



Universidad de Buenos Aires
Facultad de Ciencias Exactas y Naturales

Tesis de Licenciatura

Evolución química de la componente estelar
de galaxias en contexto cosmológico

Yamila D. Burrafato

yamilab8.yb@gmail.com

Marzo, 2024

Título: “Evolución química de la componente estelar de galaxias en contexto cosmológico”.

Estudiante: Yamila Daniela Burrafato

LU: 151/15

Lugar de trabajo: Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE, CONICET-UBA)

Directora de tesis: Dra. María Emilia De Rossi.

Colaborador de tesis: Lic. Lucas Jesús Zenocratti

Fecha de inicio: Abril del 2023

Fecha de finalización: Marzo del 2024

Fecha de examen:

Informe final aprobado por:

Yamila D. Burrafato
Autora

Dra. María Emilia De
Rossi
Directora

Dra. Cecilia
Scannapieco
Jurado

Dr. Daniel Gomez
Jurado

Dr. Lucas Bignone
Jurado

Dra. Silvana Ponce
Dawson
Profesora a cargo

Índice

1	Introducción	7
1.1	Contexto cosmológico	7
1.1.1	Principio cosmológico	7
1.1.2	<i>Redshift</i> y Ley de Hubble	8
1.1.3	Métrica de Robertson-Walker	9
1.1.4	Dinámica Cósmica	11
1.2	Enriquecimiento químico	13
1.2.1	Procesos de <i>feedback</i>	14
1.2.2	Relación Masa-Metalicidad	14
1.3	Objetivos y Motivación del Trabajo	16
2	Simulaciones cosmológicas hidrodinámicas	17
2.1	Simulaciones EAGLE	17
2.2	Modelado de partículas	19
2.3	Modelos de subgrilla	20
2.3.1	Enfriamiento radiativo	20
2.3.2	Formación estelar y medio interestelar	20
2.3.3	Perdida de masa y evolución estelar	22
2.3.4	<i>Feedback</i> estelar y de supernovas tipo Ia	22
2.3.5	Agujeros negros y <i>feedback</i> de AGNs	25
2.4	Calibración de parámetros	28
2.5	Identificación de galaxias	29
2.6	Árboles de fusiones	30
3	Enriquecimiento químico de galaxias: centrales vs. satélites	33
3.1	Metalicidad y abundancias químicas de la fase estelar	34
3.2	Propiedades importantes vinculadas con la metalicidad de las galaxias	38
3.3	Conexión entre la masa estelar, la metalicidad gaseosa y la metalicidad estelar	41
4	Impacto del <i>feedback</i> de SNs y AGNs sobre la metalicidad	47

ÍNDICE

4.1	Efectos del <i>feedback</i> de SNs en la componente estelar y su vinculación con el gas.	47
4.2	Efectos del <i>feedback</i> de AGNs en la componente estelar y su vinculación con el gas.	49
5	Evolución química de galaxias para sistemas de diferente masa	53
5.1	Selección de galaxias	53
5.2	Evolución de diferentes propiedades para galaxias de baja y alta masa	55
5.2.1	Interrelación entre la evolución química de gas y estrellas en halos de distinta masa	59
6	Conclusiones	63

Resumen

En este trabajo, se estudió el enriquecimiento químico de la componente estelar de galaxias, vinculándolo con aquel de la componente gaseosa. El objetivo principal es ver qué procesos físicos pueden afectar la evolución química estelar de las galaxias y determinar su contenido químico en la actualidad. Para ello, se trabajó con galaxias del set de simulaciones cosmológicas hidrodinámicas EAGLE (*Evolution and Assembly of GaLaxies and their Environments*). Se utilizaron diferentes modelos, contemplando distintos volúmenes cosmológicos, resoluciones numéricas y parámetros físicos. Se estudiaron diferentes propiedades que consideramos relevantes, haciendo una distinción del tipo de galaxias, principalmente diferenciando entre centrales y satélites. Se estudió la relación MZR entre la masa estelar y la metalicidad de las distintas fases bariónicas (fase estelar, fase gaseosa en condiciones de formar estrellas -SF- y fase gaseosa no SF -NSF-). Analizamos cómo la MZR de cada componente es afectada por los procesos de *feedback* de núcleos galácticos activos (AGNs) y de supernovas (SNs), estudiando esto último sólo para galaxias centrales. Finalmente, se estudió la evolución temporal de galaxias centrales según la masa del halo (M_{200}) en que se alojan. Los principales resultados de esta tesis indican que: 1) los efectos ambientales afectan significativamente a las galaxias satélites, afectando principalmente a la metalicidad del gas y, en menor medida, a la metalicidad estelar; 2) a medida que aumenta la eficiencia del *feedback* de SNs, las metalicidades de la componente estelar y de la fase gaseosa (SF y NSF) disminuyen para galaxias centrales; 3) a medida que aumenta el *feedback* de AGNs, disminuye la metalicidad estelar y la metalicidad de gas SF en galaxias centrales de alta masa estelar; 4) las galaxias centrales en halos más masivos presentan mayores metalicidades y poblaciones estelares más envejecidas a lo largo de toda su evolución, producto de una mayor actividad de formación estelar en épocas tempranas y el accionar del *feedback* de AGNs en épocas más tardías; 5) para galaxias centrales en halos de una dada masa, el crecimiento y decrecimiento de la metalicidad estelar y del gas SF están estrechamente vinculados, de tal forma que el cociente entre ambas metalicidades no parece depender del tiempo sino sólo de la masa de los halos que albergan a las galaxias. En general, los resultados obtenidos en esta tesis muestran que el estudio conjunto de las metalicidades del gas y de las estrellas en halos de distinta masa puede proveer pistas importantes sobre el proceso de formación y evolución de galaxias.

Capítulo 1

Introducción

El estudio de las propiedades químicas de las galaxias en distintas épocas cósmicas proporciona información única sobre los procesos que gobernaron la evolución de estos sistemas. En especial, se ha encontrado que, tanto la metalicidad¹ del gas como la metalicidad estelar de las galaxias, presentan tendencias muy marcadas con otras propiedades fundamentales de estos sistemas, como su masa estelar (M), su edad estelar promedio, su porcentaje de gas y su tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés), entre otras. Y, en particular, distintos trabajos muestran que la caracterización de relaciones de escala entre tales cantidades puede ayudar a acotar los posibles escenarios evolutivos para las poblaciones de galaxias observadas (ver Maiolino & Mannucci, 2019, para un *review*).

En este trabajo, nos concentraremos en aportar claves sobre los procesos físicos principales que pueden afectar el enriquecimiento químico de la componente estelar de galaxias de distinta masa. Para esto, utilizamos las simulaciones hidrodinámicas cosmológicas "*Evolution and Assembly of GaLaxies and their Environments*" (EAGLE; Schaye et al. 2015), las cuales son uno de los conjuntos de simulaciones de acceso público más populares y de mayor interés actual. En este capítulo, se describe brevemente el marco teórico de este estudio, al igual que los antecedentes que resultaron útiles para el desarrollo del mismo. En la primera parte, se introducen varios conceptos de la cosmología en la cual se basa nuestro análisis. Luego, en la segunda parte, se describen los procesos y propiedades más importantes asociados a las galaxias, haciendo hincapié en aquellos aspectos más relevantes para este trabajo.

1.1 Contexto cosmológico

1.1.1 Principio cosmológico

La cosmología moderna se basa en el principio cosmológico, el cual adopta la hipótesis de que el Universo es espacialmente homogéneo e isótropo en escalas grandes. Cuando miramos a escalas pequeñas, este principio no se cumple, la ma-

¹En la literatura asociada, la "metalicidad" de una componente de una galaxia se define como el cociente entre la masa de todos los elementos químicos con núcleos más pesados que el helio, en la componente dada, sobre la masa total de esa componente.

teria tiene una clara tendencia a acumularse en grupos y cúmulos de galaxias. Por lo tanto, cuando decimos que el Universo es homogéneo, significa que la densidad promedio sobre un volumen suficientemente extenso es esencialmente la misma, y esto sucede cuando consideramos escalas de aproximadamente 100 Mpc o más. Homogeneidad no implica isotropía, y viceversa. Entonces, cuando mencionamos que el Universo es isótropo, nos referimos a que no hay un centro en el Universo, es decir, que no hay una localización especial en el mismo, y la distribución de materia no se rige por una dirección privilegiada cuando miramos a grandes escalas. Por consiguiente, en el Universo y a grandes escalas, las propiedades físicas son invariantes ante rotaciones y ante traslaciones espaciales.

Sin embargo, el Universo no es estacionario, es decir, no es invariante ante traslaciones temporales. Existe una gran cantidad de procesos observados en el Universo que son irreversibles y, por lo tanto, no todos los instantes de tiempo son equivalentes, lo que lleva a una clara diferenciación entre pasado y futuro en todo proceso físico.

1.1.2 *Redshift* y Ley de Hubble

Cuando uno mira una galaxia en las longitudes de onda visibles, detecta primordialmente la luz de las estrellas que la conforman. De este modo, cuando uno mide el espectro de la longitud de onda visible, típicamente tiene líneas de absorción creadas en las atmósferas superiores relativamente frías de las estrellas. Si consideramos una línea de absorción, en particular, cuya longitud de onda es λ_{em} y la medimos desde un laboratorio en la Tierra, λ_{ob} , en general, no será la misma. Tal diferencia está dada por lo que se llama corrimiento al rojo z (o *redshift*, en inglés), el cual se define como:

$$z = \frac{\lambda_{ob} - \lambda_{em}}{\lambda_{em}} = \frac{\lambda_{ob}}{\lambda_{em}} - 1. \quad (1.1)$$

Estrictamente hablando, cuando $z < 0$, esta cantidad se denomina corrimiento al azul (o *blueshift*, en inglés). En una primera instancia, uno puede interpretar este *redshift* como el resultado del efecto Doppler. Sin embargo, el *redshift* de las galaxias, no solo se debe a efectos locales, sino que está fuertemente determinado por la propia expansión del Universo (*redshift* cosmológico).

Las galaxias obedecen la Ley de Hubble, la cual establece una relación entre la distancia a la que se encuentra una galaxia y el *redshift* observado :

$$z = \frac{H(t)}{c}r, \quad (1.2)$$

donde c es la velocidad de la luz, r es la distancia entre el observador y la galaxia, y $H(t)$ es el parámetro de Hubble. Este último es una función dependiente del tiempo, pero independiente de la posición en cualquier tiempo, y su valor en el presente es $H_0 = (67.36 \pm 0.54) \text{ kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$ (Planck Collaboration et al., 2020), denominado constante de Hubble. Otra forma de expresar este parámetro, es utilizando el factor h (constante de Hubble reducida), $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$.

La ley de Hubble se puede redefinir a partir de la velocidad radial (v) de la galaxias:

$$v = H(t)r. \quad (1.3)$$

Estamos en un universo que está experimentando una expansión homogénea e isotrópica, es decir, vemos galaxias distantes alejándose de nosotros, pero un observador de otra galaxia tendría que ver, del mismo modo, las galaxias distantes alejándose de él. Por eso, es conveniente redefinir el parámetro de Hubble a partir del factor de escala $a(t)$:

$$H(t) = \frac{\dot{a}(t)}{a(t)}. \quad (1.4)$$

Este factor es independiente de la localización o dirección y nos dice cómo la expansión del universo depende del tiempo. Si reemplazamos la ec. (1.4) en (1.3):

$$v = \frac{\dot{a}(t)}{a(t)}r. \quad (1.5)$$

Despejando r , nos queda una expresión que indica la distancia entre un punto del universo y el observador, la cual puede escribirse como el producto entre el factor de escala $a(t)$ y una cantidad χ :

$$r = a(t)\chi, \quad (1.6)$$

donde $\chi = v/a(t)$. La distancia χ se conoce como *distancia comóvil*, mientras que a r se le suele llamar *distancia propia*.

1.1.3 Métrica de Robertson-Walker

El principio cosmológico, como se vio en la subsección 1.1.1, establece que el Universo es isotrópico y homogéneo espacialmente. La separación entre dos eventos en el espacio-tiempo debe satisfacer este principio y, además, está dada por la métrica de Robertson-Walker, que en su forma más general se expresa como:

$$ds^2 = c^2 dt^2 - a(t)^2 \left[\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2 \theta d\phi^2 \right]. \quad (1.7)$$

La variable temporal t es el tiempo cósmico, y es aquel medido por un observador que mira el universo expandiéndose uniformemente alrededor de él. Las variables espaciales (r, θ, ϕ) son las llamadas coordenadas comóviles. Cualquier punto del espacio descrito por estas coordenadas permanece constante si la expansión de Universo es perfectamente homogénea y isotrópica.

La componente espacial consiste en una métrica espacial para un espacio uniformemente curvo, escalado por el cuadrado del factor de escala $a(t)$. La curvatura está dada por la constante k , que es un número que puede tomar tres valores distintos. Para un universo con curvatura espacial positiva, $k = 1$, mientras que para un universo espacialmente plano, $k = 0$ y, por último, para un universo con curvatura espacial negativa, $k = -1$.

Supongamos que queremos calcular la distancia propia entre una galaxia y la nuestra. Sin pérdida de generalidad, tomemos el origen en nuestra galaxia. La distancia propia d_p entre ellas se puede hallar utilizando la métrica de Robertson-Walker, considerando que los ángulos (θ, ϕ) son constantes,

$$d_p(t) = a(t) \int_0^{r^\theta} \frac{dr}{\sqrt{1 - kr^2}} = a(t) \begin{cases} \sin^{-1} r^\theta & \text{si } k = +1 \\ r^\theta & \text{si } k = 0 \\ \sinh^{-1} r^\theta & \text{si } k = -1 \end{cases} \quad (1.8)$$

La velocidad de recesión v_p , debido a que la distancia propia cambia por el universo en expansión, se expresa:

$$v_p = \dot{d}_p = \dot{a}(t) \int_0^{r^\theta} \frac{dr}{\sqrt{1 - kr^2}} = \frac{\dot{a}(t)}{a(t)} d_p. \quad (1.9)$$

Recordando que el parámetro de Hubble está definido en la Ecuación (1.4), resulta que la velocidad de recesión

$$v_p = H(t) d_p, \quad (1.10)$$

obteniendo la expresión de la Ley de Hubble.

Cuando uno observa una galaxia distante, uno mide el *redshift* z de la luz que recibe de ella. Sin embargo, el *redshift* no nos informa sobre la distancia propia de la galaxias, sino sobre el factor de escala $a(t)$ en el momento en que se emitió la luz. Dado que la trayectoria es tipo luz, entonces, $ds = 0$. Si consideramos, además, que los ángulos (θ, ϕ) son constantes, nos queda que:

$$c \int_{t_e}^{t_o} \frac{dt}{a(t)} = \int_0^{r^\theta} \frac{dr}{\sqrt{1 - kr^2}} = d_p, \quad (1.11)$$

donde t_o es el tiempo en el que se observó la radiación y t_e es el tiempo en el que fue emitida. Ahora, para una segunda cresta de la onda, emitida al tiempo $t_e + \lambda_e/c$ y observada al tiempo $t_o + \lambda_o/c$, obtenemos que:

$$\int_{t_e + \lambda_e/c}^{t_o + \lambda_o/c} \frac{dt}{a(t)} = \int_{t_e}^{t_o} \frac{dt}{a(t)}, \quad (1.12)$$

por lo que podemos hallar la expresión:

$$\int_{t_o}^{t_o + \lambda_o/c} \frac{dt}{a(t)} = \int_{t_e}^{t_e + \lambda_e/c} \frac{dt}{a(t)}. \quad (1.13)$$

El tiempo entre las dos crestas es despreciable, tanto para la luz emitida como la observada, ya que el universo no tuvo tiempo de expandirse lo suficiente para ser apreciable. Por lo tanto, el factor de escala puede considerarse como constante en el intervalo de integración, obteniendo:

$$\frac{\lambda_e}{a(t_e)} = \frac{\lambda_o}{a(t_o)}. \quad (1.14)$$

Usando la definición de *redshift* dada por la Ecuación (1.1):

$$1 + z = \frac{a(t_0)}{a(t_e)}. \quad (1.15)$$

Observemos que dicha relación no depende de cuál fue la transición entre $a(t_e)$ y $a(t_0)$ (para la actualidad, se suele adoptar $a(t_0) = 1$), ni de si la expansión fue gradual o abrupta. El *redshift* que uno observa para un objeto distante depende únicamente del factor de escala en el tiempo en que la luz es emitida y del factor de escala en el tiempo en el cual es observada.

1.1.4 Dinámica Cósmica

La métrica de Robertson-Walker se obtiene únicamente a partir de consideraciones de simetría y la geometría del espacio-tiempo, sin tener en cuenta los efectos gravitatorios. La teoría de la relatividad de Einstein nos permite vincular la geometría del espacio-tiempo con la materia que contiene el Universo. El Universo puede ser tratado como un fluido de partículas descritas macroscópicamente por una densidad ρ y una presión p . A partir de la ecuación de campo de Einstein, se puede deducir la *ecuación de Friedmann*:

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{kc^2}{a^2} + \frac{\Lambda}{3}, \quad (1.16)$$

donde G es la constante de gravitación universal, y Λ se conoce como constante cosmológica.

El término de Λ representa una nueva componente en el universo y se la incorpora en la Ecuación (1.16) como una densidad ($\rho = \frac{\Lambda}{8\pi G}$). Si reemplazamos la Ecuación (1.4) en la Ecuación (1.16):

$$H^2 = \frac{8\pi G}{3}(\rho + \rho_c) - \frac{kc^2}{a^2}. \quad (1.17)$$

Resulta conveniente definir una densidad adimensional, llamada *parámetro de densidad*:

$$\Omega = \rho/\rho_c, \quad (1.18)$$

donde $\rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G}$ se denomina, usualmente, densidad crítica. Para los modelos cosmológicos más simples, un Universo con una densidad igual o menor al valor crítico se expande para siempre, mientras que un Universo con una densidad mayor está destinado a colapsar. El parámetro de densidad total se define: $\Omega = \Omega_\rho + \Omega_c$, donde los últimos sumandos representan la densidad de materia y de la constante cosmológica, respectivamente. Entonces, la ecuación de Friedmann queda expresada:

$$kc^2 = a^2 H^2 (\Omega - 1). \quad (1.19)$$

Finalmente, nos queda una ecuación que relaciona la curvatura del espacio-tiempo con el parámetro densidad. De esta forma,

- si $\Omega = 1$, se tiene un espacio plano ($k = 0$);
- si $\Omega > 1$, la curvatura es positiva ($k > 0$);
- si $\Omega < 1$, la curvatura es negativa ($k < 0$).

