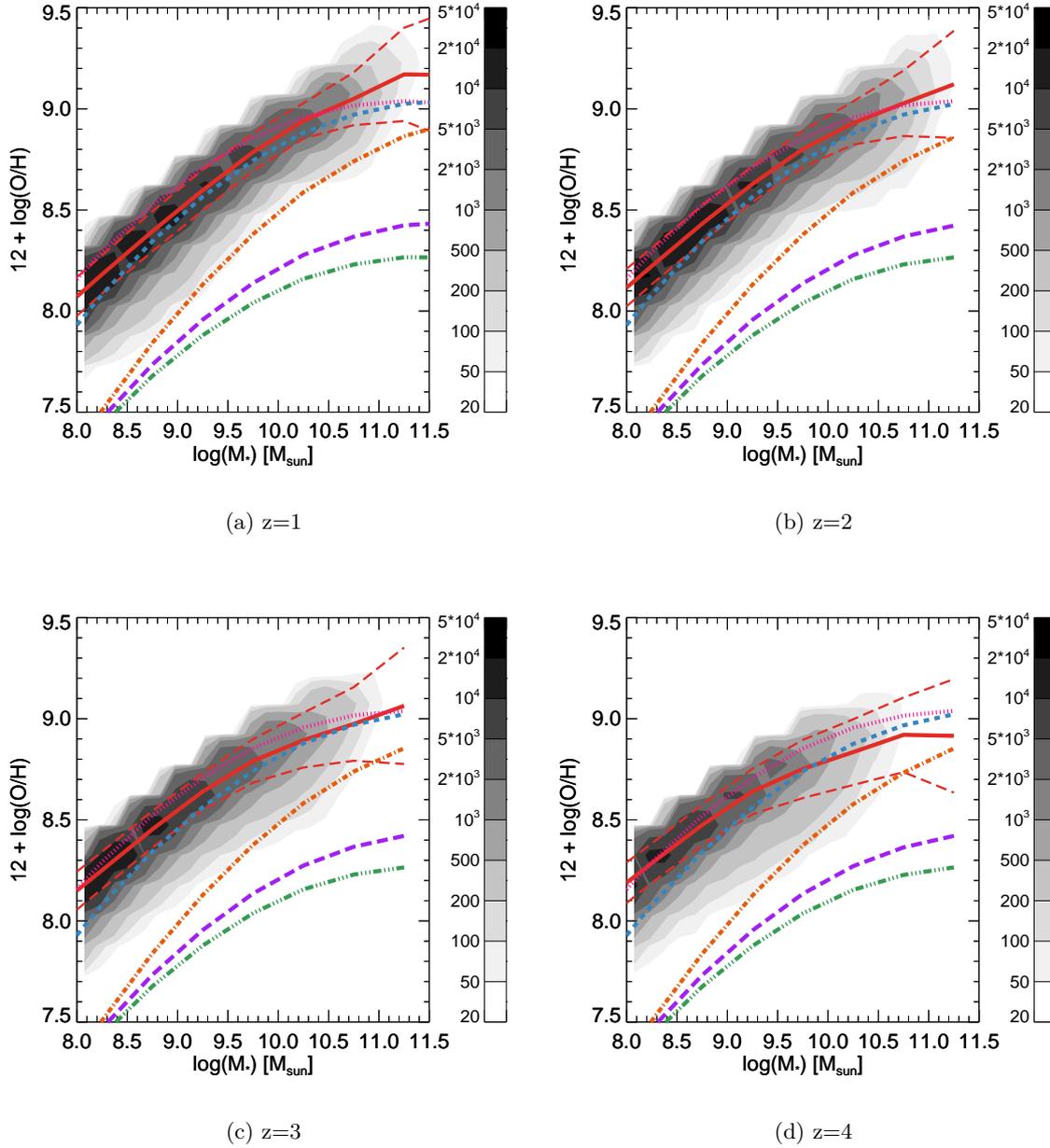


Figura 4.2: MZR a distintos redshifts. La distribución de galaxias modeladas se representan mediante contornos. Las líneas rojas sólida y a trazos largos representan la media del modelo y su dispersión, respectivamente. Las líneas punteada rosa, a trazos azul, a trazos punteada naranja, a trazos violeta y punteada a trazos verde representan las observaciones de Maiolino et al. (2008) a  $z = 0.07$ ,  $z = 0.7$ ,  $z = 2.2$ , y las observaciones de Troncoso et al. (2014) a  $z = 3.5a$  (media) y  $z = 3.5b$  (mediana), respectivamente. Los contornos indican que a medida que disminuye el redshift, la MZR modelada se va poblando con galaxias más masivas a las que les corresponden gas con mayor metalicidad. Sin embargo, no hay una evolución de la misma.

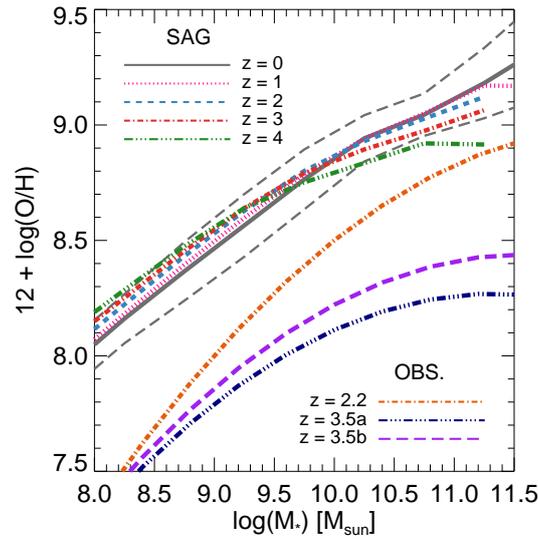


Figura 4.3: MZR de las galaxias generadas por el modelo a distintos redshifts. Las líneas grises sólida y a trazos largos representan la media y dispersión a  $z = 0$ , respectivamente. Las líneas punteada rosa, azul a trazos, a trazos punteada roja y a trazos punteada verde representan las medias a  $z = 1$ ,  $z = 2$ ,  $z = 3$  y  $z = 4$ , respectivamente. Se incluyen las MZR de Maiolino et al. (2008) a  $z = 2.2$ , y Troncoso et al. (2014) a  $z = 3.5a$  (media) y  $z = 3.5b$  (mediana), representadas mediante las líneas a trazos punteada naranja, a trazos largos violeta y punteada a trazos azul, respectivamente. Para masas  $M_* > 10^{9.5} M_\odot$  hay indicios de evolución de la MZR, con metalicidades más bajas a redshifts más altos, sin embargo, sólo los valores a  $z = 4$  quedan fuera de la dispersión de la MZR a  $z = 0$ .