En este trabajo, se estudian las propiedades físicas de galaxias de las simulaciones EAGLE, que utilizan una cosmología Λ CDM. Este modelo cosmológico considera un Universo en el cual sus tres componentes principales son bariones, materia oscura fría (CDM, por su siglas en inglés) y energía oscura. Además, en consistencia con observaciones cosmológicas actuales, se asume un universo plano, dominado por la constante cosmológica (Λ) (Planck Collaboration et al., 2020). Como se aprecia más abajo, el porcentaje materia total representa solo un 31.53%, aproximadamente, y está dominada por la componente de materia oscura fría. Según datos actuales, los parámetros cosmológicos son:

- $\Omega_b h^2 = 0.02237 \pm 0.00015$
- $\Omega_{\text{DM}} h^2 = 0.1200 \pm 0.0012$
- $\Omega_c h^2 = 0.3107 \pm 0.0082$
- $H_0 = 67.36 \pm 0.54 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$

Los valores específicos empleados por las simulaciones EAGLE están especificados en la Tabla 2.1.

En una primera instancia, si el principio cosmológico se cumpliera en todas las escalas y la distribución de materia en el Universo fuese perfectamente isótropa y homogénea, no habría formación de estructuras. Para explicar la formación de estructuras, en especial de las galaxias, se necesita algo que perturbe la uniformidad perfecta, lo cual la cosmología estándar no provee por sí sola.

La teoría inflacionaria asume que el Universo tuvo un periodo muy corto donde hubo una expansión exponencial (llamado inflación) debido a la energía del vacío de algún campo cuántico. Las fluctuaciones cuánticas fueron las responsables de generar las condiciones iniciales para las perturbaciones de densidad. En un universo en expansión, dominado por materia no relativista, las perturbaciones crecen con el tiempo. Esta amplificación de las perturbaciones de densidad se conoce como inestabilidad gravitacional y juega un papel importante en las teorías modernas sobre la formación de estructuras. Tales efectos se incrementan en regiones que son demasiado densas, las cuales atraen materia hacia ellas y se vuelven aún más densas. A tiempos tempranos, cuando las perturbaciones se mantienen dentro del régimen lineal ($\delta\rho/\rho \ll 1$), el tamaño físico de una región de sobredensidad aumenta con la expansión del Universo. Una vez que la perturbación alcanza una sobredensidad $\delta\rho/\rho \sim 1$, se aparta de la expansión y comienza a colapsar, dando lugar, consecuentemente, a una transición hacia un régimen no lineal.

En la cosmología Λ CDM, cada perturbación inicial contiene gas bariónico y materia oscura no colisional en, aproximadamente, sus proporciones universales. Cuando un objeto colapsa, la materia oscura se relaja violentamente para formar un halo de

materia oscura, mientras que el gas alcanza la temperatura virial y puede establecerse en equilibrio hidrostático en el pozo potencial de los halos de materia oscura, si el enfriamiento es lento. Cuando la fase gaseosa dentro de estos halos se vuelve suficientemente densa y fría, se desencadena el proceso de formación estelar, dando lugar a la formación de las primeras galaxias. Debido a su propia atracción gravitatoria, las galaxias continúan su proceso de ensamblaje formando agrupaciones mayores como grupos y cúmulos de galaxias. Eventualmente, las galaxias son afectadas también por procesos de fusiones con sus vecinas, formando sistemas galácticos más masivos. De esta manera, se tiene que la estructura actual del Universo proviene de un proceso de agregación jerárquica, en el sentido de que las estructuras más masivas se forman a partir del ensamblaje y fusiones de sistemas más pequeños.

1.2 Enriquecimiento químico

En Astrofísica, a todos los elementos más pesados que el helio se los denomina colectivamente metales, y la fracción de masa de estos se llama metalicidad. Como ya se mencionó, la metalicidad es una de las propiedades más utilizadas en la literatura para caracterizar el enriquecimiento químico de un sistema astrofísico. A lo largo de esta tesis, cuantificaremos el enriquecimiento químico de una galaxia a partir de las metalicidades medianas de sus componentes gaseosa y estelar.

La metalicidad promedio de los bariones contenidos en las galaxias es afectada por los diversos procesos físicos que actúan en conjunto dentro de estos sistemas. Las poblaciones estelares sintetizan nuevos elementos químicos y, durante su evolución, parte de este material es liberado al medio interestelar (ISM, *InterStellar Medium*) a través de explosiones de supernovas (SNs) y/o vientos estelares. De esta forma, el gas circundante se va enriqueciendo químicamente y las nuevas poblaciones estelares, que se forman a partir del mismo, lo hacen con una mayor metalicidad inicial que sus predecesoras. Por esta razón, la evolución química de gas y estrellas dentro de una galaxia están estrechamente vinculadas. No obstante, las abundancias químicas promedio del gas son más fuertemente afectadas por eventos temporales, como acreción de material pristino hacia la galaxia, ó la eyección de metales a través de vientos galácticos. En cambio, las abundancias químicas de las estrellas reflejan el nivel de enriquecimiento químico del gas al momento de su formación. De esta manera, el enriquecimiento químico estelar promedio de una galaxia no es muy significativamente afectado por los flujos temporales de gas. La presencia de núcleos activos de galaxias (AGNs, *Active Galactic Nuclei*) ejerce también un rol relevante en la evolución química de las galaxias. La energía liberada por el *feedback* de AGNs puede calentar el gas, frenando la formación estelar y, como consecuencia, el enriquecimiento químico del sistema puede desacelerarse. Además, el *feedback* de AGNs puede generar la eyección de material gaseoso fuera de las galaxias, disminuyendo la cantidad de metales dentro de las mismas. Por otro lado, las fusiones entre galaxias son otro de los mecanismos más importantes que pueden afectar su composición química. Se espera que todos los procesos mencionados dejen huellas en los patrones de enriquecimiento químico de las galaxias y, por esta razón, las propiedades químicas de las galaxias se consideran trazadoras claves de los caminos evolutivos de estos sistemas.

En esta tesis, nuestro objetivo principal es el estudio de la evolución química promedio de las estrellas dentro de las galaxias. Pero, para entender su origen, será necesario también el análisis de la evolución química de la fase gaseosa a partir de la cual se formaron las poblaciones estelares. Un estudio consistente de la evolución química de galaxias requiere contemplar los intercambios de materia y energía entre las distintas fases bariónicas.

1.2.1 Procesos de *feedback*

Los primeros modelos dinámicos de formación de galaxias, en un Universo basado en CDM, predicen que la mayor parte del material en fase gaseosa se enfría, dando a lugar a la formación estelar. Sin embargo, las observaciones muestran que sólo una fracción pequeña de todos los bariones se encuentran contenidos en gas frío o en estrellas. De este modo, se puede inferir que la evolución de galaxias involucra otros procesos físicos que estarían regulando las condiciones físicas del ISM.

Muchos modelos suelen caracterizar cuatro componentes bariónicas principales dentro de las galaxias: gas caliente, gas frío, estrellas y agujeros negros supermasivos (BHs, *Black Holes*). Los flujos de masa y energía entre tales componentes bariónicas se desencadenan a partir de diferentes procesos que actúan sobre estos sistemas con distinta eficiencia: enfriamiento radiativo, formación estelar, acreción sobre BHs y efectos de retroalimentación energética y química (i.e. *feedback*).

Por un lado, el enfriamiento radiativo convierte el gas caliente en gas frío, el cual se transforma en estrellas a través del proceso de formación estelar. Además, las estrellas viejas inyectan energía y metales en la componente gaseosa, fenómeno conocido como *feedback estelar*. En especial, las SNs pueden liberar una gran cantidad de energía, la cual puede calentar o re-calentar el gas circundante o expulsarlo de la galaxia, debido a los vientos galácticos que producen. Este proceso puede resultar en un decrecimiento de la tasa de formación estelar (SFR, *Star-Formation Rate*), lo que, a su vez, reduce la tasa de SNs. En general, nos referiremos a los procesos antes mencionados como *feedback* de SNs.

Otro factor importante que influye sobre las galaxias es el *feedback* de AGNs. La presencia de un BH central en la galaxia genera acreción de gas sobre el mismo, tanto caliente como frío, así como acreción de estrellas, produciendo lo que se conoce como actividad de AGNs. Estos procesos desencadenan la liberación de una gran cantidad de energía, la cual afecta principalmente a la componente gaseosa, como ya se comentó.

Si bien se han realizado importantes avances en los últimos años en lo referido al entendimiento del rol de los procesos de *feedback* en la formación y evolución de galaxias, todavía existen muchas incertezas sobre sus eficiencias relativas y cómo estos operan en distintos tipos de sistemas galácticos.

1.2.2 Relación Masa-Metalicidad

La metalicidad, tanto del gas como de las estrellas, presenta claras relaciones de escala con otras propiedades fundamentales de las galaxias. La principal y una de las más estudiadas es la relación masa-metalicidad (MZR, *Mass-Metallicity relation*-

ship), que fue reportada por primera vez por Lequeux et al. (1979) para galaxias con formación estelar.

En los últimos años, diversos trabajos han estudiado la relación entre la masa estelar y la metalicidad en el Universo Local, es decir, $z \approx 0$ (e.g Tremonti et al., 2004; Zhuang et al., 2021). Observaron un claro crecimiento de la metalicidad con la masa para $M > 10^{10} M_{\odot}$, obteniendo un aplanamiento de la relación para masas mayores. Esta tendencia indica que las galaxias más masivas son más ricas en metales que las menos masivas. A su vez, se ha encontrado que la MZR evoluciona con z (Troncoso, P. et al., 2014), en el sentido de que, para una dada masa estelar fija, la metalicidad decrece con z . Todas estas tendencias se obtienen tanto para la metalicidad del gas como la de las estrellas.

La MZR puede interpretarse como el resultado de la retención diferencial de metales por parte de galaxias con distinta masa, donde los sistemas de menor masa, con pozos de potencial gravitacional más débiles, no son eficientes para retener metales, siendo fuertemente afectados por vientos galácticos (Dekel & Silk, 1986). Trabajos recientes han argumentado que la MZR también puede estar modulada por la diferente eficiencia de formación estelar en galaxias de distinta masa, así como por la interacción entre los flujos de gas entrantes y salientes (e.g Calura et al., 2009; Magrini et al., 2012).

Como se mencionó anteriormente, las metalicidades de las fases gaseosa y estelar están vinculadas; no obstante, los procesos que ocurren dentro de las galaxias las afectan de manera distinta. La metalicidad en la fase gaseosa refleja los metales en el ISM en el momento de la observación, mientras que la metalicidad estelar indica la cantidad de metales incorporados a las estrellas en el momento de su formación. Por lo tanto, esta última es menos susceptible a fluctuaciones instantáneas y representa la abundancia de metales, promediada a lo largo de toda la historia de formación estelar. De esta manera, la MZR estelar es un indicador más estable de la evolución química de las galaxias que la MZR de la fase gaseosa.

Otra relación importante, actualmente en debate, es la denominada Relación Fundamental de Metalicidad (FMR, por su siglas en inglés), que vincula a la MZR de la fase gaseosa con la SFR en un espacio tridimensional (Lara-López et al., 2010; Mannucci et al., 2010). Se ha mostrado que, para una dada masa estelar, la metalicidad del gas y la SFR presentan una notoria anticorrelación, es decir, las galaxias con mayor SFR tienden a presentar menor enriquecimiento químico. Además, algunos resultados observacionales (Bothwell et al., 2013; Lara-López et al., 2013) han encontrado que esta relación puede ser consecuencia de una correlación más general entre la masa estelar, la metalicidad y la fracción de gas de las galaxias. Sin embargo, no existe consenso aún sobre la forma, evolución y origen de las relaciones de escala mencionadas. Esto se debe, principalmente, a las incertezas observacionales asociadas a las diferentes técnicas utilizadas para estimar metalicidades y masas, entre otros.

Dada la complejidad de los procesos físicos involucrados en la formación y evolución de galaxias y la necesidad de modelarlos autoconsistentemente dentro de un dado marco cosmológico, las simulaciones numéricas se han convertido en una herramienta crucial para estudiar la evolución química de galaxias. Dado el éxito de las simulaciones EAGLE para reproducir diversas propiedades químicas de galaxias, se han adoptado las mismas como la herramienta de trabajo principal para esta

tesis. Por ejemplo, resultados recientes de las simulaciones EAGLE (De Rossi et al., 2017), muestran una buena concordancia entre las tendencias observadas para la MZR y las predicciones de las simulaciones de alta resolución, en particular, para la metalicidad del gas SF. Adicionalmente, otros estudios (Zenocratti et al., 2020) han mostrado que las simulaciones EAGLE pueden explicar la dispersión de la MZR en el caso de galaxias de baja masa, lo cual parece estar relacionado a procesos de acreción de gas pobre en metales.

1.3 Objetivos y Motivación del Trabajo

En este trabajo, nos focalizamos en estudiar la evolución química de la componente estelar de galaxias mediante las simulaciones numéricas hidrodinámicas EAGLE. Nos enfocamos en caracterizar la conexión entre la evolución química del gas y la evolución química de las estrellas para distintos tiempos cósmicos. Además, se estudió cómo las propiedades químicas de las galaxias son afectadas por diferentes procesos físicos (*feedback* de SNs, *feedback* de AGNs, interacción con el medio ambiente). Nuestro objetivo principal es realizar aportes al debate actual sobre las relaciones de escala asociadas a la metalicidad de las galaxias. Además, nos concentramos en entender en qué medida las propiedades químicas estelares de las galaxias pueden ser utilizadas como trazadoras del proceso de formación y evolución de estos sistemas.

Capítulo 2

Simulaciones cosmológicas hidrodinámicas

La formación, ensamblaje y evolución de las estructuras cósmicas está orquestada por el colapso gravitacional. Aunque la física detrás del colapso gravitacional es simple, en el sentido de que sólo intervienen interacciones gravitatorias, la evolución del campo de densidad cósmica es en general complicada. Esta complejidad surge porque el campo de densidad inicial contiene perturbaciones en un amplio rango de escalas, y la evolución no lineal acopla estructuras de diferentes escalas; esto impide una teoría analítica totalmente predictiva. En consecuencia, en general, la confrontación de resultados teóricos con las mediciones observacionales debe realizarse mediante simulaciones numéricas.

Sin embargo, además de la gravedad, la formación y evolución de las galaxias se rige por la interacción de diversos procesos físicos que influyen en la materia bariónica. Por lo cual, el desarrollo de algoritmos numéricos capaces de modelar con precisión sus efectos, de una manera computacionalmente eficiente, presenta una gran dificultad.

A pesar de esto, los avances tecnológicos de las últimas décadas y la implementación de códigos numéricos cada vez más sofisticados, han permitido el desarrollo de simulaciones hidrodinámicas que incluyen los procesos fundamentales para reproducir la evolución de grandes poblaciones de galaxias en contexto cosmológico. En particular, las simulaciones cosmológicas hidrodinámicas pueden ser usadas para modelar las galaxias y la interacción con su medio ambiente, lo cual resulta relevante para el estudio de fenómenos como acreción de gas y los ciclos de *feedback* de las galaxias.

En este capítulo, describiremos las simulaciones hidrodinámicas EAGLE, cuyos resultados han sido analizados a lo largo de este trabajo.

2.1 Simulaciones EAGLE

Las simulaciones EAGLE (Schaye et al., 2015; Crain et al., 2015) consisten en un conjunto de simulaciones cosmológicas e hidrodinámicas de un universo Λ CDM

estándar, donde se traza la evolución conjunta de partículas de gas, estrellas, materia oscura y agujeros negros supermasivos. Las simulaciones utilizan técnicas numéricas de última generación y modelos de subgrilla para incluir varios procesos físicos como enfriamiento radiativo, formación de estrellas, *feedback* de SNs y AGNs, entre otros. Esto permite reproducir la formación de galaxias en contexto cosmológico de forma consistente.

Las simulaciones EAGLE se corrieron utilizando una versión modificada del código GADGET-3, descrito por Springel (2005). Las principales modificaciones se realizaron en la formulación conocida como *Smoothed Particle Hydrodynamics* (SPH), en el paso de integración temporal y, lo más importante, en la física de subgrilla.

La física de subgrilla utilizada en EAGLE se basa en la desarrollada para las simulaciones OWLS (Schaye et al., 2010), y utilizada también en GIMIC (Crain et al., 2009), y cosmo-OWLS (Le Brun et al., 2014). Se incluyen modelos de enfriamiento radiativo elemento por elemento para 11 núcleos. Además, los cambios más importantes se refieren a las implementaciones de: *feedback* de energía asociado a la formación estelar a través de calentamiento térmico estocástico; límite de transporte viscoso en los procesos de acreción de BHs; y una dependencia con la metalicidad en la ley de formación estelar.

Parámetro cosmológico	Valor
Ω_m	0.307
Ω	0.693
Ω_b	0.04825
$h \quad H_0 / (100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1})$	0.6777

Tabla 2.1: Parámetros cosmológicos usados para las simulaciones EAGLE: Ω_m , Ω y Ω_b son, respectivamente, las densidades promedio de materia, energía oscura y materia bariónica en unidades de densidad crítica a $z = 0$; H_0 es el parámetro de Hubble.

Para los parámetros cosmológicos, se usaron los valores de los resultados de Planck Collaboration (2014), mostrados en la Tabla 2.1. A partir del correspondiente modelo cosmológico, se establecieron, a $z = 127$, las condiciones iniciales en las simulaciones, dejando evolucionar el sistema hasta el tiempo presente. Los datos de las partículas fueron guardados en 29 instantes, denominados Snapshots, comprendidos entre $z = 20$ y $z = 0$.