El comportamiento evolutivo de la metalicidad de la fase gaseosa de las galaxias que determinan la MZR se muestra en la Fig. 4.4. Se toman galaxias a  $z = 0$ , se las separa en distinto rangos de masas estelares y se sigue la evolución de la metalicidad de su gas frío. Las líneas mostradas en la figura se obtienen a partir de la estimación del valor medio de la metalicidad para el conjunto de galaxias en un dado rango de masas y para un dado redshift. Se observa que, para todos los rangos de masa considerados, la metalicidad de la fase gaseosa aumenta a medida que disminuye el redshift, mostrando una clara evolución de la metalicidad. Los valores medios de las metalicidades a  $z = 0$  para los distintos rangos de masa coinciden con los adoptados por la MZR a  $z = 0$  (ver Fig. 4.1 o línea gris en la Fig. 4.3). A medida que consideramos redshifts más altos, para un dado rango de masa, no sólo la metalicidad disminuye, sino que también lo hace la masa estelar. Este comportamiento es el que va poblando la MZR tal como lo evidencian los contornos en la Fig. 4.2.

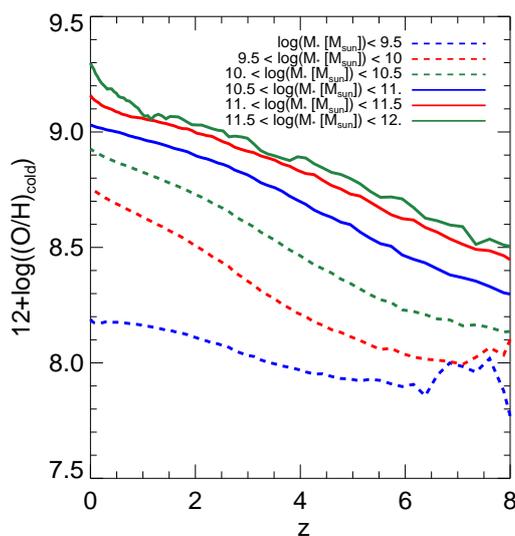


Figura 4.4: Metalicidad del gas frío en función del redshift, para galaxias seleccionadas a  $z = 0$  pertenecientes a distintos rangos de masas estelares. Se toman galaxias a  $z = 0$  y se trazan los valores de metalicidad correspondientes a su gas frío a redshifts más altos. Las líneas a trazos azul, roja y verde representan los valores medios de la metalicidad del gas frío para galaxias con masas estelares a  $z = 0$  en los rangos  $M_* < 10^{9.5} M_\odot$ ,  $10^{9.5} M_\odot < M_* < 10^{10} M_\odot$ ,  $10^{10} M_\odot < M_* < 10^{10.5} M_\odot$ , respectivamente; mientras que las líneas sólidas azul, roja y verde representan la mismas cantidad para los rangos  $10^{10.5} M_\odot < M_* < 10^{11} M_\odot$ ,  $10^{11} M_\odot < M_* < 10^{11.5} M_\odot$  y  $10^{11.5} M_\odot < M_* < 10^{12} M_\odot$ , respectivamente. En todos los rangos de masa vemos que, efectivamente, la metalicidad del gas frío evolucionó desde redshifts altos hasta el presente de manera creciente.

Para que la débil señal de evolución de la MZR generada por el modelo, que emerge de la Fig. 4.3, se vuelva tan significativa como la que ostenta la MZR observada, la evolución de metalicidad mostrada en la Fig. 4.4 debería ser más pronunciada. Esto es, para  $z > 0$ , las galaxias que adquirieron una masa correspondiente a un dado redshift, deberían tener un disco gaseoso con niveles de enriquecimiento químico mucho menores que los que le asigna la actual versión del modelo SAG. Tal como se describió en la sección 2.2.1, la forma en que evolucionan la metalicidad de la fase gaseosa es el resultado de una compleja combinación de procesos físicos que regulan la circulación de la masa y metales entre las diferentes componentes bariónicas (gas caliente, gas frío y estrellas). Estos procesos involucran el enfriamiento del gas caliente, el reciclado de material químicamente enriquecido al final de la vida de las estrellas y el feedback energético por parte de SN y AGNs, lo cual está ligado a las tasas de formación estelar. El material reciclado por las estrellas al final de su vida es el responsable de aumentar estos niveles de metalicidad, sin embargo, la metalicidad de una dada componente queda determinada por el destino de ese material reciclado y los tiempos involucrados para su contribución. Muchos modelos semi-analíticos (De Lucia et al., 2004) consideran la aproximación de reciclado instantáneo (IRA, por sus siglas en inglés), en la cual el material es reciclado tan pronto como se produce un evento de formación estelar. Nuestro modelo SAG no usa esta aproximación, sino que tiene en cuenta el tiempo de vida de las estrellas. A pesar de ello, la débil evolución de la MZR indica que el proceso de contaminación del gas frío ocurre demasiado rápido. Estos resultados están en concordancia con aquéllos presentes en la literatura obtenidos a partir de simulaciones numéricas hidrodinámica y modelos semi-analíticos, tal como se menciono en la introducción de este trabajo (Weinmann et al. 2012; Yates et al. 2012; De Rossi et al. 2015). Claramente, muchos procesos físicos (formación

estelar, feedback) son pobremente entendidos lo cual conduce a falencias en el tratamiento de los mismos mediante los modelos de formación y evolución de galaxias. Este hecho nos lleva a pensar que otros aspectos de nuestro código SAG, además de los ya discutidos, deben ser revisados a fin de lograr reproducir las tendencias evolutivas observadas, tales como el destino del gas reciclado (en el modelado implementado, el material reciclado por las estrellas es directamente asignado al disco gaseoso) o la consideración de tiempos de dilución de ese material una vez que es expulsado por las estrellas.

## 4.2. Importancia de la SFR en la MZR

A partir de trabajos observacionales referente a la MZR y su evolución se desprende que su dispersión se debe a la dependencia de la metalicidad con la SFR (Mannucci et al., 2010). Existe una correlación inversa entre SFR y metalicidad que está principalmente asociada a la caída de gas poco enriquecido, de tal forma que el gas acreta diluye la metalicidad del disco gaseoso y a su vez dispara la formación estelar (Troncoso et al., 2014). Por lo tanto, la evolución de la MZR se debería a que, a alto redshift se estarían analizando galaxias con valores de SFR altos, ya sea porque son las que se pueden observar o por el proceso intrínseco que hace que galaxias a alto redshift tengan mayores valores de SFR.

En primera instancia, podríamos considerar la hipótesis del sesgo observacional y pensar que la MZR de las galaxias generadas por el modelo presentaría evolución si sólo consideráramos las galaxias con alta SFR. Sin embargo, la dispersión de la MZR modelada a  $z = 4$  no alcanza a abarcar valores de metalicidad tan bajos como los indicados por las observaciones (Troncoso et al., 2014); sólo se ve una superposición con la MZR observada a  $z = 2.2$  a altas masas (ver Fig. 4.2). De todos modos, es interesante evaluar si la dispersión de la MZR del modelo se debe a la dependencia de la metalicidad con la SFR, tal como sugieren las observaciones.

La Fig. 4.5 (*panel izquierdo*) presenta los valores medios de la MZR obtenida con nuestro modelo SAG discriminada en intervalos (*bines*<sup>1</sup>) de SFR para  $z = 0$ , tomando valores desde  $\log(\text{SFR}) < -0.5$  hasta  $\log(\text{SFR}) > 1.5$  en intervalos de 0.5 dex, comparada con la MZR completa. Se descartan bins con menos de 20 galaxias. Si bien las curvas están prácticamente superpuestas, se aprecia una tendencia en la que los valores de SFR más altos corresponden a valores más bajos de metalicidad, en acuerdo cualitativo con el comportamiento mostrado por la MZR observada (Mannucci et al., 2010). El panel derecho de esta figura muestra la media y dispersión de la MZR completa y de la obtenida a partir de considerar galaxias con SFR en el rango  $-0.5 < \log(\text{SFR}) < 0.0$ . Dada la similitud entre las dispersiones de la MZR para ambas muestras de galaxias, resulta claro que la dependendencia con la SFR no explica la dispersión en la MZR modelada.

<sup>1</sup>El término en inglés "*bin*" será usado de aquí en más para referirnos a algún tipo de intervalo, "*bines*" si es plural.

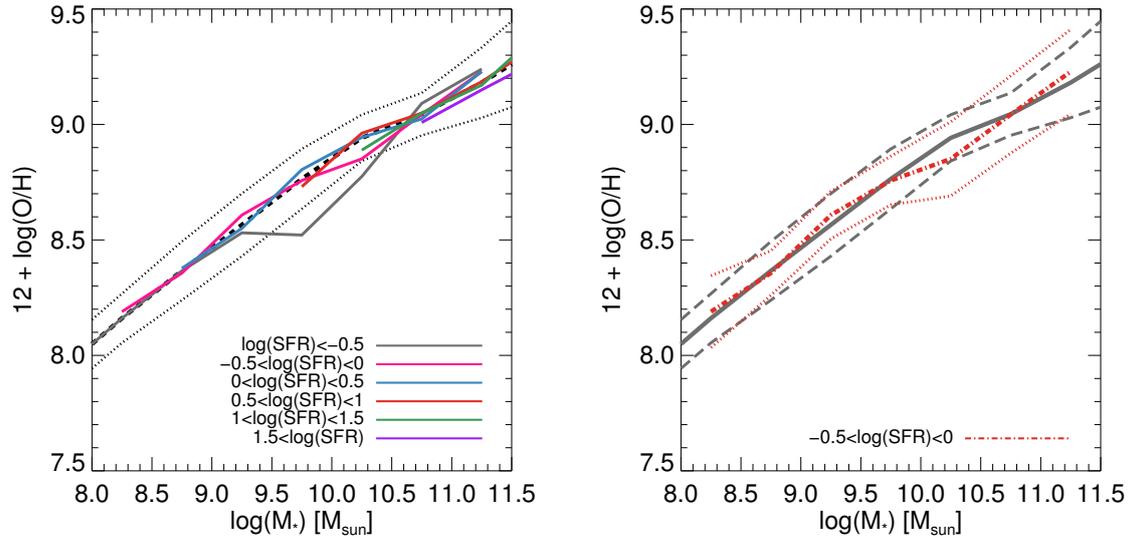


Figura 4.5: MZR discriminada en bins de SFR para  $z = 0$  tomando valores desde  $\log(\text{SFR}) < -0.5$  hasta  $\log(\text{SFR}) > 1.5$  en intervalos de 0.5 dex, comparada con la MZR completa (media y dispersión representadas por líneas negras a rayas y punteada, respectivamente). Se descartan bins con menos de 20 galaxias. *Panel izquierdo*: Las líneas sólidas gris, rosa, azul, roja, verde y violeta representan los valores medios de la MZR para galaxias contenidas dentro de los distintos rangos de SFR. Debido a la relación entre SFR y masa estelar, las curvas correspondientes a bins de SFR con valores progresivamente más bajos se extienden a hacia valores bajos de masa estelar. Si bien las curvas están prácticamente superpuestas, se aprecia una tendencia en la que los valores de SFR más altos corresponden a valores más bajos de metalicidad. *Panel derecho*: Comparación entre la dispersión de la MZR completa (líneas grises) y la correspondiente a la media obtenida con galaxias con valores de SFR comprendidos en el rango de  $-0.5 < \log(\text{SFR}) < 0.0$  (líneas rojas).

Extendemos esta comparación a redshifts más altos, tal como se muestra en la Fig. 4.6. Debido a la dependencia con el redshift de la relación entre SFR y masa estelar (Fig. 3.5), las curvas que representan los valores medios de metalicidad para distintos rangos de SFR se extienden sobre rangos de masa estelar más altas a medida que aumenta la SFR, lo cual se acentúa hacia redshifts más altos. La anticorrelación entre la SFR y la metalicidad sólo emerge claramente para las galaxias masivas ( $M_* > 10^{10.5} M_{\odot}$ ) a  $z = 1$ , ya que la situación se invierte hacia bajas masas y también para redshifts más altos.

A partir de este análisis concluimos que la SFR no es un buen parámetro para analizar la dispersión de en la MZR de modelo. Veamos en la siguiente sección otro parámetro importante al momento de estudiar la evolución de galaxias.