Las simulaciones EAGLE fueron corridas considerando diferentes volúmenes cúbicos, con condiciones de contorno periódicas. Los principales tamaños se pueden visualizar en la Tabla 2.2, donde se muestra el tamaño lateral comóvil simulado (L), la cantidad inicial de partículas (N) de cada especie (materia oscura y bariónica) y sus respectivas masas.

Nombre	L (cMpc)	N	m_g (M_\odot)		m_{dm} (M_\odot)	
L025N0376	25	376^3	1.81	10^6	9.70	10^6
L025N0752	25	752^3	2.26	10^5	1.21	10^6
L050N0752	50	752^3	1.81	10^6	9.70	10^6
L100N1504	100	1504^3	1.81	10^6	9.70	10^6

Tabla 2.2: Tamaños de las cajas y resoluciones de las principales simulaciones EAGLE. De izquierda a derecha, se muestran las columnas: sufijo del nombre de la simulación; longitud lateral de la caja comóvil (L); número de partículas de DM (inicialmente hay un número igual de partículas bariónicas, conformadas sólo por gas); masa inicial de partículas bariónicas (m_g); masa de partículas de materia oscura (m_{dm}).

2.2 Modelado de partículas

Las simulaciones EAGLE están basadas en el código GADGET-3. Su última descripción está dada en el artículo correspondiente a su versión previa (GADGET-2; Springel 2005). Este es un código de N-cuerpos cuya principal estructura se basa en el código TreeSPH, donde las interacciones gravitacionales se calculan con una expansión multipolar jerárquica (TreePM) y la dinámica del gas se sigue con SPH.

En este sentido, TreePM constituye un método híbrido que combina las ventajas de los métodos *Particle-Mesh* (PM) y las técnicas de algoritmo conocidas como *Tree*. Por un lado, los métodos PM son esquemas rápidos para calcular el campo gravitacional, pero presentan dificultades en escalas menores a 1 o 2 celdas de grilado. Esta técnica no es muy adecuada para trabajos de alta resolución espacial y, por ello, se utiliza para calcular la fuerza gravitatoria de largo alcance. Por otro lado, los algoritmos de *Tree* siguen un enfoque diferente, y no poseen un límite de resolución intrínseco. Se basan en métodos de expansión multipolar jerárquica, y por eso utilizan fuerzas gravitacionales de menor escala.

La formulación SPH es un método Lagrangiano que utiliza un conjunto de partículas trazadoras discretas para describir el estado de un fluido, definiendo cantidades continuas de fluido mediante una técnica de interpolación de *kernel* o núcleo. De forma general, el método consiste en dividir el volumen de fluido en un número finito de elementos, a los que asocia una longitud de suavizado adaptativa h_i . Cada uno de estos volúmenes tiene su propio valor de masa m_j pero su contribución a la densidad está definida a partir de un *kernel* ($W(j\mathbf{r}_{ij}, h_i)$), el cual los “suaviza”. De esta manera, la densidad local del fluido ρ_i viene dada por la suma de las contribuciones de todas las partículas j , con masa m_j , separadas una distancia $j\mathbf{r}_{ij}$:

$$\rho_i = \sum_{j=1}^N m_j W(j\mathbf{r}_{ij}, h_i). \quad (2.1)$$

2.3 Modelos de subgrilla

En EAGLE, las prescripciones de subgrilla se utilizan para describir aquellos procesos físicos para los que, al modelarlos, la resolución de la simulación resulta insuficiente. Tales procesos incluyen el enfriamiento radiativo del gas, la formación estelar, el enriquecimiento químico, la pérdida de masa durante la evolución estelar, el *feedback* producido por la formación estelar, los eventos de supernova, la evolución de los BHs y el *feedback* generado por AGNs. Una adecuada incorporación de estos modelos de subgrilla permite que las galaxias simuladas sean más realistas y haya más concordancia con las observaciones. En esta sección, se describen los diferentes modelos de subgrilla implementados en EAGLE para cada uno de los procesos mencionados.

2.3.1 Enfriamiento radiativo

El enfriamiento radiativo y el calentamiento por incidencia de fotones fueron implementados elemento por elemento, siguiendo el trabajo de Wiersma et al. (2009b). Los elementos químicos considerados son 11: hidrógeno (H), helio (He), carbono (C), nitrógeno (N), oxígeno (O), neón (Ne), magnesio (Mg), silicio (Si), azufre (S), calcio (Ca) y hierro (Fe).

Las tasas de enfriamiento y calentamiento radiativo se calcularon ejecutando grandes grillas de modelos de fotoionización, utilizando el paquete CLOUDY (versión 7.02 del último código descrito por Ferland et al.). A partir de este código, se tabularon las tasas antedichas como función de la densidad, la temperatura y el *redshift*. Se asumió que el gas estaba libre de polvo, era ópticamente delgado, y se encontraba en equilibrio de ionización. Además, se utilizó el modelo de Haardt & Madau (2001) para modelar la exposición a la radiación cósmica de fondo (CMB) y rayos UV/X proveniente de galaxias y cuántares.

Para los elementos i más pesados que el He, se utiliza una tasa de enfriamiento Λ_i , la cual se define como la diferencia entre la tasa de enfriamiento de todos los elementos químicos considerados y la tasa de enfriamiento total sin considerar el elemento i . Las contribuciones combinadas del H y He se calcularon mediante una interpolación de las siguientes cantidades: $\log n_{\text{H}}$, $\log T$, z y $n_{\text{He}}/n_{\text{H}}$, siendo n_{X} , la densidad numérica del elemento X y T , la temperatura.

2.3.2 Formación estelar y medio interestelar

Las simulaciones cosmológicas de grandes volúmenes presentan dificultades a la hora de modelar el gas interestelar frío ($T \sim 10^4$ K). Por eso, se impone un piso de temperatura global, $T_{\text{eos}}(\rho)$, correspondiente a una ecuación de estado politrópica, $P_{\text{eos}} \propto \rho^{\gamma_{\text{eos}}}$. La temperatura se normaliza a $T_{\text{eos}} = 8 \times 10^3$ K para $n_{\text{H}} = 0.1 \text{ cm}^{-3}$, que es una temperatura típica para el medio interestelar cálido. Para EAGLE, se adopta $\gamma_{\text{eos}} = 4/3$, lo cual garantiza que la masa de Jeans y el radio de soporte de SPH sean independientes de la densidad, previniendo, así, fragmentaciones espurias debido a la resolución finita de la simulación (Schaye & Dalla Vecchia, 2008).

Para gases con $n_H > 10^5 \text{ cm}^{-3}$, se impone una segunda temperatura como piso, $T = 8 \cdot 10^3 \text{ K}$. Esto previene que el gas rico en metales se enfríe a temperaturas demasiado bajas, ya que los procesos físicos que se requieren para modelar un gas denso a bajas temperaturas no están incluidos en la simulación. Este piso no es aplicado a gas de baja densidad (es decir, gas intergaláctico), debido a que su enfriamiento es de tipo adiabático y puede ser modelado de forma precisa por el esquema hidrodinámico.

En EAGLE, la formación estelar se implementa de manera estocástica, basándose en el esquema de Schaye & Dalla Vecchia (2008). Este esquema asume que el gas en condiciones de formar estrellas (*star-forming*-SF- gas) es autogravitante y se rige por la ley de formación estelar de Kennicutt-Schmidt (Kennicutt, 1998):

$$\dot{\Sigma}_* = A \left(\frac{\Sigma_g}{1 \text{ M pc}^{-2}} \right)^n, \quad (2.2)$$

donde Σ_* y Σ_g son las densidades superficiales de las fases estelar y gaseosa, respectivamente. Los parámetros (A, n) se determinan a partir de observaciones, siendo los valores empleados en la simulaciones $n = 1.4$ y $A = 1.515 \cdot 10^{-4} \text{ M yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$. Para $n_H > 10^3 \text{ cm}^{-3}$, $n = 2$ ya que hay evidencia de un cambio abrupto para altas densidades.

La Ecuación (2.2) se puede reescribir para la masa de estrellas generada por unidad de tiempo:

$$\dot{m}_* = m_g A (1 \text{ M pc}^{-2})^{-n} \left(\frac{\gamma}{G} f_g P \right)^{(n-1)/2}, \quad (2.3)$$

donde m_g representa la masa de una partícula de gas, $\gamma = 5/3$ es el cociente de calores específicos, G es la constante de gravitación universal, f_g es la fracción de gas y P es la presión total. La probabilidad de que una partícula de gas sea convertida en una partícula estelar no-colisional durante un cierto intervalo de tiempo Δt está dada por el mínimo entre $(\dot{m}_* \Delta t)/m_g$ y 1.

Dado que las simulaciones presentan dificultades para modelar la formación estelar, que ocurre en regiones de gas frío y denso, se requiere aplicar un umbral de densidad, n_H^* . En EAGLE, se impone un valor de referencia de densidad que depende de la metalicidad, propuesto por Schaye (2004):

$$n_H^* = 10^{-1} \text{ cm}^{-3} \left(\frac{Z}{0.002} \right)^{0.64}, \quad (2.4)$$

donde Z es la metalicidad del gas. Esta relación diverge para bajas metalicidades, por eso, se impone un límite superior $n_H^* = 10 \text{ cm}^{-3}$. La dependencia con la metalicidad permite considerar el hecho de que la transición de una fase neutral y cálida a una molecular y fría, ocurre para densidades y presiones menores, si la metalicidad es mayor, y por ende el cociente entre polvo y gas también lo es.

Por último, recordando la imposición de la cota de temperatura mínima T_{eos} y considerando el procedimiento de Dalla Vecchia & Schaye (2012), se asume que las partículas de gas en condiciones de transformarse en partículas de estrellas son

aquellas que cumplen con los siguientes criterios:

$$\begin{cases} \log_{10} T < \log_{10} T_{\text{eos}} + 0.5 \\ n_{\text{H}} > n_{\text{H}}^* \end{cases}$$

2.3.3 Pérdida de masa y evolución estelar

La implementación de la evolución estelar y la pérdida de masa por parte de las estrellas se basa en lo descrito en Wiersma et al. (2009a). Las partículas estelares se tratan como poblaciones estelares simples (SSPs, *Simple Stellar Populations*) con una distribución inicial de masas dada por la IMF (*Initial Mass Function*) de Chabrier (2003), abarcando el rango 0.1-100M \odot . Las estrellas que alcanzan el final de la fase de secuencia principal se identifican utilizando tiempos de vida dependientes de la metalicidad (Portinari et al., 1998); esto se computa para cada partícula de estrella en un dado paso temporal. Considerando la metalicidad inicial de las partículas estelares, se calcula la masa de cada elemento que se pierde a través de los vientos de las estrellas AGB, los vientos de las estrellas masivas y las supernovas por colapso del núcleo (SN tipo II). Tales estimaciones se realizan aplicando los *yields* de nucleosíntesis estelar de Marigo (2001) y Portinari et al. (1998). Adicionalmente, se computa la masa y energía perdida por eventos de supernova de tipo Ia.

La masa perdida por partículas de estrellas se distribuye entre las partículas de gas vecinas utilizando el *kernel* de SPH (ecuación (2.1)), pero manteniendo la masa de las partículas igual al valor constante inicial, m_g (ver Tabla 2.2). La fracción de masa perdida que recibe una partícula de gas k de su partícula estelar vecina, que está a una distancia r_k con una longitud de suavizado h , es:

$$\omega_k = \frac{\frac{m_g}{\rho_k} W(\mathbf{r}_k, h)}{\sum_i \frac{m_g}{\rho_i} W(\mathbf{r}_i, h)}, \quad (2.5)$$

donde W es el kernel de SPH y la suma se realiza sobre todas las partículas de gas vecinas de una dada partícula estelar.

Además, se tiene en cuenta la transferencia de momento y energía asociada al intercambio de masa desde las partículas estelares hacia las de gas. El momento y la energía a los que nos referimos son los que están relacionados con la diferencia de velocidad entre la partícula de estrella emisora y la partícula de gas receptora, además de la que está vinculada a la pérdida de masa.

2.3.4 *Feedback* estelar y de supernovas tipo Ia

Las estrellas inyectan energía e impulso al ISM a través de vientos estelares, radiación y SNs. Estos procesos son particularmente importantes para estrellas masivas. Como resultado, si la formación estelar ocurre de manera intensa, su *feedback* puede desencadenar flujos salientes de escala galáctica.

Las simulaciones cosmológicas han intentado hacer que el *feedback* estelar sea tan eficiente como se requiere para igualar las masas, tamaños, tasas de flujo de salida y

otros datos de las galaxias observadas. Sin embargo, en la actualidad, tales simulaciones carecen de la resolución necesaria para modelar el desarrollo autoconsistente de los flujos de *feedback* inyectados en las escalas de cúmulos estelares individuales, y deben apelar a un tratamiento de subgrilla.

En las implementaciones más simples de *feedback* de energía por calentamiento térmico, la energía producida en cada paso temporal por una partícula de estrella se distribuye entre partículas de gas vecinas, incrementando sus energías internas. Sin embargo, tal energía suele distribuirse en más masa de la que debería y, por lo tanto, el incremento de temperatura resultante es mucho menor que en la realidad, resultando en un tiempo de enfriamiento radiativo demasiado corto para el gas calentado. Este problema se denomina "*overcooling*" en la literatura asociada, siendo atribuido a la insuficiente resolución numérica de las simulaciones de gran volumen.

EAGLE adopta el esquema de *feedback* térmico estocástico de Dalla Vecchia & Schaye (2012). Como el *feedback* es estocástico, se puede controlar la cantidad de energía por *evento de feedback*, incluso si la cantidad media de energía inyectada por unidad de masa estelar formada es fija. Entonces, la probabilidad de que una partícula de gas vecina de una partícula de estrella se caliente, depende de dos parámetros: el salto de temperatura (ΔT) que experimenta una partícula de gas al recibir energía del *feedback*, y la fracción de energía inyectada respecto de la cantidad de energía total liberada por SN tipo II (f_{th}).

Por simplicidad, el modelo asume que la energía total proveniente de eventos de SNs ocurridos en una partícula estelar, se libera al medio en un único instante de tiempo. Esta operación se lleva a cabo cuando la partícula alcanza $3 \cdot 10^7$ yr desde su formación, suponiendo una IMF de Chabrier. Este intervalo de tiempo corresponde al tiempo de vida máximo de las estrellas en el rango de masas estelares de 6-100 M_{\odot} , las cuales finalizan su evolución como SN tipo II.

La energía liberada por una única partícula estelar se comparte con una fracción N_{ngb} de partículas de gas vecinas. A cada partícula de gas, se le atribuye la misma probabilidad p de recibir energía sin tener en cuenta su masa. A su vez, se asigna un número al azar $0 \leq r \leq 1$ a cada par de partículas estelar y de gas. La energía interna de la partícula de gas se incrementa un valor $\Delta \epsilon$ cuando $r \leq p$. Esta probabilidad está dada por:

$$p = f_{\text{th}} \frac{\epsilon_{\text{SNII}}}{\Delta \epsilon} \frac{m}{\sum_{i=1}^{N_{\text{ngb}}} m_i}, \quad (2.6)$$

donde ϵ_{SNII} es la energía total por unidad de masa proveniente de SNII, m es la masa inicial de la partícula de estrella y m_i es la masa de la partícula de gas i .

Las pérdidas radiativas probablemente dependen de las condiciones físicas del ISM, además habrá pérdidas radiativas físicas que no se puedan predecir con precisión para el ISM. En el caso de EAGLE, se optó por variar el parámetro f_{th} según las propiedades locales relevantes del gas, recordando que este parámetro controla la eficiencia del *feedback*. En particular, se espera que las pérdidas térmicas reales en el ISM aumenten cuando la metalicidad sea lo suficientemente alta como para que el enfriamiento asociado a los metales se vuelva importante. Las pérdidas por enfriamiento dominadas por H y He se implementan expresando f_{th} en función de la metalicidad:

$$f_{\text{th}} = f_{\text{th,min}} + \frac{f_{\text{th,max}} - f_{\text{th,min}}}{1 + \left(\frac{Z}{0.1Z}\right)^{n_Z}}, \quad (2.7)$$

donde $Z = 0.0127$ es la metalicidad solar y $n_Z > 0$. La ecuación (2.7) tiende asintóticamente a los valores de $f_{\text{th,max}}$ y $f_{\text{th,min}}$ para $Z = 0.1Z$ y $Z = 0.1Z$, respectivamente. El *feedback* es relativamente más eficiente para *redshifts* altos, debido a que la metalicidad decrece con el *redshift* para masa estelar fija. Sin embargo, para altas densidades de gas, si sólo existe dependencia con la metalicidad, el *feedback* es muy ineficiente, provocando que las galaxias sean muy compactas. Este problema es causado por la falta de una resolución adecuada en las simulaciones. Para compensar esto último, en la ecuación (2.7), se añade una segunda dependencia con la densidad:

$$f_{\text{th}} = f_{\text{th,min}} + \frac{f_{\text{th,max}} - f_{\text{th,min}}}{1 + \left(\frac{Z}{0.1Z}\right)^{n_Z} \left(\frac{n_{\text{H,birth}}}{n_{\text{H,0}}}\right)^{n_n}}, \quad (2.8)$$

donde $n_{\text{H,birth}}$ es la densidad heredada por la partícula estelar de su partícula de gas progenitora. De esta forma, f_{th} aumenta con la densidad a una dada metalicidad, conservando los valores asintóticos anteriormente propuestos.

Para las simulaciones de referencia (Ref- *Reference model*), se tomaron $n_Z = n_n = 2/\ln 10$, mientras que el valor $n_{\text{H,0}} = 0.67 \text{ cm}^{-3}$ fue escogido al comparar simulaciones de pruebas con datos observacionales de la función de masa estelar de galaxias (GSMF, *Galaxy Stellar Mass Function*). Por otro lado, con el objetivo de mejorar el acuerdo con datos observacionales de la GSMF, para la simulación de más alta resolución Recal-L025N0752, se tomaron $n_n = 1/\ln 10$, mientras que el valor $n_{\text{H,0}} = 0.25 \text{ cm}^{-3}$. De acuerdo con lo analizado en Crain et al. (2015), los valores asintóticos son los más importante para el *feedback* estelar, los cuales son $f_{\text{th,max}} = 3$ y $f_{\text{th,min}} = 0.3$. $f_{\text{th,max}}$ es mayor que la unidad de forma de permitir reproducir GSMF con masas más bajas.

Por último, para describir la energía liberada por eventos de supernova de tipo Ia (SNIa), se modela la frecuencia con la cual ocurren estos eventos, en unidades de la masa estelar inicial:

$$\dot{N}_{\text{SNIa}} = \nu \frac{e^{-t/\tau}}{\tau}, \quad (2.9)$$

donde ν es el número total de SNIa por unidad de masa estelar inicial y $\frac{e^{-t/\tau}}{\tau}$ es la distribución temporal de estos eventos, obtenida a partir de una ley empírica. Los valores implementados en EAGLE son $\tau = 2 \text{ Gyr}$ y $\nu = 2 \cdot 10^{-3} \text{ M}^{-1}$.

Para cada intervalo de tiempo en el cual la pérdida de masa es evaluada, las partículas estelares transfieren masa y energía por eventos de SNIa a las partículas vecinas. Los *yields* de SNIa se calculan a partir del modelo W7 de Thielemann et al. (2003). La implementación del *feedback* energético de SNIa sigue el modelo de *feedback* térmico estocástico de Dalla Vecchia & Schaye (2012), discutido en esta sección.

2.3.5 Agujeros negros y *feedback* de AGNs

El *feedback* asociado a los BHs es un ingrediente esencial en las simulaciones EAGLE. La acreción por parte de los BHs genera procesos de *feedback*, los cuales apagan la formación estelar en galaxias masivas (*quenching*, en la literatura asociada en inglés) y regulan el crecimiento de éstas. La implementación de los efectos de los BHs en las simulaciones consiste en dos elementos:

1. Una prescripción para sembrar BHs en galaxias y para seguir su crecimiento mediante fusiones y acreción de gas, la cual se basa en los métodos que introdujo Springel (2005) y que, luego, fueron modificados por Booth & Schaye (2009) y Rosas-Guevara et al. (2015).
2. Una prescripción para acoplar al ISM la energía radiada, liberada por el crecimiento de BHs, siendo este método similar al descrito en Booth & Schaye (2009).

Semillas de BHs

El origen de los agujeros negros supermasivos aún es un problema abierto de intenso debate en la comunidad científica. Diferentes mecanismos han intentado explicar su formación. Los escenarios más estándar que se han propuesto involucran, por ejemplo, el colapso directo de la región interna de galaxias enanas, los remanentes de estrellas masivas de primera generación, y la colisión entre estrellas y/o agujeros negros de tamaño estelar, entre otros. Sin embargo, ninguno de estos procesos se pueden reproducir en simulaciones cosmológicas como EAGLE, ya que carecen de la resolución suficiente para un adecuado tratamiento.

En el caso de EAGLE, el modelo aplicado para los BHs se basa en el trabajo de Springel (2005). En los halos con masas totales mayores a $10^{10} M_{\odot} h^{-1}$ y sin BHs, se “inyecta” una “semilla” de BH en la región central. Para detectar tales halos, se corre regularmente el algoritmo Friends-of-Friends (FoF, sección 2.5) sobre la distribución de materia oscura. Posteriormente, la partícula de gas que presenta la densidad más alta dentro del halo se convierte en una partícula de BH no colisional, con una masa de BH subgrilla $m_{\text{BH}} = 10^5 M_{\odot} h^{-1}$. La utilización de una masa de BH de subgrilla es necesaria porque la masa de BH de la semilla es pequeña en comparación con la masa de las partículas simuladas, consecuencia de la resolución predeterminada de la simulación. Los cálculos de las propiedades del BH, como su tasa de acreción, son funciones de m_{BH} , mientras que las interacciones gravitacionales se calculan utilizando la masa total (no de subgrilla) de la partícula no colisional asociada al BH. Cuando la masa de subgrilla del BH excede la masa de la partícula que lo alberga, se permite al BH acretar estocásticamente partículas de gas vecinas. A partir de este momento, la masa de la partícula de BH y la masa de subgrilla del BH crecen al mismo tiempo.

Dado que las simulaciones no pueden modelar correctamente la fricción dinámica para BHs poco masivos ($m_{\text{BH}} < 100 m_g$), se fuerza la migración de los BHs con $m_{\text{BH}} < 100 m_g$ hacia la posición del mínimo del potencial gravitatorio. Para esto, en cada paso temporal de la simulación, se desplaza el BH a la posición de la partícula vecina que cumpla las siguientes tres condiciones:

- i) poseer el mínimo de potencial gravitatorio;
- ii) tener una velocidad relativa al BH menor que $0.25 c_s$, con c_s la velocidad del sonido;
- iii) encontrarse a una distancia menor a tres longitudes de suavizado gravitacional.

Las últimas dos condiciones evitan que los BHs de halos pobres en gas salten a satélites cercanos.

Acreción de gas y fusiones de BHs

En EAGLE, el aumento de la masa de un agujero negro se le atribuye a dos mecanismos: la acreción de gas y la fusión entre ellos.

La tasa de acreción de los BHs depende de la masa m_{BH} , la densidad (ρ) y temperatura locales, la velocidad del BH relativa al medio ambiente gaseoso (v) y al momento angular del gas con respecto al BH. La acreción de gas sigue una versión modificada de la fórmula de Bondi-Hoyle para una acreción esféricamente simétrica:

$$\dot{m}_{\text{Bondi}} = \frac{4\pi G^2 m_{\text{BH}}^2}{(c_s^2 + v^2)^{3/2}}. \quad (2.10)$$

En los modelos de subgrilla, la tasa de acreción del gas, \dot{m}_{accr} , no puede exceder la tasa correspondiente al límite de Eddington:

$$\dot{m}_{\text{Edd}} = \frac{4\pi G m_{\text{BH}} m_p}{\epsilon_r \sigma_T c}, \quad (2.11)$$

donde m_p es la masa del protón, σ_T es la sección transversal de Thomson para la dispersión de electrones libres y ϵ_r es la eficiencia radiativa del disco de acreción, al cual se le asigna el valor de 0.1.

La tasa de acreción que se utiliza en EAGLE es:

$$\dot{m}_{\text{accr}} = \dot{m}_{\text{Bondi}} \min(C_{\text{visc}}^{-1} (c_s/V_\phi)^3, 1). \quad (2.12)$$

El parámetro libre C_{visc} se relaciona con la viscosidad del disco de acreción y V_ϕ es la velocidad de rotación del gas que rodea al BH (para más detalles, ver Rosas-Guevara et al., 2015). Finalmente, la tasa de crecimiento de masa del BH se encuentra dada por:

$$\dot{m}_{\text{BH}} = (1 - \epsilon_r) \dot{m}_{\text{accr}}. \quad (2.13)$$

Para las simulaciones de referencia, RefL025N0376 y RefL050N0752, se adoptó $C_{\text{visc}} = 2\pi$. Para la simulación de alta resolución, Recal-L025N075, se incrementa el valor de C_{visc} por un factor 10^3 .

Por otro lado, para que se produzcan *mergers* o fusiones de BHs, la distancia a la que se encuentran tiene que ser menor a la distancia de suavizado, h_{BH} , y menor

a tres longitudes de suavizado gravitacional; además, su velocidad relativa tiene que ser menor a la velocidad circular correspondiente a esa distancia:

$$v_{rel} < \sqrt{Gm_{BH}/h_{BH}}. \quad (2.14)$$

Este límite en la velocidad previene que los BHs se fusionen durante los estadios iniciales del proceso de fusión de galaxias.

Feedback de AGNs

El *feedback* de AGNs se implementa de manera análoga al *feedback* de formación estelar, es decir, térmica y estocásticamente. La tasa de inyección de energía es

$$\dot{E} = \epsilon_f \epsilon_r \dot{m}_{accr} c^2, \quad (2.15)$$

donde ϵ_f es la fracción de energía radiada que se acopla al ISM. Debido a la autoregulación, el valor de ϵ_f sólo afecta la masa de los BHs (Booth & Schaye, 2009), mientras que la tasa de flujos salientes y el factor de reducción de la formación estelar son altamente insensibles a variaciones en el valor de ϵ_f . Este parámetro cumple una función análoga al parámetro f_{th} del *feedback* estelar. El valor de ϵ_f se elige a partir de calibraciones con datos observacionales; en este caso, tal calibración se realiza de forma de asegurar que la normalización de la relación entre masa del BH y la masa estelar, $m_{BH} \propto M$, se reproduzca a $z = 0$. Los valores adoptados para las simulaciones son $\epsilon_f = 0.15$ y $\epsilon_r = 0.1$, por lo cual, una fracción $\epsilon_f \epsilon_r = 0.015$ del total de la energía correspondiente a la masa en reposo acreta por BHs es devuelta al ISM local.

Cada BH tiene un "reservorio" de energía de *feedback*, E_{BH} , al cual se inyecta una energía $\dot{E} \Delta t$ después de cada paso temporal, Δt . Si el BH tiene una energía suficiente como para calentar al menos n_{heat} elementos de fluido con masa m_g , entonces se le permite calentar estocásticamente a cada una de las partículas de gas vecinas, aumentando su temperatura ΔT_{AGN} . La probabilidad de calentamiento para cada vecina es:

$$P = \frac{E_{BH}}{\Delta \epsilon_{AGN} N_{ngb} \langle m_g \rangle}, \quad (2.16)$$

donde $\Delta \epsilon_{AGN}$ es la variación de la energía interna por unidad de masa correspondiente al incremento ΔT_{AGN} , N_{ngb} es el número de partículas de gas vecinas al BH y $\langle m_g \rangle$ es su masa promedio.

El parámetro más importante que determina la eficiencia del proceso de *feedback* de AGNs es el incremento de temperatura, ΔT_{AGN} . Para valores altos, los eventos individuales de *feedback* se vuelven más energéticos, resultando, generalmente, en pérdidas radiativas menores en el ISM. Sin embargo, valores altos de ΔT_{AGN} provocarán que el *feedback* sea más intermitente.

Para el modelo de referencia (Ref-L050N0752 y Ref-L025N0376) se adoptó el valor $\Delta T_{AGN} = 10^{8.5}$ K. Según Schaye et al. (2015), es necesario aumentar el valor de ΔT_{AGN} al utilizar mayor resolución, ya que la densidad del gas que rodea un BH tiende a incrementarse con la misma. Por esta razón, el modelo recalibrado de alta

resolución (Recal-L025N0752) adopta el valor $\Delta T_{\text{AGN}} = 10^{9.0}$ K. De manera similar, debido a que la densidad del gas alrededor de los BHs usualmente alcanza valores que son mucho más altos que los valores típicos para el gas SF, se necesitan asumir saltos de temperatura mayores para el *feedback* de AGNs en comparación al *feedback* estelar; más específicamente, se adopta $\Delta T_{\text{AGN}} = 10^{7.5}$ K para el primer caso.

2.4 Calibración de parámetros

Para una reproducción confiable de las cantidades observables que nos brindan las simulaciones, es necesario la calibración de los parámetros relacionados con la eficiencia de los procesos de *feedback*. Si bien los observables utilizados para la calibración no resultan predicciones del modelo, aquellos no tenidos en cuenta durante la calibración pueden considerarse consecuencia de la astrofísica implementada. Una clara ventaja de este enfoque es que, una vez asegurado que las propiedades más importantes de una población de galaxias son reproducidas, las simulaciones pueden ser utilizadas para estudiar un espectro más amplio de problemas. El enfoque óptimo para calibrar los modelos de subgrilla no es inequívoco, ya que puede haber múltiples resultados mensurables que son sensibles al ajuste de los parámetros de la subgrilla.

Para el modelo de referencia de EAGLE (Reference model), los parámetros de las rutinas subgrilla que gobiernan el *feedback* asociado con la formación estelar y el crecimiento de BHs fueron calibrados con el propósito de reproducir la GSMF observada a $z = 0$ y la relación entre la masa de las galaxias y sus BHs, respectivamente. Por otro lado, se corrieron simulaciones de alta resolución, para las cuales se recalibraron los parámetros de los modelos subgrilla respecto de las simulaciones de resolución intermedia corridas con el modelo de referencia, de forma de lograr una mejor concordancia con la GSMF a $z = 0$ (Recalibrated model, prefijo Recal-). Además, las simulaciones EAGLE incluyen modelos con variación en un solo parámetro respecto al modelo de referencia (Crain et al., 2015). Éstas pueden ser utilizadas para testear la robustez de las predicciones y aislar los efectos de procesos individuales. Las simulaciones que se han utilizado a lo largo de este trabajo se encuentran en la Tabla 2.3.

Los modelos que varían la eficiencia de *feedback* de SNs, utilizan como referencia a la simulación Ref-L025N0376. Como se mencionó en la subsección 2.3.4, los parámetros que establecen la eficiencia de este tipo de *feedback* son los valores asintóticos: $f_{\text{th,max}}$ y $f_{\text{th,min}}$. Se tienen dos modelos, cuyos valores asintóticos se pueden visualizar en Tabla 2.3: StrongFB-L025N0376, correspondiente a una alta eficiencia de *feedback*, y WeakFB-L025N0376, asociado a una baja eficiencia.

En cuanto al *feedback* de AGNs, el parámetro que regula más eficientemente su grado de impacto es ΔT_{AGN} (descrito en subsección 2.3.5). El set de simulaciones que presentan variaciones en este parámetro utilizan como modelo de referencia la simulación Ref-L050N0752. Por un lado, tenemos un modelo sin *feedback* de AGNs, correspondiente a la simulación NoAGN-L050N0752. Por otro lado, un *feedback* de AGNs con fuerte impacto es implementado en la simulación AGNdT9-L050N0752, la cual adopta un valor $\Delta T_{\text{AGN}} = 10^9 K$. También, se consideró un modelo con

Nombre	L (cMpc)	N	$f_{\text{th,max}}$	$f_{\text{th,min}}$	$C_{\text{visc}}/2\pi$	ΔT_{AGN}	N_{gal}
Ref-L025N0376	25	376^3	3.0	0.3	10^0	$10^{8.5}$	217
Ref-L050N0752	50	752^3	3.0	0.3	10^0	$10^{8.5}$	1754
Recal-L025N0752	25	752^3	3.0	0.3	10^3	$10^{9.0}$	266
WeakFB-L025N0376	25	376^3	1.5	0.15	10^0	$10^{8.5}$	346
StrongFB-L025N0376	25	376^3	6.0	0.6	10^0	$10^{8.5}$	122
NoAGN-L050N0752	50	752^3	3.0	0.3	-	-	1774
AGNdT9-L050N0752	50	752^3	3.0	0.3	10^0	$10^{9.0}$	1723

Tabla 2.3: Parámetros físicos principales variados en las simulaciones EAGLE. Se muestran sólo los más relevantes para este trabajo. De izquierda a derecha, las columnas son: el identificador de la simulación, la longitud lateral del volumen comóvil (L), el número de partículas iniciales por especie (N), los valores asintóticos máximo ($f_{\text{th,max}}$) y mínimo ($f_{\text{th,min}}$), el parámetro de viscosidad de discos de acreción (C_{visc}), el incremento de temperatura por calentamiento estocástico de AGN (ΔT_{AGN}) y el número de galaxias extraídas de cada simulación (N_{gal}). La sección superior corresponde a simulaciones corridas con un modelo de referencia, el cual fue calibrado para reproducir la función de masa estelar de galaxias a $z = 0$, entre otras observaciones. La sección intermedia incluye el modelo de alta resolución, con parámetros recalibrados para reproducir las mismas observaciones. La sección inferior comprende simulaciones corridas con modelos que presentan variaciones en un sólo parámetro con respecto al modelo de referencia.

$\Delta T_{\text{AGN}} = 10^8 K$ dentro del conjunto de simulaciones EAGLE, el cual no se consideró para esta tesis, ya que predice tendencias intermedias entre los casos NoAGN-L050N0752 y Ref-L050N0752, como es de esperarse.

2.5 Identificación de galaxias

Las galaxias se pueden definir como subestructuras (subhalos) que albergan bariones y que se encuentran ligadas gravitacionalmente dentro de un halo de materia oscura. En EAGLE, tales subhalos pueden ser identificados con el popular algoritmo SUBFIND (Springel et al., 2001). Tal procedimiento consta de tres pasos.

Primero, se identifican los halos, por medio del algoritmo “*Friends-of-Friends*” (FoF, Davis et al., 1985). Este método consiste en vincular partículas de materia oscura vecinas estableciendo una cierta longitud característica de separación, l . Entonces, los pares de partículas que se encuentran a una longitud menor a l serán consideradas partículas ‘*amigas*’, pertenecientes al mismo grupo. De este modo, si consideramos una partícula en un grupo, ésta, no solo se encuentra asociada a sus “amigas”, sino también a las “amigas de sus amigas”, de allí el nombre del algoritmo. Para el caso de las simulaciones EAGLE, la longitud característica utilizada corre-

sponde a un valor de 0.2 veces la separación media entre partículas. Las partículas de bariones (gas y estrellas) son asignadas al halo FoF correspondiente a la partícula de materia oscura más cercana.

En segunda instancia, el algoritmo SUBFIND se encarga de definir candidatos a subestructuras. Esto último se logra identificando las regiones de sobredensidad en la distribución de materia total, tanto bariónica como de materia oscura. Notar que, a diferencia del método FoF, que considera solo partículas de materia oscura, SUBFIND considera todos los tipos de partículas del halo FoF.

En tercera instancia, las partículas que no está ligadas gravitatoriamente a ninguna subestructura son removidas, quedando bien definida una subestructura, a la cual nos referimos como subhalo. Por último, se fusionan los subhalos que están separados por una distancia menor a 3 pkpc (i.e. *proper* kpc))y/o menor al radio a mitad de masa estelar, los cuales pasan a considerarse una sola estructura. Este último paso remueve un número pequeño de subhalos de baja masa dominados por una única partícula así como un BH.