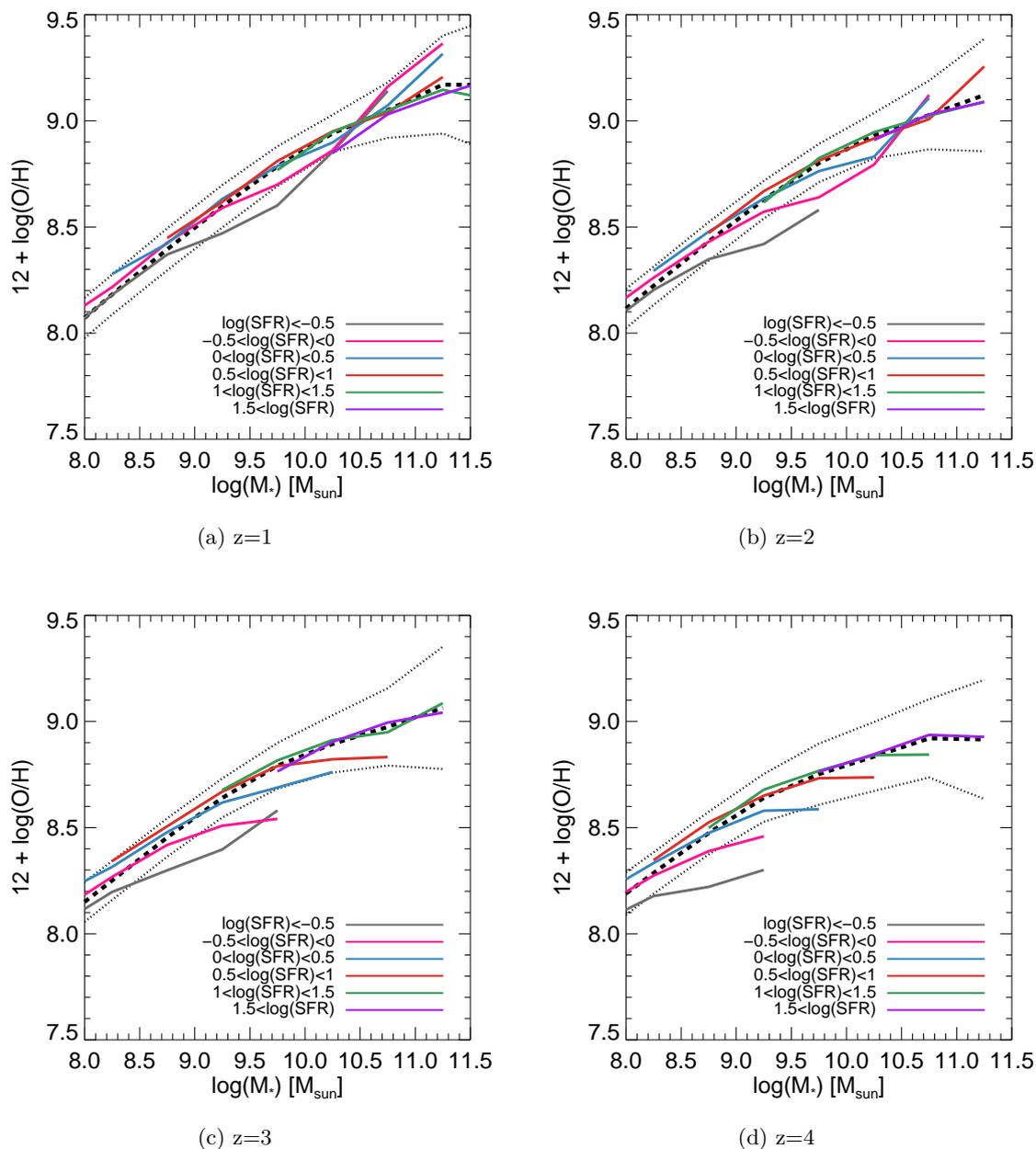


Figura 4.6: MZR discriminada en bins de SFR para distintos redshifts tomando valores desde  $\log(\text{SFR}) < -0.5$  hasta  $\log(\text{SFR}) > 1.5$  en intervalos de 0.5 dex comparada con la MZR completa en el redshift correspondiente (media y dispersión representadas por líneas negras a rayas y punteada, respectivamente). Se descartan los bins con menos de 20 galaxias. Debido a la dependencia con el redshift de la relación entre SFR y masa estelar (Fig. 3.5), las curvas que representan los valores medios de metalicidad para distintos rangos de SFR se extienden sobre rangos de masa estelar más altas a medida que aumenta la SFR, lo cual se acentúa hacia redshifts más altos.

### 4.3. Masa de gas y su relación con la MZR

La masa de gas es importante para el análisis de la MZR ya que está fuertemente relacionada con la metalicidad y con la SFR. Como vimos antes, la SFR es una candidata importante para explicar la dispersión en la MZR, aunque para nuestro modelo actual no

resulte suficiente. Sin embargo, varios autores sostienen que la metalicidad sería más dependiente de la masa de gas, y que su dependencia con la SFR es consecuencia de la dependencia de ésta con el gas (Bothwell et al., 2013; Santini et al., 2014).

La teoría de formación de galaxias avala un escenario en la que las estrellas se forman a partir de su reservorio de gas frío, de manera que la masa de gas disminuye al transformarse en masa estelar. Si inyectáramos gas pobre en metales a la galaxia, este diluiría la metalicidad, al tiempo que fomentaría la formación estelar. Entonces, la metalicidad anticorrelacionaría con la masa de gas, de la misma forma que anticorrelaciona con la SFR. En este sentido, la masa de gas decrecería con la masa estelar e incrementaría con la SFR. Entonces, fijada la masa estelar, la SFR estaría unívocamente determinada por la fracción de gas. Es por esto que algunos autores hablan de una relación fundamental de metalicidad que relaciona la masa estelar, la masa de gas de Hidrógeno neutro (HI) y la SFR, llamada HI-FMR (Bothwell et al., 2013). A medida que las galaxias evolucionan, poblarían diferentes regiones de esta superficie, como consecuencia de la acreción de gas, el consumo de gas por formación estelar y la eyección de gas, al menos hasta  $z \sim 2.5$ .

Entonces, nos preguntamos qué relación tiene la masa de gas con la masa estelar, de la misma forma que analizamos la SFR en función de la masa estelar. La Fig. 4.7 muestra la relación entre el cociente de masas y la masa estelar para el modelo SAG, superpuesta con observaciones espectroscópicas de Peeples et al. (2014). El cociente de masas  $C_{mass}$  está definido como:

$$C_{mass} = \frac{M_{gas}}{M_*}, \quad (4.2)$$

donde  $M_{gas}$  es la masa de gas frío y  $M_*$  es la masa estelar. Por un lado, vemos que el modelo se corresponde bastante bien con las observaciones, lo que implicaría que el modelo reproduce adecuadamente esta relación. Sin embargo, cabe notar una subestimación de la fracción de gas a bajas masas y una sobre-estimación para  $M_* > 10^{10.5} M_\odot$ . Por otro lado, vemos que este cociente anticorrelaciona con la masa estelar, indicando que la masa de gas disminuye a medida que la masa estelar aumenta. También se desprende que las galaxias masivas parecerían tener muy poco gas, producto de que ya lo consumieron, mientras que galaxias de masa baja e intermedia todavía tienen gas para convertir en estrellas.