En resumen, los grupos y cúmulos de galaxias se identifican por medio del algoritmo FoF y las estructuras que los representan reciben el nombre de halos FoF. Por otro lado, las galaxias son detectadas aplicando la técnica SUBFIND dentro de los halos FoF y las subestructuras que representan las galaxias reciben el nombre de subhalos. El subhalo que contiene la partícula más ligada gravitatoriamente dentro del halo se define como "galaxia central", mientras que al resto de los subhalos, pertenecientes a ese halo, se los denomina "galaxias satélites". Estas últimas son, por lo general, de menor tamaño que la central y son mayormente afectadas por efectos del medio ambiente al orbitar dentro de un grupo o cúmulo. En este trabajo, analizaremos diferentes propiedades de galaxias, distinguiendo galaxias centrales y satélites. Para ello, los catálogos de galaxias de las simulaciones EAGLE proveen un identificador llamado 'SubGroupNumber' (número de subgrupo), el cual le asigna un número a cada galaxia dentro de un determinado halo. Aquella galaxia que está más ligada gravitatoriamente, es decir, la galaxia central, tiene asignado el número "cero".

2.6 Árboles de fusiones

Uno de los factores importantes a la ahora de estudiar la evolución de las galaxias es la interacción que tienen con el medio que las rodea y con otras galaxias. Dado esto, los *mergers* o fusiones de galaxias juegan un rol importante para estudiar sus caminos evolutivos. Una forma conveniente de reconstruir la historia de las fusiones de galaxias son los llamados *merger trees* o árboles de fusiones.

Para construir los *merger trees*, es necesario conectar evolutivamente los subhalos en los distintos instantes o *snapshots* que provee la simulación. En EAGLE, para un dado subhalo A en el snapshot $k - 1$, se aplica el algoritmo D-TREE (Jiang et al., 2014) con el fin de determinar su único descendiente, B , en un snapshot k posterior. El algoritmo identifica las N_{link} partículas de cada especie más ligadas al subhalo A y define como subhalo descendiente aquel que contenga la mayoría de

estas partículas, utilizando la siguiente expresión:

$$N_{link} = \min(100, \max(0.1N_g, 10)), \quad (2.17)$$

donde N_g es el número total de partículas del subhalo A . Todos los subhalos del *snapshot* posterior que hayan recibido al menos una partícula de A se consideran candidatos a descendientes, pero sólo aquel con mayor cantidad de partículas N_{link} se considera el descendiente, B , de A . El descendiente B puede tener otros progenitores, además de A , y aquel progenitor que tenga más partículas de éste suele ser denominado progenitor principal por algunos autores. Es más, se considera, generalmente, que el progenitor principal es el "sobreviviente" de la fusión, mientras que los otros progenitores pierden su identidad individual. No obstante, como explicamos en el siguiente párrafo, hemos utilizado para esta tesis otra definición de progenitor principal, la cual corresponde a la adoptada por el equipo de EAGLE al generar los catálogos de galaxias de la simulación.

Cuando se identifican todos los subhalos y sus descendientes, es posible generar el árbol de fusiones de cada uno. Estos árboles están compuestos por distintas ramas que se forman cuando se identifican subhalos sin progenitores, es decir, estructuras recientemente formadas. La rama principal o *main branch* del árbol es aquella que tiene la mayor masa. En esta tesis, consideraremos que el progenitor principal es el primer subhalo de dicha rama.

Capítulo 3

Enriquecimiento químico de galaxias: centrales vs. satélites

En este capítulo, se caracterizan el enriquecimiento químico y las abundancias químicas de la componente estelar de galaxias en las simulaciones EAGLE. Además, se analizan otras propiedades que pueden brindar información relevante sobre el origen del enriquecimiento químico obtenido, como, por ejemplo, la metalicidad de la componente gaseosa, la fracción de gas en condiciones de formar estrellas (SF, *Star Forming*), la tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés), entre otras.

La muestra de galaxias utilizada en este capítulo corresponde al set "Recal-L025N0752" (a partir de ahora, lo referenciamos como "Recal"), el cual, como se mencionó en la sección 2.4, constituye un modelo con parámetros físicos recalibrados para reproducir mejor las observaciones al aumentar la resolución. Notamos que, dentro del conjunto de simulaciones EAGLE, el modelo Recal presenta la resolución máxima alcanzada en EAGLE. No obstante, su volumen es de $(25 \text{ cMpc})^3$, el cuál es pequeño como para reproducir las galaxias y los cúmulos de galaxias más masivos que se observan en el Universo Local.

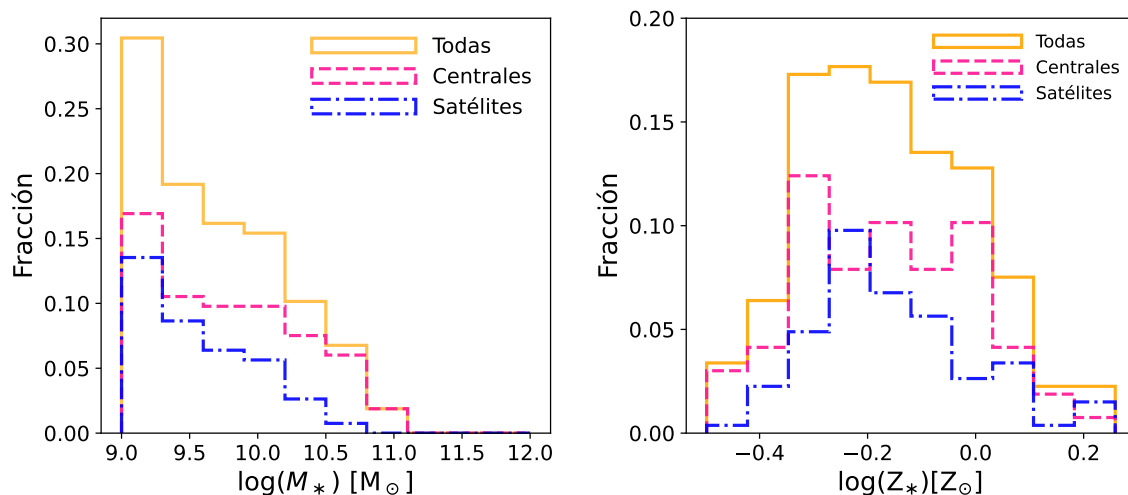
Según Schaye et al. (2015), la correlación entre M y la metalicidad del gas SF ($Z_{\text{SF,gas}}$) puede ser afectada por la resolución y los parámetros de *feedback* elegidos. En particular, De Rossi et al. (2017) muestran que el modelo de alta resolución, Recal, es el que mejor reproduce la pendiente y la normalización de la MZR reportada por varios trabajos observacionales. Esto se debe a que los parámetros físicos adoptados para Recal producen un aumento de la eficiencia de *feedback* respecto al modelo de referencia (para una discusión detallada, ver Schaye et al. 2015). En este capítulo, nos centraremos en el análisis del modelo Recal, con el fin de proveer resultados que puedan ser más robustamente comparados con observaciones. En los capítulos siguientes, consideraremos otros modelos, dentro del conjunto de simulaciones EAGLE, que nos permitirán explorar los efectos del *feedback* de SNs y AGNs sobre las propiedades químicas de la fase estelar de las galaxias. En todos los casos, para evitar problemas de resolución numérica, adoptamos el criterio de De Rossi et al. (2017) y seleccionamos sólo las galaxias con masa estelar $M < 10^9 M_{\odot}$.

Dentro de un dado grupo FoF, como ya se mencionó en el capítulo anterior, se distingue una galaxia central y galaxias satélites que orbitan en torno al mínimo de

potencial. Las galaxias satélites son mayormente afectadas por efectos ambientales (e.g. interacciones de marea, supresión de la acreción de gas, etc), por lo cual la evolución de sus propiedades químicas difiere sistemáticamente de aquella asociada a las galaxias centrales, y esta diferencia aumenta cuanto más masivo sea el halo FoF. Sin embargo, existe aún mucho debate sobre los mecanismos físicos responsables de las diferencias observadas entre las galaxias centrales y las satélites. En este contexto, se propone estudiar por separado a las galaxias centrales y satélites, de forma de poder comparar sus propiedades químicas y acotar los procesos físicos dominantes en cada caso. Para la identificación de centrales y satélites, se utilizaron resultados provistos por el código SUBFIND, detallado en la sección 2.5.

3.1 Metalicidad y abundancias químicas de la fase estelar

Como se mencionó en la sección 1.2, una de las propiedades más frecuentemente utilizadas en la literatura para caracterizar el enriquecimiento químico de las galaxias, es su metalicidad. En la Figura 3.1, se presentan las distribuciones de masa estelar (M) y metalicidad de la componente estelar (Z) para la muestra de galaxias del modelo Recal, tanto para el total de galaxias seleccionadas, como para las galaxias centrales y satélites que componen la muestra. La fracción de galaxias correspondiente al eje vertical de cada panel está calculada respecto a la cantidad total de galaxias de la muestra (centrales+satélites). Es importante analizar estas dos cantidades, ya que siguen una de las relaciones de escala más debatidas en la actualidad, la MZR, mencionada en subsección 1.2.2. Volveremos a discutir sobre la MZR en forma más detallada en la sección 3.3.



(a) Distribución de la masa estelar

(b) Distribución de la metalicidad estelar

Figura 3.1: Histogramas de la masa y la metalicidad de la componente estelar de las galaxias seleccionadas del catálogo Recal-L025N0752, adoptando el criterio de corte $M > 10^9 M_\odot$. Las fracciones mostradas en los ejes verticales de los histogramas se toman respecto de la cantidad total de galaxias de la muestra (centrales+satélites).

En la Figura 3.1a, se muestra la distribución de M para la muestra total y para las submuestras de centrales y satélites. Se observa que la fracción de galaxias centrales domina en todo el rango de masas estudiado, incluso para bajas masas. Esto último se debe a que el volumen simulado en Recal no es suficiente para reproducir cúmulos densos con un alto número de galaxias satélites. No obstante, la contribución de las galaxias satélites no es despreciable, y el porcentaje de satélites respecto de centrales tiende a incrementarse hacia bajas masas, como es de esperarse. En la Figura 3.1b, se muestra la distribución de Z en unidades solares, donde se ha asumido un valor de metalicidad solar de $Z = 0.02$ (de aquí en más, este será el valor utilizado para la metalicidad solar, a menos que se indique lo contrario), uno de los más utilizados tradicionalmente en la literatura. Se observa que, para la mayoría de las galaxias (83%), su componente estelar tiene metalicidad subsolar, es decir, que no están muy enriquecidas químicamente respecto del Sol. Si evaluamos el comportamiento por tipo de galaxia (e.g. centrales y satélites), no hay una diferencia significativa en las tendencias obtenidas. Sólo notamos que las galaxias centrales presentan una distribución más ancha, con un porcentaje mayor de sistemas con metalicidades extremas (mínima y máxima) que las satélites.

Para caracterizar más a fondo la composición química de las galaxias en el modelo Recal, evaluamos, por separado, las abundancias químicas estelares de los siguientes elementos: O, C, N, Mg, Si y Fe. Las abundancias estudiadas se calcularon respecto al H mediante la siguiente expresión:

$$[X/H] = \log(Y^X/Y^H) - \log(Y^X/Y^H)_j, \quad (3.1)$$

donde X representa alguno de los elementos mencionados anteriormente e Y^X es la fracción de masa del elemento X. El segundo término representa el valor tabulado para la fracción de masa correspondiente al Sol. Para estos cálculos, se adoptaron las abundancias solares utilizadas en Wiersma et al. (2009b), trabajo en el que se basa el modelo químico de EAGLE.

En De Rossi et al. (2015), se analiza la evolución de las abundancias de los distintos elementos químicos mencionados con anterioridad (O, C, N, Mg, Si y Fe). Estos autores trabajaron con las simulaciones conocidas como GIMIC, cuyo modelo de evolución química y nucleosíntesis estelar es similar al implementado en EAGLE. Ambas simulaciones permiten trazar la evolución de distintos elementos químicos, considerando tres canales de evolución estelar: (i) SNs de colapso de núcleo (i.e. tipo II), asociadas a estrellas masivas ($M > 6M_{\odot}$); (ii) SNs tipo Ia; y (iii) estrellas de la rama asintótica de las gigantes (AGB, *Asymptotic Giant Branch*). A modo ilustrativo, describimos a continuación algunos resultados previos de GIMIC y, posteriormente, mostramos un análisis preliminar realizado, durante esta tesis, con el modelo Recal de EAGLE. No obstante, notamos que las simulaciones EAGLE presentan diferentes mejoras respecto a GIMIC, por ejemplo, en los modelos de *feedback* de SNs y AGNs, lo cual puede generar discrepancias entre las abundancias químicas predichas por tales simulaciones.¹

Utilizando las simulaciones GIMIC, De Rossi et al. (2015) mostraron, como es bien sabido, que el oxígeno es el metal dominante en masa para todo z y, como

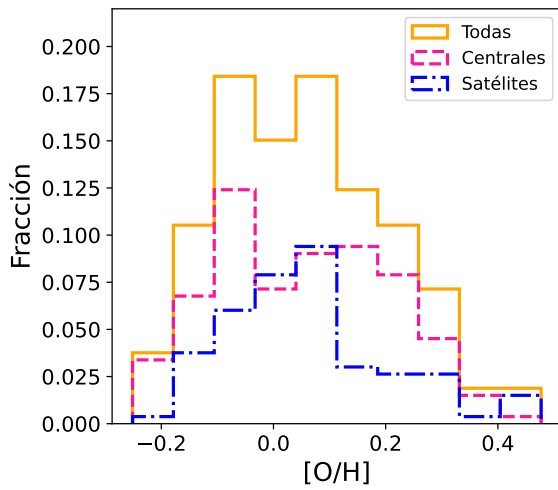
¹Una comparación detallada entre los dos modelos es compleja. El lector interesado en los resultados de GIMIC puede consultar el trabajo de De Rossi et al. (2015) y las referencias allí citadas

CAPÍTULO 3. ENRIQUECIMIENTO QUÍMICO DE GALAXIAS: CENTRALES VS. SATÉLITES

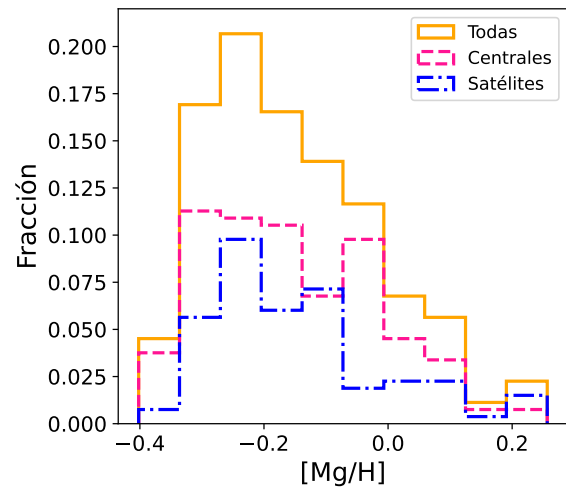
tal, es un buen trazador de la metalicidad global de las galaxias. Además, las simulaciones GIMIC predicen que las abundancias de oxígeno y magnesio presentan similar dependencia con M y z , dado que ambos son elementos α sintetizados en estrellas masivas y liberados por SNs tipo II. No obstante, las abundancias de silicio muestran algunas tendencias distintas respecto a las del Mg y el O, en cuanto a su dependencia con M y z . Esto se puede entender considerando que, en el modelo químico utilizado en GIMIC, las estrellas masivas ($M > 30M_{\odot}$) de alta metalicidad producen menos O y Mg que las de baja metalicidad, mientras que el silicio, que también es un elemento α , es producido en mayor cantidad por estrellas de alta metalicidad. En cuanto a las abundancias simuladas de C y N, las simulaciones GIMIC predicen una mayor evolución temporal que la asociada a elementos α para el rango $z = 3 / 1$. Esto puede relacionarse al hecho de que, en el modelo químico de GIMIC, las estrellas AGB contribuyen significativamente con C y constituyen la fuente dominante de N. Las simulaciones GIMIC también predicen que las abundancias de N en galaxias masivas presentan una dependencia más marcada con M que las abundancias de O, por ejemplo. Como explican De Rossi et al. (2015), tal comportamiento se debe a que, para altas metalicidades, los *yields* simulados asociados al N son más sensibles a la metalicidad que los *yields* de C. Por último, las abundancias de Fe reciben una contribución significativa de las SNs tipo I. Dadas las mayores escalas temporales para la liberación de metales por parte de las estrellas AGN y las SN Ia, De Rossi et al. (2015) hallaron que las abundancias de N, C y Fe presentan una evolución mayor que las abundancias de O, Mg y Si.

En la Figura 3.2, se muestran las distribuciones de las abundancias químicas de los distintos elementos mencionados para el modelo Recal de EAGLE a $z = 0$. Tal como se obtuvo para la distribución de Z (Figura 3.1b), estas distribuciones son más anchas en el caso de las galaxias centrales que para las galaxias satélites. El rango de abundancias químicas de las galaxias satélites es más angosto y queda comprendido entre los valores extremos alcanzados por las centrales. Por otro lado, las distribuciones obtenidas para las centrales parecen presentar una bimodalidad, la cual es más evidente en el caso de $[O/H]$ y $[Mg/H]$. En el caso de las satélites, las distribuciones presentan un sólo pico y tienden a mostrar una asimetría positiva. Como se mencionó, los procesos físicos que afectan a las galaxias centrales y satélites son distintos, siendo las últimas mayormente afectadas por efectos del medio ambiente. Esto puede explicar el distinto comportamiento químico obtenido. Sin embargo, notamos que hay mucha discusión sobre el origen de las abundancias relativas de los distintos elementos químicos presentes en las galaxias centrales y satélites. Respecto de las distribuciones obtenidas para los distintos elementos químicos mostrados en la Figura 3.2, no se aprecian diferencias claras entre los comportamientos de las abundancias de O, Mg, Si, Fe, N y C, pese a los diferentes canales asociados a su producción por parte de las estrellas. Igualmente, notamos que las abundancias químicas de las galaxias no sólo dependen de los procesos de nucleosíntesis estelar y la cantidad de metales específicos liberados por las distintas poblaciones estelares. Las abundancias químicas de las galaxias también son afectadas por sus historias de formación estelar, procesos de *feedback*, fusiones entre galaxias, y los mencionados efectos ambientales, entre otros procesos. Profundizaremos más sobre este tema y sobre las diferencias entre el enriquecimiento químico de centrales y satélites más adelante.