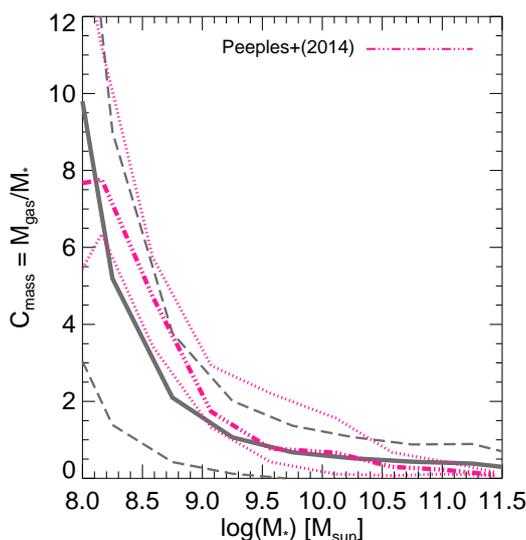


Figura 4.7: Cociente entre masa de gas frío y masa estelar en función de la masa estelar a  $z = 0$ . Las líneas grises sólida y a trazos representan la media y la dispersión del modelo SAG, respectivamente. Las líneas rosas punteada a trazos y punteada representan la media de las observaciones de Peebles et al. (2014) con sus errores, respectivamente. En general, el acuerdo con los las observaciones es bueno aunque se debe notar una subestimación de la fracción de gas a bajas masas y una sobre-estimación a para  $M_* > 10^{10.5} M_\odot$ .

Para analizar la dependencia con el redshift de la relación entre el contenido de gas frío y la masa estelar, utilizamos la fracción de gas, definida como:

$$F_{\text{gas}} = \frac{M_{\text{gas}}}{M_{\text{gas}} + M_*}, \quad (4.3)$$

donde nuevamente  $M_{\text{gas}}$  y  $M_*$  representan a la masa del gas y a la masa estelar, respectivamente. En el panel izquierdo de la Fig. 4.8 vemos que la relación entre la fracción de gas y la masa estelar no evoluciona. Esta falta de evolución también se aprecia en el gráfico ortogonal, es decir, la evolución con el redshift de la fracción de gas para distintos rangos de masa estelar, mostrado en el panel derecho de la Fig. 4.8. Estos resultados no coinciden con los hallados por Santini et al. (2014) (ver su Fig. 12), quienes efectivamente, encuentran que, para una masa estelar fija, el contenido promedio de gas de galaxias activas (es decir, con formación estelar) aumenta monótonamente con el redshift, al menos hasta  $z \sim 2.5$ . La muestra de Santini et al. (2014) contiene galaxias con masas estelares  $M_* \sim 10^{10.5} M_\odot$ , que a  $z \sim 2.5$  comprenden fracciones de gas del orden de  $0.2 - 0.25$ , en acuerdo con las fracciones de gas de las galaxias de nuestro modelo en ese rango de masas estelares para ese redshift. Sin embargo, las fracciones de gas observadas decrecen hasta  $\sim 0.01 - 0.05$  a  $z = 0$ , mientras que las de nuestro modelo permanecen prácticamente invariantes con el redshift.

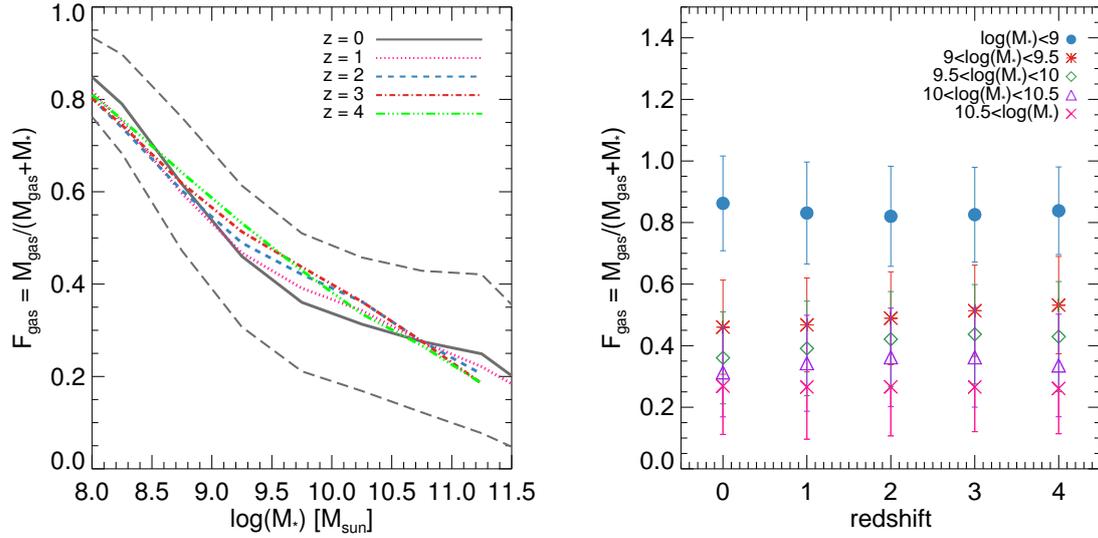


Figura 4.8: *Panel izquierdo*: Fracción de gas en función de la masa estelar para distintos valores de redshift para las galaxias del modelo. Las líneas grises sólida y a trazos largos representan la media del modelo y su dispersión a  $z = 0$ , respectivamente. Las medias correspondientes a  $z = 1$ ,  $z = 2$ ,  $z = 3$  y  $z = 4$  están representadas por las líneas punteada rosa, a trazos azul, a trazos punteada roja y punteada a trazos verde, respectivamente. *Panel derecho*: Fracción de gas en función redshift, binned en masa estelar. Los puntos azules representan  $M_* < 10^9$ ; las estrellas rojas,  $10^9 < M_* < 10^{9.5}$ ; los rombos verdes,  $10^{9.5} < M_* < 10^{10}$ ; los triángulos violeta,  $10^{10} < M_* < 10^{10.5}$ ; las cruces rosas,  $M_* > 10^{10.5}$ . Notamos que cuanto menor es la masa estelar, mayor será la fracción de gas, implicando que las galaxias de baja masa estelar están menos evolucionadas que las de alta masa. También encontramos que no tenemos galaxias con  $f_{\text{gas}} < 0.2$ , al menos en su mayoría. No encontramos evolución de la fracción de gas con el redshift, a diferencia de los resultados de Santini et al. (2014).

Si bien el comportamiento de la fracción de gas obtenida del modelo para galaxias en un determinado rango de masa estelar presenta falencias en cuanto a los aspectos evolutivos, su relación con la masa estelar es acorde a lo observado. Por lo tanto, procedemos a analizar si la dispersión de la MZR del modelo es producto de los diferentes contenidos gaseosos de las galaxias. Bineamos, entonces, la MZR con la fracción de gas, de la misma forma que lo hicimos con la SFR. Para no generar diferencias sistemáticas, tomaremos valores de  $f_{\text{gas}} > 0.2$ , dado que son pocas las galaxias con fracción menor a este valor (según se desprende de la Fig. 4.8) y se descartan los bins con menos de 20 galaxias. En las Fig. 4.9 y 4.10 se pueden ver que para los valores de  $F_{\text{gas}} < 0.6$  se mantiene dentro de la dispersión, mientras que para valores de  $F_{\text{gas}} > 0.6$  disminuye su metalicidad. Esto se correspondería con la hipótesis de que al aumentar la masa de gas, la metalicidad disminuye al verse diluida. Sin embargo, la dispersión del binned, al igual que con la SFR, es del orden de la muestra completa. De esta forma, basándonos en los resultados de nuestro modelo, que existan galaxias con distintas fracciones de gas a un mismo redshift no explicaría la dispersión intrínseca de la MZR, así como resultó del análisis de la SFR, según se mostró en la sección anterior.