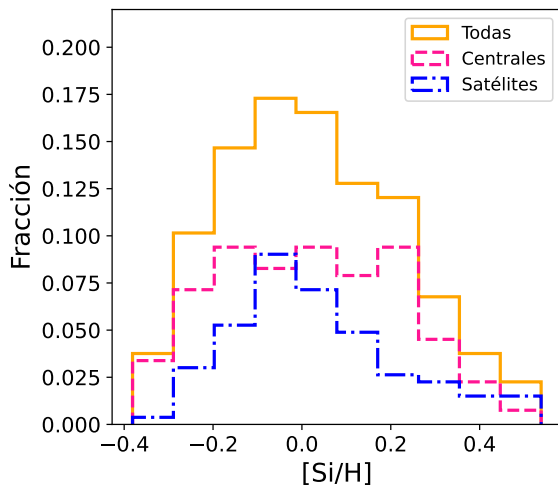
3.1. METALICIDAD Y ABUNDANCIAS QUÍMICAS DE LA FASE ESTELAR



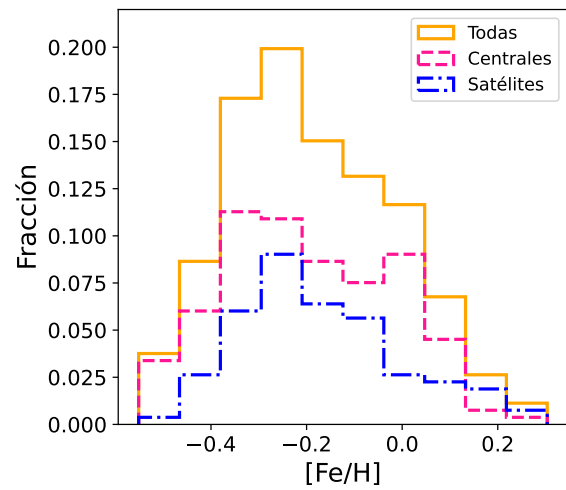
(a) Abundancia de oxígeno.



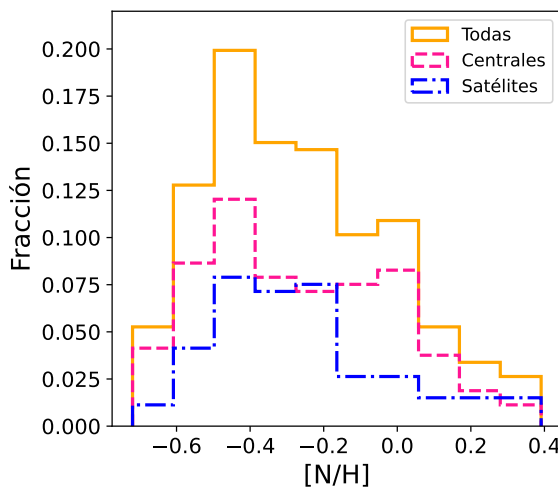
(b) Abundancia de magnesio.



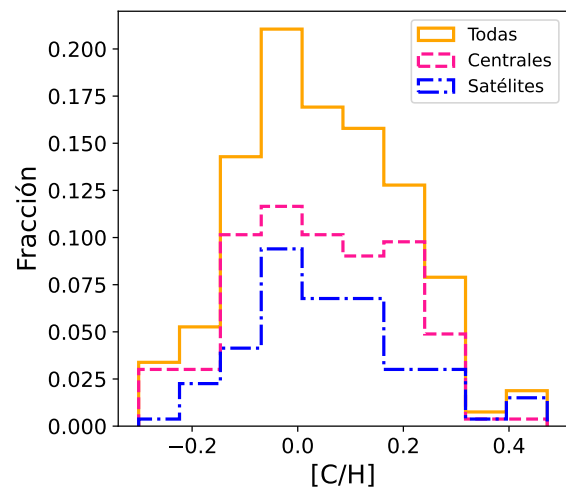
(c) Abundancia de silicio.



(d) Abundancia de hierro.



(e) Abundancia nitrógeno.



(f) Abundancia de carbono.

Figura 3.2: Histogramas de las abundancias respecto al H de los elementos : O, C, N, Mg, Si y Fe. Las galaxias seleccionadas pertenecen al catalogo Recal-L025N0752 para $M < 10^9 M_{\odot}$. Las fracciones mostradas en los ejes verticales de los histogramas se toman respecto de la cantidad total de galaxias en cada población.

3.2 Propiedades importantes vinculadas con la metalicidad de las galaxias

A continuación, estudiamos distintas propiedades de galaxias que se sabe que presentan dependencias con la metalicidad estelar. Nuestro objetivo es buscar "pistas" que nos ayuden a identificar los procesos físicos operantes en nuestras galaxias que puedan afectar al enriquecimiento químico de la fase estelar.

Distintos trabajos han reportado una estrecha anti-correlación (correlación) entre el porcentaje de gas (metalicidad del gas) y la metalicidad estelar en muestras estadísticas de galaxias (e.g. De Rossi et al. 2017). En esta tesis, definimos la fracción de gas como:

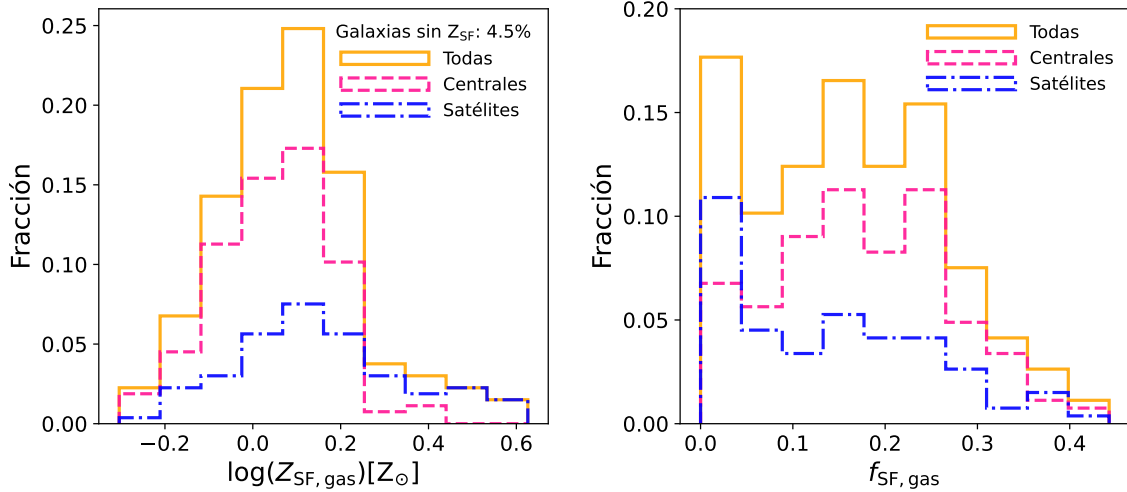
$$f_{i,\text{gas}} = \frac{M_{i,\text{gas}}}{M_{i,\text{gas}} + M}, \quad (3.2)$$

donde i simboliza la fase del gas (SF o no SF -NSF-), y $M_{i,\text{gas}}$ es la masa total del gas en la fase i perteneciente a esa galaxia.

En la Figura 3.3a y la Figura 3.3b, se muestran las distribuciones de la metalicidad de la componente gaseosa SF ($Z_{\text{SF,gas}}$) y la fracción del gas SF ($f_{\text{SF,gas}}$), respectivamente. A diferencia de lo obtenido para la metalicidad estelar, la metalicidad del gas SF supera el valor solar para la mayoría de las galaxias (65%), como se muestra en la Figura 3.3a. Sin embargo, un 4.5% de la muestra total corresponde a galaxias satélites sin componente de gas SF ($f_{\text{SF,gas}} = 0$), las cuales no están incluidas en el gráfico.

En la Figura 3.3b, se observa que las galaxias satélites tienden a tener valores menores de $f_{\text{SF,gas}}$ que las centrales. Una inspección más detallada (realizada mediante un análisis adicional más específico) muestra que aquellas galaxias con mayor $Z_{\text{gas,SF}}$ son también las que presentan menor $f_{\text{SF,gas}}$. Una de las razones que puede explicar esta diferencia es que las galaxias satélites no pueden acretar gas eficientemente y, en consecuencia, las estrellas que tienen van enriqueciendo el gas disponible. Por el contrario, las galaxias centrales pueden haber acretado gas pero de baja metalicidad (e.g. Zenocratti et al., 2022). Por otro lado, los efectos ambientales que afectan a las satélites pueden generar la pérdida de sus capas más externas de gas que, por lo general, tienen baja metalicidad. Esto podría explicar la alta $Z_{\text{SF,gas}}$ y baja $f_{\text{SF,gas}}$ en algunas galaxias satélites. En el caso de Z , no observamos este comportamiento, lo cual, probablemente, se deba a que los efectos ambientales tienden a remover primero las capas más externas de gas y, en una etapa posterior, comienzan a afectar a la componente estelar que se localiza en las zonas más internas de estos objetos. En el caso de Recal, al no haber cúmulos muy densos, probablemente los efectos ambientales no hayan sido muy fuertes como para afectar a la componente estelar en forma significativa. Como mencionamos anteriormente, la metalicidad de las estrellas representa el enriquecimiento químico promedio a lo largo de la evolución de las galaxias, mientras que la metalicidad del gas es muy afectada por procesos temporales.

3.2. PROPIEDADES IMPORTANTES VINCULADAS CON LA METALICIDAD DE LAS GALAXIAS



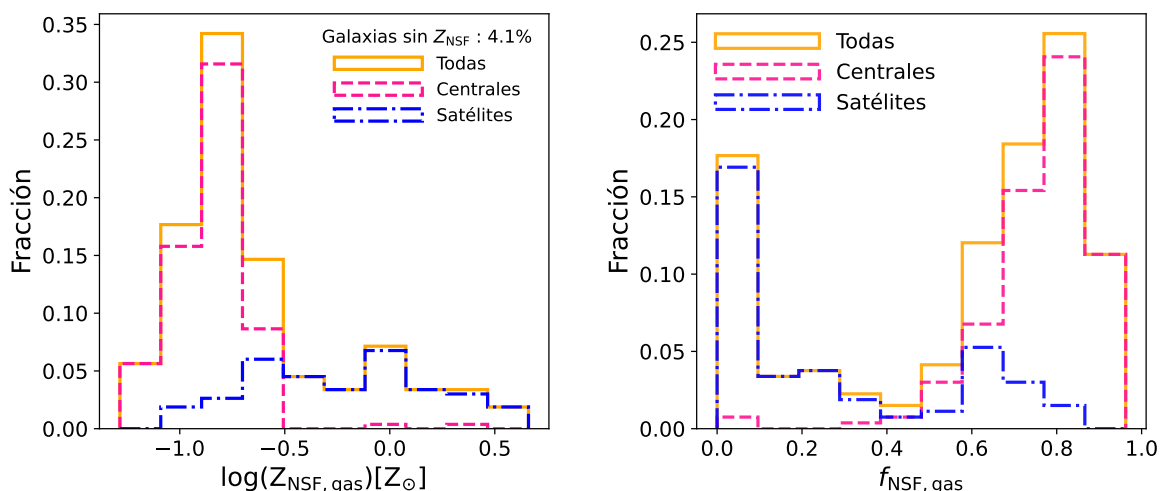
(a) Distribución de la metalicidad del gas SF (b) Distribución de la fracción del gas SF

Figura 3.3: Histogramas de las distribuciones de la metalicidad y fracción del gas SF. Las galaxias seleccionada pertenecen al catalogo Recal-L025N0752 para $M < 10^9 M_{\odot}$. Las fracciones mostradas en los ejes verticales de los histogramas se toman respecto de la cantidad total de galaxias en cada población.

Por otro lado, en las Figuras 3.4a y 3.4b, se muestran las distribuciones de la metalicidad ($Z_{NSF, gas}$) y la fracción del gas ($f_{NSF, gas}$) NSF, respectivamente. Para ambas propiedades, se observa que la muestra total de galaxias exhibe una distribución bimodal. En el caso de la metalicidad (fracción de gas NSF), el pico de menor $Z_{gas, NSF}$ ($f_{NSF, gas}$) está dado por las galaxias centrales (satélites) y el de mayor $Z_{gas, NSF}$ ($f_{NSF, gas}$) por las galaxias satélites (centrales). Esto es consistente con la idea de que las galaxias centrales acretaron gas de muy baja metalicidad, que inicialmente se encuentra en la fase NSF y, con el tiempo, pasa a la fase SF. Comparando estos resultados con los mostrados en Figura 3.3b, es claro que la componente bariónica principal de las galaxias centrales es gas NSF con metalicidad subsolar. Por otro lado, en las galaxias satélites, la fase NSF probablemente está formada por el gas NSF que sobrevivió a los efectos de ambiente; por eso, en su mayoría, tienen menos fracción de gas NSF, el cual se fue enriqueciendo químicamente debido al *feedback* de SNs.

El gas NSF, por lo general, se encuentra en las zonas más externas de las galaxias, a diferencia de la fase SF que suele encontrarse en las zonas más internas. En consecuencia, es muy probable que los efectos ambientales externos afecten más al gas NSF. Por esta última razón, se pueden apreciar diferencias más marcadas entre centrales y satélites en lo que respecta al comportamiento del gas NSF. A partir de los resultados obtenidos hasta el momento, podemos destacar que la metalicidad estelar parece ser menos afectada por efectos ambientales que la metalicidad de la fase gaseosa. Por otro lado, la metalicidad del gas SF es menos afectada que aquella del gas NSF.

Otra de las propiedades más relevantes que se encuentra estrechamente vinculada con la evolución química de galaxias, es la tasa de formación estelar específica (sSFR, *specific Star Formation Rate*). Esta magnitud se define como el cociente entre la



(a) Distribución de la metalicidad del gas NSF (b) Distribución de la fracción del gas NSF

Figura 3.4: Histogramas de las distribuciones de la metalicidad y fracción del gas NSF. Las galaxias seleccionadas pertenecen al catalogo Recal-L025N0752 para $M > 10^9 M_{\odot}$. Las fracciones mostradas en los ejes verticales de los histogramas se toman respecto de la cantidad total de galaxias en cada población.

SFR y la masa estelar (M):

$$sSFR = \frac{SFR}{M}. \quad (3.3)$$

La sSFR indica qué tan eficiente es la formación de estrellas en una galaxia por unidad de masa estelar ya formada. En la Figura 3.5b, se pueden ver las distribuciones de sSFR para galaxias centrales y satélites. No se aprecian distribuciones muy distintas para ambas muestras, a pesar de las diferencias en sus $f_{SF, gas}$, que ya discutimos. Esto último se debe a que, cuando analizamos los histogramas de $f_{SF, gas}$, consideramos aquellas galaxias sin gas. Pero, al analizar cantidades logarítmicas, estos últimos objetos fueron excluidos en la Figura 3.5b. Las galaxias sin gas corresponden a satélites sin formación estelar, las cuales sufren un proceso de apagado (o *quenching*, en inglés), desencadenados por efectos ambientales. Estas galaxias no pueden seguir evolucionando químicamente a partir de la formación de nuevas estrellas. De la muestra total de galaxias analizadas, las centrales y la submuestra de galaxias satélites mostradas en la Figura 3.5b presentan $f_{SF, gas}$ y sSFR no nulos, pudiendo continuar su proceso de enriquecimiento químico a través de la formación de nuevas estrellas.

Por último, analizaremos el tipo de halos en que residen las galaxias centrales y satélites de nuestra muestra, con el fin de evaluar el posible impacto del medio ambiente en su evolución. La ‘masa virial’ es un buen estimador de la masa de los halos de materia oscura anfitriones de las galaxias. En la literatura, se define como M_{Δ} a la masa contenida dentro de un radio r_{Δ} , en el interior del cual la densidad media es Δ veces la densidad crítica del universo. Uno de los estimadores más usuales en la literatura es M_{200} ($\Delta = 200$).

En la Figura 3.5a, se observa un comportamiento bimodal para M_{200} en nuestra muestra total de galaxias. Al igual que en el caso de la fase NSF de gas, uno de los

3.3. CONEXIÓN ENTRE LA MASA ESTELAR, LA METALICIDAD GASEOSA Y LA METALICIDAD ESTELAR

picos corresponde a galaxias centrales, mientras que el otro está asociado a galaxias satélites. Como es de esperarse, el porcentaje de galaxias satélites es mayor en halos de mayor M_{200} . Se observa un aumento mayor en la fracción de satélites para $M_{200} \geq 10^{12} M_{\odot}$. En el caso de halos de menor masa, es probable que la mayoría de las galaxias satélites sean muy pequeñas y no cumplan con nuestro criterio de selección ($M < 10^9 M_{\odot}$). Por lo tanto, los halos menos masivos (que también son los más numerosos, dado el volumen de la simulación) están representados, en su mayoría, por galaxias centrales. En la Figura 3.5a, se puede apreciar que la mayor cantidad de centrales se encuentra en halos con M_{200} en el rango $(10^{11} - 10^{12}) M_{\odot}$. Finalmente, vemos que nuestra muestra total de galaxias habita halos con masas por debajo de $10^{13} M_{\odot}$, los cuales pueden asociarse a grupos no muy masivos. Por esta última razón, probablemente, los efectos ambientales no llegaron a ser suficientemente fuertes como para generar un impacto significativo en las propiedades químicas de la componente estelar de las galaxias satélites, como especulamos anteriormente.

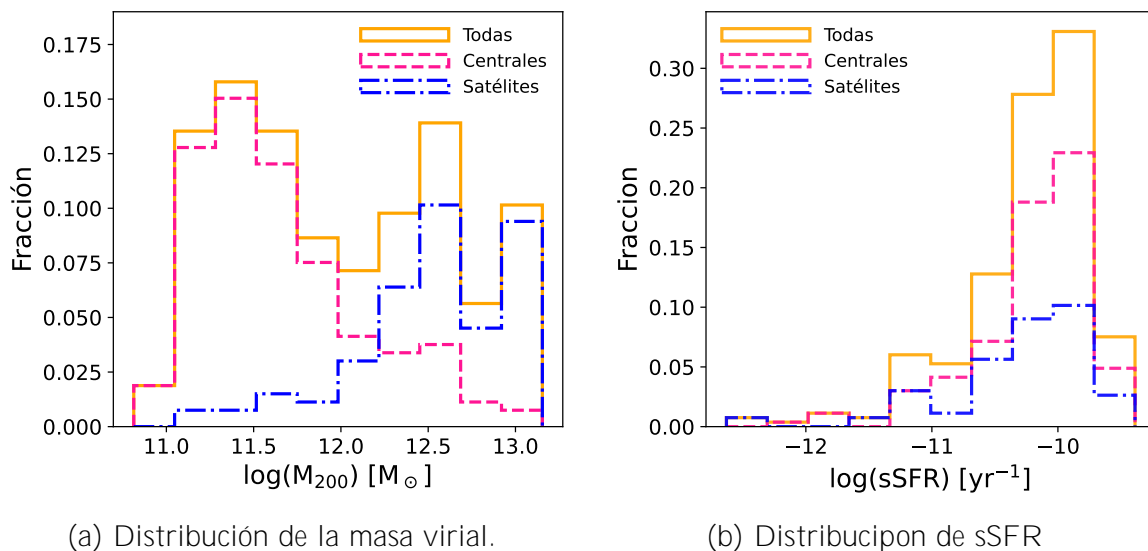


Figura 3.5: Histogramas de las distribuciones de la masa virial y SFR. Las galaxias seleccionadas pertenecen al catalogo Recal-L025N0752 para $M < 10^9 M_{\odot}$. Las fracciones mostradas en los ejes verticales de los histogramas se toman respecto de la cantidad total de galaxias en cada población.

3.3 Conexión entre la masa estelar, la metalicidad gaseosa y la metalicidad estelar

Además de la densidad del medio ambiente, la masa estelar (M) ha sido reportada como una de las propiedades fundamentales con las que se vincula la metalicidad de las galaxias. Por esta razón, en esta sección, analizaremos en detalle cómo

CAPÍTULO 3. ENRIQUECIMIENTO QUÍMICO DE GALAXIAS: CENTRALES VS. SATÉLITES

se relaciona el enriquecimiento químico de nuestra muestra de galaxias con la masa estelar de las mismas.

En la Figura 3.6, se muestran las MZR de la fase estelar para las galaxias centrales (Figura 3.6a) y satélites (Figura 3.6b). Se puede observar que la metalicidad estelar está altamente correlacionada con la masa estelar. En particular, para las galaxias centrales, se pueden apreciar 3 tendencias diferentes. En primer lugar, la metalicidad estelar crece hasta $M \approx 10^{10} M_{\odot}$, presentando un aumento de 0.3 dex . Para masas mayores, la relación se aplana hasta $M \approx 10^{10.5} M_{\odot}$ y, a partir de este último valor, vuelve a crecer 0.1 dex . Esta tendencia coincide con resultados previos de GIMIC y EAGLE obtenidos, respectivamente, por De Rossi et al. (2015), quienes analizaron sólo galaxias centrales, y De Rossi et al. (2017), quienes consideraron toda la muestra. Estos últimos autores observaron, además, que la metalicidad estelar sigue muy bien la tendencia observada (Gallazzi et al., 2005), excepto para las galaxias más masivas ($M \gtrsim 10^{10.5} M_{\odot}$). Adicionalmente, en la Figura 3.6a, se puede apreciar una correlación entre M y M_{200} para galaxias centrales. Por lo tanto, se infiere que existe una correlación entre Z y M_{200} para estas últimas, lo que sugiere un vínculo entre el proceso de ensamblaje del halo de materia oscura anfitrión y el enriquecimiento químico estelar de la galaxia central.

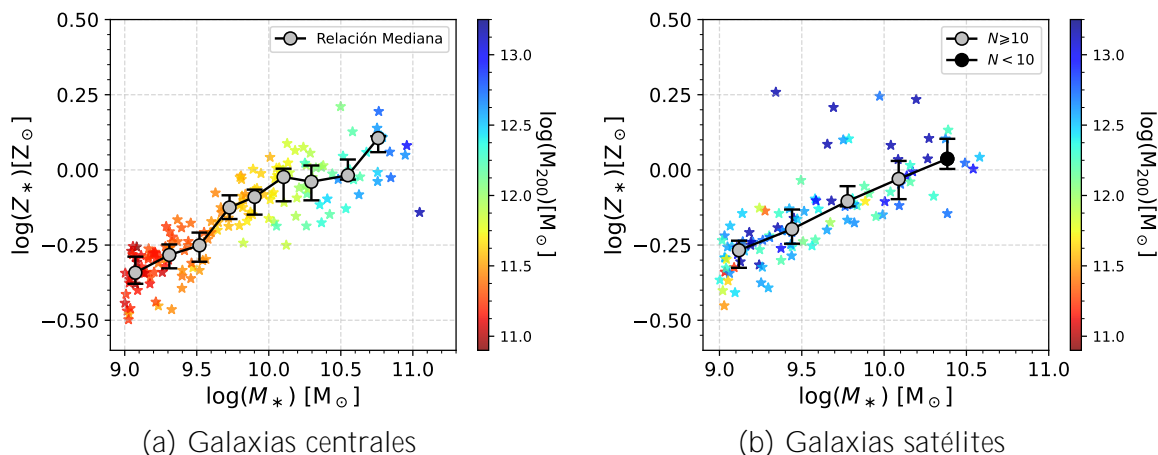


Figura 3.6: MZR para la componente estelar, donde se caracteriza cada galaxia con el M_{200} del halo al que pertenece. Se grafica la relación mediana, tomando en cuenta los percentiles 25mo y 75mo para las barras de error. Las galaxias seleccionadas pertenecen al catalogo Recal-L025N0752 para $M \approx 10^9 M_{\odot}$.

Para las galaxias satélites, la metalicidad estelar crece linealmente, en promedio, con la masa estelar, sin un cambio de tendencia claro. Más específicamente, se observa un aumento de 0.3 dex en todo el rango de masas graficado. Es de destacar la mayor dispersión de la relación obtenida para satélites comparada con aquella asociada a centrales. Esto está relacionado a la presencia de sistemas de muy alta metalicidad que se alejan de la relación mediana (i.e. son *outliers*). Según el trabajo de Trussler et al. (2020), el cese de acreción de gas en galaxias satélites por efectos ambientales puede propiciar un enriquecimiento químico más eficiente de la componente de gas disponible. Siendo este último el combustible para formar nuevas estrellas, esto desencadenaría a su vez un aumento de la metalicidad estelar, lo cual podría explicar los altos valores de Z en algunas galaxias satélites. Dejamos un análisis más detallado para un futuro trabajo. Por último, a diferencia de las

3.3. CONEXIÓN ENTRE LA MASA ESTELAR, LA METALICIDAD GASEOSA Y LA METALICIDAD ESTELAR

centrales, no se aprecia correlación entre la masa estelar y la masa virial de las galaxias satélites, con la mayor parte de las satélites habitando halos muy masivos. A diferencia de las centrales, las galaxias satélites pudieron ser incorporadas al halo anfitrión en épocas más tardías y afectadas, posteriormente, por efectos ambientales. Debido a esto, no es de esperarse un vínculo fuerte entre las propiedades de las satélites y las de sus halos anfitriones.

En las Figuras 3.7 y 3.8, se muestran las MZR correspondientes a las componentes de gas SF y NSF así como las relaciones $Z_{\text{SF,gas}}/Z$ y $Z_{\text{NSF,gas}}/Z$, para galaxias centrales y satélites, respectivamente.

Para el gas SF en galaxias centrales (Figura 3.7, panel derecho), las galaxias menos masivas presentan metalicidades del orden de la solar. A partir de $M \approx 10^{9.5} M_{\odot}$, la metalicidad aumenta ≈ 0.1 dex y no presenta variación hasta $M \approx 10^{10.5} M_{\odot}$, donde disminuye levemente la metalicidad media. En el panel izquierdo de la Figura 3.7, comparamos las metalicidades del gas SF y la metalicidad estelar. Observamos que, para las galaxias con M bajas, $Z_{\text{SF,gas}}$ es ≈ 0.3 dex más grande que Z y, a medida que aumenta M , esta diferencia se hace cada vez menor. En general, es de esperarse que $Z_{\text{SF,gas}} > Z$ ya que el gas SF se encuentra en regiones de formación estelar y, por lo tanto, puede ser eficientemente enriquecido por el *feedback* de las poblaciones estelares que se están formando. No obstante, se observa que, para galaxias masivas con Z cercanas a la solar, la relación $Z_{\text{SF,gas}}/Z$ se va pareciendo a la recta identidad. Esto último es el resultado de un decrecimiento (crecimiento) de $Z_{\text{SF,gas}}/Z$ con M . Según De Rossi et al. (2017), $Z_{\text{SF,gas}}$ y M anticorrelacionan para galaxias muy masivas debido al *feedback* de AGNs, que incentiva la eyección de material enriquecido químicamente fuera de las galaxias y, a la vez, frena su formación estelar y, por ende, su evolución química. En el caso de Z , no se aprecia tal efecto ya que esta cantidad refleja el enriquecimiento químico promedio del gas a lo largo de la historia evolutiva de las galaxias, como se explicó antes. Las galaxias más masivas en Recal, probablemente, no tienen aún la suficiente masa como para haber albergado SMBHs activos por mucho tiempo, por lo que los efectos de los AGNs, posiblemente, sean recientes y sólo se vean levemente reflejados en la metalicidad del gas. Es interesante que tales efectos generen una tendencia hacia la convergencia en los valores de $Z_{\text{SF,gas}}$ y Z para galaxias masivas, al menos en estas simulaciones.

En cuanto a la fase de gas NSF en las galaxias centrales (Figura 3.7, panel central), no se aprecia una variación considerable de la metalicidad promedio a medida que aumenta M y, además, tal fase gaseosa está mucho menos enriquecida químicamente que las otras dos componentes bariónicas (gas SF y estrellas). Así mismo, si comparamos con la relación $Z_{\text{NSF,gas}}/Z$ (panel izquierdo), se observa un comportamiento parecido: el gas NSF (línea azul) presenta casi la misma metalicidad ($\log(Z_{\text{NSF,gas}}/Z) \approx 0.8$) para todo el rango de Z , menos para $\log(Z/Z_{\odot}) < 0.2$, donde disminuye a ≈ 0.9 dex. La menor metalicidad del gas NSF respecto de las otras fases bariónicas, probablemente, se deba a que el mismo tiende a localizarse en las zonas externas de las galaxias, lejos de las regiones de formación estelar, por lo cual no es enriquecido eficientemente por las poblaciones estelares. Además, parte importante del gas NSF corresponde a gas de *baja metalicidad* acretaado por las galaxias (e.g. Zenocratti et al., 2022).

Respecto de las galaxias satélites (Figura 3.8), el gas SF exhibe una débil cor-

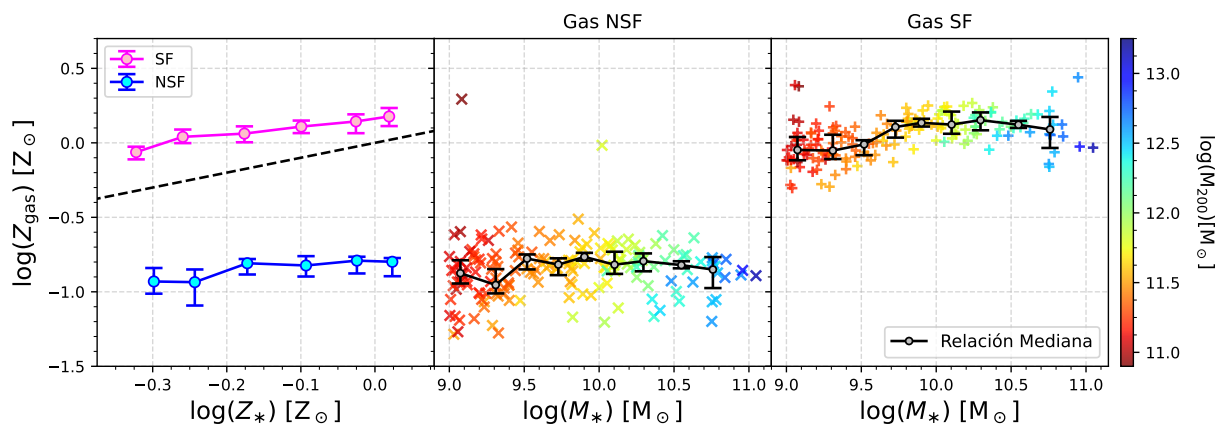


Figura 3.7: Relación de escala entre la metalicidad estelar y la metalicidad del gas (primer panel, a la izquierda), la masa estelar y la metalicidad del gas NSF (panel central) y SF (último panel, a la derecha) para las galaxias centrales, donde para los últimos dos paneles se caracteriza cada galaxia con el M_{200} del halo al que pertenece. Se grafica la relación mediana, tomando en cuenta los percentiles 25mo y 75mo para las barras de error. Las galaxias seleccionadas pertenecen al catalogo Recal-L025N0752 para $M < 10^9 M_{\odot}$. La línea rayada en el primer panel corresponde a la recta identidad.

relación entre su metalicidad y M , con su metalicidad media siempre superior a la solar. Este comportamiento está de acuerdo con el obtenido para las galaxias centrales, sólo que, para las galaxias satélites, la dispersión es mucho mayor. Para el gas NSF de las galaxias satélites, no se aprecia una correlación entre metalicidad y M , habiendo una gran dispersión en $Z_{\text{NSF,gas}}$ a M fija. Es más, $Z_{\text{NSF,gas}}$ abarca desde valores máximos similares al gas SF hasta valores mucho menores que los obtenidos para la componente estelar. A diferencia de las centrales, si se compara Z_{gas} con Z , no se observan dos tipos de comportamientos bien marcados (Figura 3.8, panel izquierdo). El valor medio de $Z_{\text{SF,gas}}$ (línea rosa) es 0.4 dex más grande que Z para $\log(Z/Z_{\odot}) < 0.1$, a partir de donde su diferencia disminuye. En cambio, el gas NSF (línea azul) presenta mucha más dispersión y la mediana de $Z_{\text{NSF,gas}}$ siempre tiene valores cercanos a la recta identidad. Como ya se discutió, las componentes bariónicas de los satélites son afectadas de distinta manera por los efectos ambientales, con efectos muy fuertes para la fase NSF, intermedios para la fase SF y de menor intensidad para la componente estelar. La fase de gas NSF tiende a ser más eficientemente removida por interacción con el ambiente y, el poco gas disponible, es más eficientemente enriquecido con metales provenientes de las poblaciones estelares. Las galaxias satélites tampoco pueden acretar eficientemente gas de su entorno. Todo esto es consistente con las grandes discrepancias entre las tendencias obtenidas para centrales y satélites en cuanto a $Z_{\text{NSF,gas}}$. Probablemente, las galaxias satélites con mayor $Z_{\text{NSF,gas}}$ son las más afectadas por efectos de ambiente (notar su mayor M_{200}).

Comentarios finales:

En esta tesis, nuestro objetivo es realizar aportes que contribuyan a entender el origen del enriquecimiento químico estelar en galaxias. En este capítulo, hemos visto

3.3. CONEXIÓN ENTRE LA MASA ESTELAR, LA METALICIDAD GASEOSA Y LA METALICIDAD ESTELAR

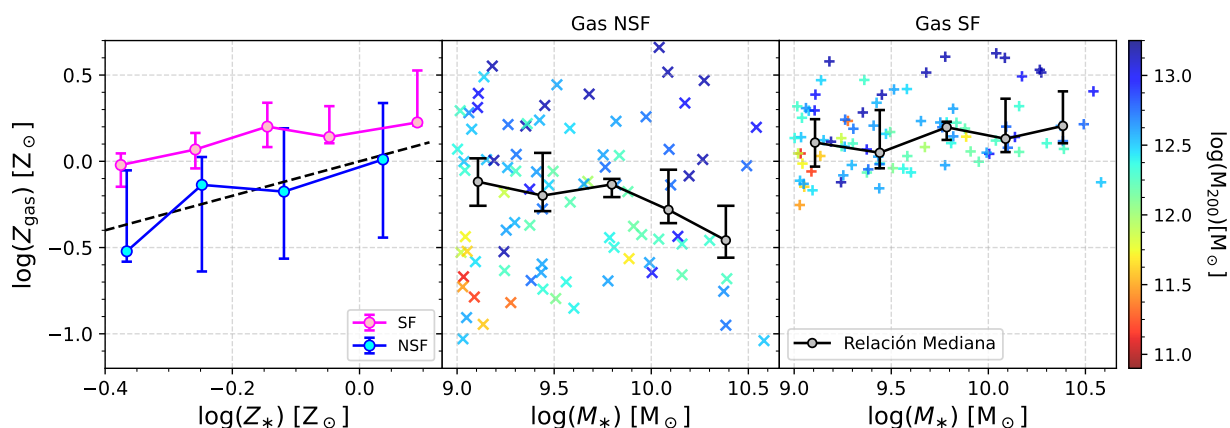


Figura 3.8: Relación de escala a $z = 0$ entre la metalicidad estelar y la metalicidad del gas (primer panel, a la izquierda), la masa estelar y la metalicidad del gas NSF (panel central) y SF (último panel, a la derecha) para las galaxias satélite, donde para los últimos dos paneles se caracteriza cada galaxia con el M_{200} del halo al que pertenece. Se grafica la relación mediana, tomando en cuenta los percentiles 25mo y 75mo para las barras de error. Las galaxias seleccionadas pertenecen al catalogo Recal-L025N0752 para $M < 10^9 M_{\odot}$. La línea rayada en el primer panel corresponde a la recta identidad.

que los efectos ambientales pueden afectar a las propiedades químicas de la componente estelar de las galaxias, pero en menor medida que a aquellas de la fase gaseosa. Es importante mencionar que el análisis mostrado aquí para el modelo Recal también se efectuó con otras corridas dentro del set de EAGLE (i.e. Ref-L050N0752, NoAGN-L050N0752, AGNdT9-L050N0752), las cuales, si bien tienen menor resolución, permiten reproducir ambientes más densos y estructuras más masivas. El análisis de tales simulaciones indicó que, cuánto más masivo es un halo, más afectan los efectos de ambiente al enriquecimiento químico de las distintas componentes de las galaxias. Dada la variedad y complejidad que los efectos de ambiente pueden generar en la evolución química de las galaxias, dejamos su profundización para un futuro trabajo. En el resto de la tesis, continuamos analizando la evolución química de las galaxias centrales, de forma de poder acotar mejor los procesos que influyen en sus propiedades químicas. Trataremos de determinar qué procesos pueden afectar el enriquecimiento químico de sus estrellas y explicar cómo su contenido químico estelar evolucionó desde la formación de cada sistema hasta la actualidad.