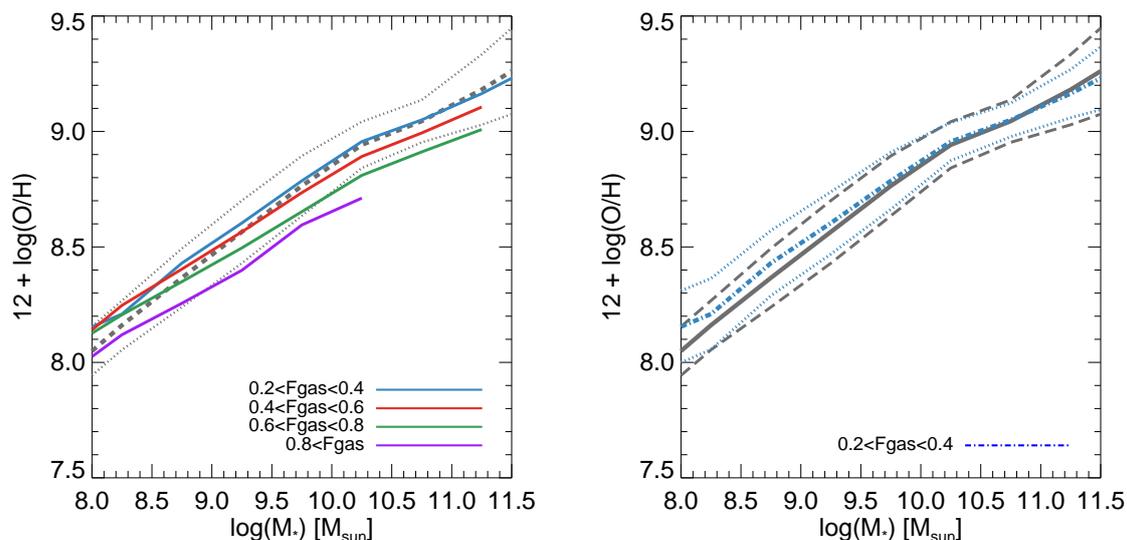


Figura 4.9: MZR en bins de fracción de gas a  $z = 0$ . Los bins con menos de 20 galaxias fueron descartados. *Panel izquierdo*: Las líneas grises a trazos y punteadas representan la media de la MZR y su dispersión, respectivamente. Las líneas sólidas azul, roja, verde y violeta representan los bins de  $0.2 < f_{gas} < 0.4$ ,  $0.4 < f_{gas} < 0.6$ ,  $0.6 < f_{gas} < 0.8$  y  $f_{gas} > 0.8$ , respectivamente. Las galaxias con  $f_{gas} < 0.2$  no fueron tenidas en cuenta por no ser representativas. De la misma forma que la SFR anticorrelacionaba con la metalicidad, encontramos que la  $f_{gas}$  también anticorrelaciona con la metalicidad. *Panel derecho*: Comparación entre la dispersión de la MZR completa (líneas grises) y la correspondiente a la media obtenida con galaxias con valores de fracción de gas comprendidos en el rango de  $0.2 < F_{gas} < 0.4$  (líneas azules).

En síntesis, mediante el análisis realizado en este trabajo a través del uso de un modelo semi-analítico de formación y evolución de galaxias, concluimos que el modelado de los procesos físicos implementado permiten obtener propiedades físicas de las galaxias en buen acuerdo con lo observado en el Universo local, de modo que es posible reproducir la FMR y la MZR a  $z = 0$ . Sin embargo, estas relaciones no muestran una evolución con el redshift para  $z > 2.5$  como se infiere de las tendencias observacionales. Existe la posibilidad de que a alto redshift las observaciones estén afectadas por algún sesgo, ya sea por su dificultad en medir la metalicidad o la SFR, que den una falsa señal evolutiva, aunque parecería ser bastante improbable. Una opción más factible está relacionada con fallas en los modelos. Nuestros resultados están en concordancia con los obtenidos por otros estudios teóricos (Yates et al., 2012; Weinmann et al., 2012; De Rossi et al., 2015) y delatan que muchos procesos físicos están pobremente entendidos, con lo cual su implementación en los modelos genera discrepancias con las tendencias observadas.

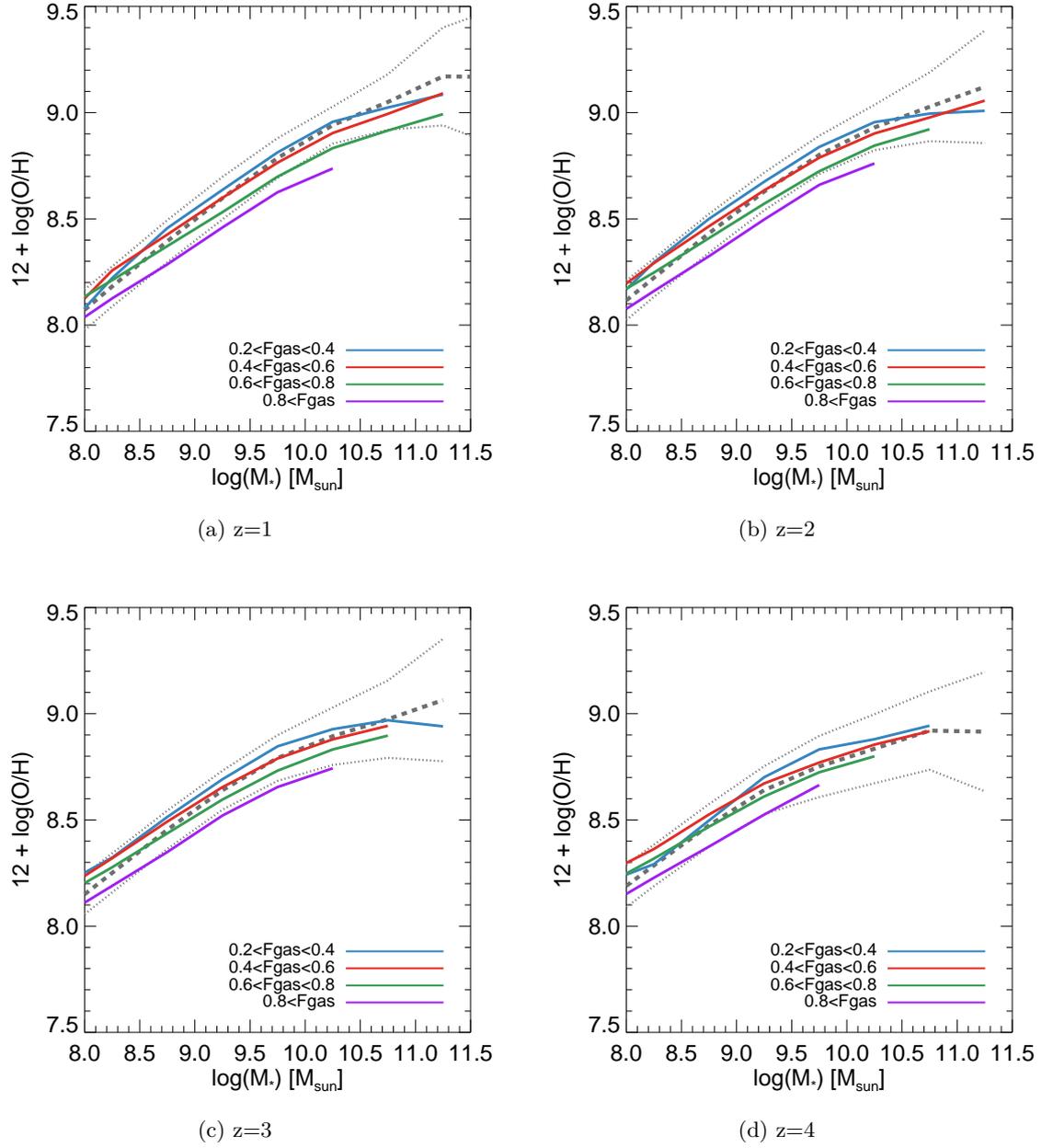


Figura 4.10: MZR en bins de fracción de gas a distintos redshifts. Los bins con menos de 20 galaxias fueron descartados. La descripción de la figura es idéntica a la Fig. 4.9. La anticorrelación de la  $f_{gas}$  con la metalicidad se mantiene, incluso hasta  $z = 4$ .

# Capítulo 5

## Conclusiones

Mediante el uso de un modelo híbrido de formación y evolución de galaxias, que combina simulaciones numéricas cosmológicas y el modelo semi-analítico de formación de galaxias SAG (Cora, 2006; Lagos et al., 2008; Padilla et al., 2014; Gargiulo et al., 2015), analizamos la forma en que se establece y evoluciona la FMR y, en particular, la MZR que se desprende de la misma.

Dado que en la relación FMR interviene la SFR, lo cual explicaría la dispersión de la MZR (Mannucci et al., 2010), comenzamos nuestro análisis en el Cap. 3 evaluando si la relación SFR-masa estelar (que define la denominada MS) del modelo se corresponde con las observaciones, para lo cual utilizamos los ajustes dados por el trabajo de Behroozi et al. (2013). Encontramos que el modelo está en acuerdo con éstas al menos hasta  $z = 4$ , aunque no se ajusta para galaxias satélites debido al mecanismo de estrangulación incluido en SAG, por lo cual éstas son excluidas del análisis y nos concentramos en estudiar las galaxias centrales. Realizamos una comparación de los valores medios de la relación SFR-masa estelar para distintos redshifts, encontrando que, dada una masa fija, las galaxias tienen progresivamente mayor SFR al aumentar el redshift, de acuerdo a lo observado.

Para el análisis de la FMR y MZR consideramos sólo el gas del disco gaseoso y la SFR que se genera a partir de ese gas (SFR quiescent). Al no considerar la SFR total que incluye brotes estelares que dan lugar a la formación del bulbo, se simplifica la interpretación de los resultados. Esta elección queda justificada por el hecho que la principal componente que contribuye a la SFR total es la SFR quiescent, tal como se desprende del análisis de la evolución de la SFR total discriminada por procesos (Fig. 3.2, panel izquierdo).

Analizamos la FMR correspondiente a las galaxias generadas por el modelo considerando la proyección en la variable  $\mu_{0.32}$  (Mannucci et al., 2010), y analizamos su evolución con el redshift. Encontramos que a un dado valor de  $\mu_{0.32}$  se produce una inversión de la dependencia de las metalicidades con el redshift: las galaxias con  $\mu_{0.32} > 9.5$  presentan menores metalicidades a medida que aumenta el redshift, mientras que galaxias con  $\mu_{0.32} < 9.5$  aumentan su metalicidad con el redshift. Este comportamiento puede deberse a que el valor encontrado por Mannucci et al. (2010) para minimizar la dispersión de la FMR no sea el óptimo para nuestro modelo, por lo que se podría analizar a futuro qué valor sería más adecuado en nuestro caso.

En el Cap. 4, estudiamos la relación que se desprende de la FMR, la MZR, tanto para  $z = 0$  como para alto redshift. Comparamos los resultados que obtuvimos del modelo con observaciones de Tremonti et al. (2004), Andrews & Martini (2013), Maiolino et al. (2008) y Troncoso et al. (2014), donde encontramos que el modelo SAG tiene buen acuerdo con las observaciones a  $z = 0$ . Sin embargo, a diferencia de la MZR observada, que presenta evolución con el redshift (valores de metalicidad más bajos a redshifts más altos para masa estelar fija), la MZR modelada no evoluciona, apartándose de las observaciones. Esta dificultad

---

en reproducir la tendencia evolutiva observada se ve también en otros modelos semi-analíticos y simulaciones hidrodinámicas autoconsistentes (Weinmann et al., 2012; Yates et al., 2012; De Rossi et al., 2015). Estos estudios arriban a nuestras mismas conclusiones: el disco gaseoso de las galaxias se contamina prematuramente, de modo que, dada una masa fija, alcanzan a alto redshift valores de metalicidad correspondientes a  $z = 0$ . En este sentido, los modelos deben mejorarse identificando el mecanismo que ralentice este ritmo de enriquecimiento. En nuestro caso, este desafío define parte de las tareas a realizar como trabajo a futuro.

A pesar de no encontrarse evolución en la MZR de modelo, analizamos los factores que determinan la dispersión inherente a la misma a cada redshift. Para ello, consideramos dos propiedades importantes íntimamente relacionadas con la metalicidad: la SFR y la fracción de gas. Encontramos que al discriminar la MZR a  $z = 0$  por SFR, las galaxias con SFR mayor tienen menor metalicidad, de acuerdo a la dependencia detectada por Mannucci et al. (2010), que avalan un escenario donde la caída de gas pobre en metales diluye la metalicidad y dispara la formación estelar. Sin embargo, esta dependencia no explica la dispersión de la MZR, ya que la dispersión encontrada para galaxias en un dado rango de valores de SFR es tan grande como la dispersión de la MZR completa, sin discriminar por SFR. Por otro lado, puede apreciarse que a medida que aumenta el redshift se observa una inversión de la anticorrelación entre metalicidad y SFR. Si discriminamos por fracción de gas, encontramos que cuanto mayor es el valor de este parámetro menor es la metalicidad del disco gaseoso de las galaxias del modelo, y esto se observa para todos los valores de redshift (a diferencia de lo que ocurre para la SFR), lo cual se corresponde con la hipótesis expuesta anteriormente de que una mayor masa de gas diluiría la metalicidad, siendo un comportamiento que se mantiene en el tiempo. De todas formas, la dispersión de la relación para fracciones de gas dentro de un dado rango es del orden de la dispersión total de la MZR, por lo que la dependencia con la fracción de gas tampoco explicaría a esta última. Concluimos que la dispersión de la MZR es el resultado de una dispersión intrínseca de las propiedades de las galaxias. El análisis de las distintas fases del gas (HI y H<sub>2</sub>), como sugieren varios autores (Bothwell et al., 2013, 2016), podría ayudarnos a entender mejor varios aspectos relacionados con las características de la MZR; la implementación de tales fases demanda la modificación de nuestro código.

Los resultados encontrados en este trabajo dejan planteados numerosos interrogantes relacionados con la manera en que evolucionan y se establecen la FMR y MZR, y con aspectos particulares de éstas, como su dispersión. Los mismos sientan las bases del trabajo a futuro, mediante el cual se aspira a mejorar el modelado de los procesos físicos que intervienen en la formación y evolución de galaxias a fin de reproducir el comportamiento de estos observables, que sirven de diagnóstico y ponen restricciones al modelo.

# Bibliografía

- Anders, E. & Grevesse, N. 1989, *GeCoa*, 53, 197
- Andrews, B. H. & Martini, P. 2013, *ApJ*, 765, 140
- Baldry, I. K. et al. 2012, *MNRAS*, 421, 621
- Baldry, I. K., Glazebrook, K. & Driver, S. P. 2008, *MNRAS*, 388, 945
- Behroozi, P. S., Wechsler, R. H. & Conroy, C. 2013, *ApJ*, 770, 57
- Benson, A. J. et al. 2012, *MNRAS*, 3590
- Bertschinger, E. 2001, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 33, AAS/Division of Dynamical Astronomy Meeting #32, 1188
- Binney, J. & Tremaine, S. 1987, *Nature*, 326, 219
- Bothwell, M. S. et al. 2013, *MNRAS*, 433, 1425
- Bothwell, M. S. et al. 2016, *MNRAS*, 455, 1156
- Bouché, N. et al. 2010, *ApJ*, 718, 1001
- Chabrier, G. 2003, *PASP*, 115, 763
- Cora, S. A. 2006, *MNRAS*, 368, 1540
- Croton, D. J. et al. 2006, *MNRAS*, 11
- Daddi, E. et al. 2007, *ApJ*, 670, 156
- Davis, M. et al. 1985, *ApJ*, 292, 371
- De Lucia, G., Kauffmann, G. & White, S. D. M. 2004, *MNRAS*, 349, 1101
- De Rossi, M. E. et al. 2015, *MNRAS*, 452, 486
- Dekel, A. et al. 2009, *Nature*, 457, 451
- Ellison, S. L. et al. 2008, *ApJ*, 672, L107
- Foster, C. et al. 2012, *A&A*, 547, A79
- Gargiulo, I. D. et al. 2015, *MNRAS*, 446, 3820
- Genel, S. et al. 2008, *ApJ*, 688, 789
- Genzel, R. et al. 2011, *ApJ*, 733, 101

- Greggio, L. & Renzini, A. 1983, *A&A*, 118, 217
- Henriques, B. M. B. et al. 2015, *MNRAS*, 451, 2663
- Hirschi, R., Meynet, G. & Maeder, A. 2005, *A&A*, 433, 1013
- Iwamoto, K. et al. 1999, *ApJ*, 125, 439
- Karakas, A. I. 2010, *MNRAS*, 403, 1413
- Kobayashi, C. et al. 2006, *ApJ*, 653, 1145
- Kormendy, J. & Ho, L. C. 2013, *ARA&A*, 51, 511
- Lagos, C. D. P. et al. 2011, *MNRAS*, 418, 1649
- Lagos, C. D. P., Cora, S. A. & Padilla, N. D. 2008, *MNRAS*, 388, 587
- Lagos, C. d. P. et al. 2015, *MNRAS*, 448, 1271
- Li, C. & White, S. D. M. 2009, *MNRAS*, 398, 2177
- Lia, C., Portinari, L. & Carraro, G. 2002, *MNRAS*, 330, 821
- Maiolino, R. et al. 2008, *A&A*, 488, 463
- Mannucci, F. et al. 2010, *MNRAS*, 408, 2115
- Mannucci, F. et al. 2009, *MNRAS*, 398, 1915
- Matteucci, F. & Greggio, L. 1986, in *NATO ASIC Proc. 163: Nucleosynthesis and its Implications on Nuclear and Particle Physics*, ed. J. Audouze & N. Mathieu, 315–323
- McConnell, N. J. & Ma, C.-P. 2013, *ApJ*, 764, 184
- Padilla, N. D. et al. 2014, *MNRAS*, 443, 2801
- Padovani, P. & Matteucci, F. 1993, *ApJ*, 416, 26
- Peeples, M. S. et al. 2014, *ApJ*, 786, 54
- Renzini, A. & Buzzoni, A. 1986, in *Astrophysics and Space Science Library, Vol. 122, Spectral Evolution of Galaxies*, ed. C. Chiosi & A. Renzini, 195–231
- Romano, D. et al. 2010, *A&A*, 522, A32
- Ruiz, P., Trujillo, I. & Mármol-Queraltó, E. 2014, *MNRAS*, 442, 347
- Santini, P. et al. 2014, *A&A*, 562, A30
- Springel, V. 2005, *MNRAS*, 364, 1105
- Springel, V., Yoshida, N. & White, S. D. M. 2001, *Nature*, 6, 79
- Tecce, T. E. et al. 2010, *MNRAS*, 408, 2008
- Tremonti, C. A. et al. 2004, *ApJ*, 613, 898
- Troncoso, P. et al. 2014, *A&A*, 563, A58
- Weinmann, S. M. et al. 2012, *MNRAS*, 426, 2797
- Yates, R. M., Kauffmann, G. & Guo, Q. 2012, *MNRAS*, 422, 215