CAPÍTULO 3. ENRIQUECIMIENTO QUÍMICO DE GALAXIAS:
CENTRALES VS. SATÉLITES

Capítulo 4

Impacto del *feedback* de SNs y AGNs sobre la metalicidad

Los procesos de *feedback*, como se menciona en la subsección 1.2.1, afectan a las propiedades químicas de las galaxias, dejando evidencias observables de su accionar sobre las mismas. En este capítulo, se estudia un subconjunto de las simulaciones EAGLE, proveniente de las corridas denominadas "Physics_vars" dentro de la jerga de EAGLE (ver Crain et al., 2015). Estas simulaciones fueron obtenidas variando un único parámetro físico respecto del modelo de referencia. Las simulaciones estudiadas con sus parámetros asociados se muestran en la Tabla 2.3. Las simulaciones WeakFB-L025N0376 y Strong-L025N0376 permiten estudiar los efectos de una baja y alta eficiencia de *feedback* de SNs, respectivamente, mientras que Ref-L0250376 corresponde al modelo de referencia para la misma resolución y volumen de las simulaciones anteriores. Las simulaciones NoAGN-L050N0752 y AGNdT9-L050N0752 corresponden a un modelo sin AGNs y otro con un alto impacto del *feedback* de AGNs, respectivamente (ver De Rossi et al. 2017), mientras que Ref-L050N0752 corresponde al modelo de referencia para la misma resolución y volumen de las primeras.

Como se menciona en el capítulo anterior, en lo siguiente, solo estudiaremos las galaxias centrales. Nuestro objetivo, en este capítulo, es entender en qué medida la metalicidad estelar puede ser afectada por el *feedback* de SNs y AGNs. También, queremos comprender cómo se vincula la metalicidad estelar con la gaseosa para distintos escenarios de *feedback*.

4.1 Efectos del *feedback* de SNs en la componente estelar y su vinculación con el gas.

Como ya se especificó, para el estudio de los efectos del *feedback* de SNs, comparamos simulaciones corridas con el modelo de referencia de EAGLE Ref-L0025N0376 ('RefL25'), el modelo de baja eficiencia de *feedback* de SNs WeakFB-L0025N0376

CAPÍTULO 4. IMPACTO DEL *FEEDBACK* DE SNS Y AGNS SOBRE LA METALICIDAD

(‘WeakFB’) y el de alta eficiencia StrongFB-L0025N0376 (‘StrongFB’).

En los dos primeros paneles de la Figura 4.1, se muestran las MZR medianas de la componente de estrellas (línea sólida verde), del gas SF (línea sólida rosa) y NSF (línea sólida turquesa) para los modelos WeakFB (panel izquierdo) y StrongFB (panel central), los cuales se comparan con el modelo RefL25 (líneas punteadas). En el caso de una baja eficiencia de *feedback* de SNs, parecen no manifestarse variaciones significativas de $Z_{\text{SF,gas}}$ respecto al modelo de referencia. Lo que sucede, según reporta Zerbo et al. (2024), es que, al bajar la eficiencia de *feedback* de SNs, surgen dos poblaciones distintas en la simulación WeakFB: 1) una población de galaxias con BHs poco masivos que no generan efectos importantes de *feedback* de AGNs; tales galaxias, debido al bajo *feedback*, alcanzan valores máximos de $Z_{\text{SF,gas}}$ que superan aquellos del modelo de referencia; y 2) una población de galaxias con BHs muy masivos que son muy afectadas por el *feedback* de AGNs, incluso para baja M ; esta última población presenta valores mínimos de $Z_{\text{SF,gas}}$ menores que aquellos en el modelo de referencia producto del accionar del *feedback* de AGNs. La alta metalicidad del gas SF en la primera población de galaxias y la baja metalicidad en la segunda se "compensan" y, por esta razón, pareciera que una baja eficiencia de *feedback* de SNs no genera efectos en la MZR *mediana* para el gas SF. No obstante, en el caso del gas NSF, se obtienen mayores metalicidades para el modelo WeakFB, lo cual podría indicar que los metales eyectados por las SNs no escapan de las galaxias debido a la baja eficiencia del *feedback* sino que pasan a la fase NSF y quedan en la galaxia. Por otro lado, la metalicidad estelar también tiende a ser más alta para el modelo WeakFB, lo que sugiere que los efectos de AGN, mencionados más arriba, deben ser recientes ya que sólo afectaron al gas SF. En este contexto, las mayores metalicidades estelares se explican teniendo en cuenta que, ante una baja eficiencia de *feedback* de SNs y AGN en el pasado, se dio una formación estelar muy eficiente que aceleró el enriquecimiento químico del sistema (recordemos que la metalicidad estelar representa la evolución química promedio del gas a lo largo de toda la historia de una galaxia, mientras que la metalicidad del gas es más afectada por procesos temporales).

En el caso de una alta eficiencia de *feedback* de SNs, la MZR de las tres componentes bariónicas consideradas disminuye su normalización respecto del modelo de referencia. Esta diferencia se va achicando para galaxias con mayor M , lo cual es de esperarse ya que los vientos galácticos desencadenados por las SNs afectan más a las galaxias con pozos de potencial menos profundos (i.e. las menos masivas), expulsando gas enriquecido químicamente hacia el medio intergaláctico. Estos efectos se hacen más apreciables para el gas NSF, el cual se encuentra en las zonas más externas de las galaxias y, probablemente, esté compuesto por material calentado por impacto del *feedback*. Para las galaxias más masivas, los vientos estelares no llegan a expulsar completamente el gas, lo cual provoca que éste pueda continuar enriqueciéndose químicamente. En particular, es probable que el gas NSF de las galaxias masivas esté constituido parcialmente por gas SF calentado por SNs, como ya comentamos.

Por otro lado, si comparamos la relación mediana Z_{gas}/Z (Figura 4.1, panel derecho) para los casos WeakFB y StrongFB, se aprecia una clara correlación entre la metalicidad de ambas fases gaseosas y Z , presentando una pendiente de ~ 1 en ambos casos. Es decir, la relación mediana Z_{gas}/Z puede ser caracterizada

4.2. EFECTOS DEL *FEEDBACK* DE AGNs EN LA COMPONENTE ESTELAR Y SU VINCULACIÓN CON EL GAS.

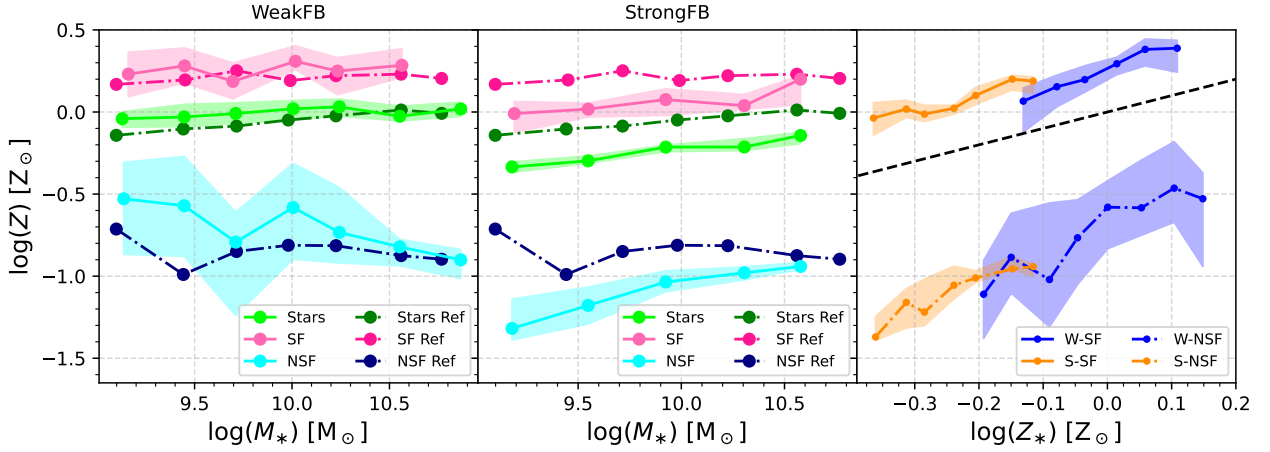


Figura 4.1: Relaciones de escala a $z = 0$ para $M_* = 10^9 M_\odot$. Se muestra la MZR para los catalogos WeakFB (panel izquierdo) y StrongFB (panel central). Los resultados para las distintas componentes bariónicas se representan con líneas sólidas verdes (estrellas), rosas (gas SF) y turquesas (gas NSF), las bandas sombreadas son los percentiles 25mo y 75mo. Las líneas punteadas son las relaciones medianas obtenidas a partir del modelo de referencia para la misma resolución y volumen. La relación $Z_{\text{gas}} = Z$ (panel derecho) se muestra, en azul, para el modelo WeakFB(W-) y, en naranja, para el modelo StrongFB (S-), correspondiendo las líneas sólida y punteada al gas SF y NSF, respectivamente.

por una recta paralela a la recta identidad pero con distinta normalización para las fases del gas SF y NSF. Para una dada Z , $Z_{\text{SF,gas}}$ supera a Z en ~ 0.3 dex, mientras que $Z_{\text{NSF,gas}}$ muestra valores ~ 0.8 por debajo de Z . Al variar la eficiencia del *feedback* de SNs, las relaciones $Z_{\text{gas}} = Z$ siguen estando caracterizadas por las mismas rectas, pero con valores de metalicidad menores a medida que la eficiencia del *feedback* de SNs aumenta. Por otro lado, al disminuir la eficiencia del *feedback* de SNs, la dispersión crece como ya se dijo, debido a la aparición de galaxias con BHs muy masivos que son afectadas por *feedback* de AGNs. Tales BHs se vuelven muy masivos debido a una alta acreción de gas hacia el centro de las galaxias, dada la baja eficiencia del *feedback* de SNs en el modelo WeakFB (para mayores detalles, ver el trabajo de Zerbo et al. 2024).

4.2 Efectos del *feedback* de AGNs en la componente estelar y su vinculación con el gas.

Para el estudio de los efectos del *feedback* de AGNs, comparamos simulaciones corridas con el modelo de referencia de EAGLE Ref-L050N0752 (‘RefL50’), el modelo sin *feedback* de AGNs NoAGN-L025N0376 (‘NoAGN’) y otro que posee un alto impacto de *feedback* (AGNdT9-L050N0752, ‘AGNdT9’).

CAPÍTULO 4. IMPACTO DEL *FEEDBACK* DE SNS Y AGNS SOBRE LA METALICIDAD

En los dos primeros paneles de la Figura 4.1, se muestran las MZR medianas asociadas a la componente de estrellas (línea sólida verde), al gas SF (línea sólida rosa) y NSF (línea sólida turquesa) para los modelos NoAGN (panel izquierdo) y AGNdT9 (panel central), los cuales se comparan con el modelo RefL50 (líneas punteadas). Se observa que el *feedback* de AGNs afecta a las galaxias más masivas y, en particular, las componentes más afectadas son la estelar y el gas SF. Dado que el BH en una galaxia se ubica en su región central, la fase de gas SF y la componente estelar serán afectadas significativamente, ya que también se localizan, preferentemente, en las zonas más internas de las galaxias.

En el caso del modelo NoAGN, las tendencias cambian abruptamente para $M > 10^{10.3} M_{\odot}$. A partir de esta masa, la metalicidad estelar crece ~ 0.3 dex y se estanca en $M > 10^{11} M_{\odot}$ en $\log(Z/Z_{\odot}) \sim 0.4$ dex, a diferencia de la metalicidad estelar asociada al modelo RefL50, que se mantiene en el orden de la metalicidad solar. En el caso del gas SF, sucede algo similar (sólo que $Z_{SF,gas}$ es siempre mayor que Z), con $Z_{SF,gas}$ creciendo hasta $\log(Z_{SF,gas}/Z) \sim 0.4$ dex en el caso del modelo NoAGN, valor donde la relación comienza a aplanarse. Además, en el modelo NoAGN, se forman galaxias más masivas que en el caso de referencia, lo cual es consistente con el hecho de que el *feedback* de AGNs detiene la formación estelar. También, se observa que, si no hay AGNs, la metalicidad del gas NSF decrece para galaxias masivas, contrariamente a lo que sucede para la metalicidad de la componente estelar y del gas SF. Todo esto es consistente con el siguiente escenario: al no haber *feedback* de AGNs, la formación estelar se acelera para galaxias masivas, desencadenando un fuerte enriquecimiento químico en regiones de formación estelar (lo cual se ve reflejado en el aumento de $Z_{SF,gas}$ y Z); por otro lado, la fase de gas NSF baja su metalicidad ya que, al no haber *feedback* de AGNs, se transportan menos metales desde la fase SF a la NSF. La confirmación de este escenario propuesto requiere un análisis más detallado de los flujos bariónicos en las galaxias simuladas, lo cual excede los límites de este trabajo y abordaremos en el futuro.

En el caso de un impacto fuerte de *feedback* de AGNs (modelo AGNdT9), se observa que la metalicidad de las componentes de gas SF y de estrellas decrece para galaxias muy masivas, comparadas con los valores obtenidos para el modelo de referencia. Como mostró De Rossi et al. 2017, el *feedback* de AGNs desacelera la formación de nuevas estrellas y, por ende, el enriquecimiento químico de las galaxias. También, el *feedback* de AGNs favorece la eyección de material enriquecido químicamente fuera de las galaxias. Tales procesos son consistentes con los bajos valores obtenidos para $Z_{SF,gas}$ y Z en el modelo AGNdT9. En el caso del gas NSF, no se aprecian diferencias significativas entre la metalicidad para el modelo AGNdT9 y el modelo de referencia. En principio, entonces, el *feedback* de AGNs no afecta de manera significativa al gas NSF, lo cual puede justificarse si consideramos que el mismo está en las zonas más externas de las galaxias, a diferencia de la fase SF que se localiza más cerca del BH. No obstante, los procesos que afectan a la fase NSF en un sistema con AGNs activo pueden ser complejos; por ejemplo, la presencia de AGNs puede frenar la acreción de gas de baja metalicidad pero también puede transportar metales desde la fase SF a la NSF. Para entender el comportamiento de la fase NSF, se debe caracterizar adecuadamente el peso relativo de estos mecanismos.

Finalmente, si comparamos las relaciones $Z_{gas} \sim Z$ (Figura 4.2, panel derecho) para los modelos NoAGN y AGNdT9, se ve, en primer lugar, que ambos modelos

4.2. EFECTOS DEL *FEEDBACK* DE AGNS EN LA COMPONENTE ESTELAR Y SU VINCULACIÓN CON EL GAS.

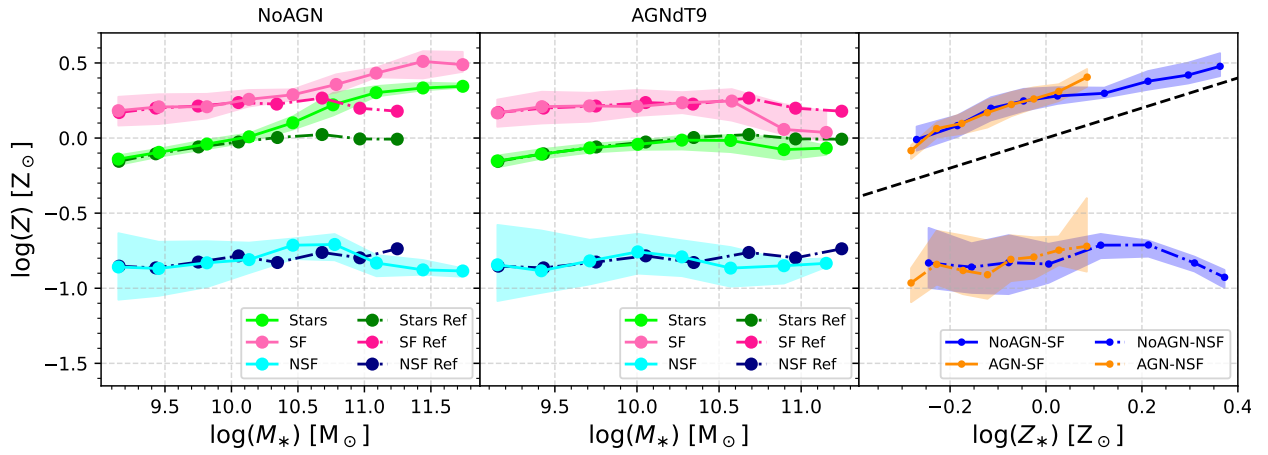


Figura 4.2: Relaciones de escala a $z = 0$ para $M_* = 10^9 M_\odot$. Se muestra la MZR para las simulaciones NoAGN (panel izquierdo) y AGNdT9 (panel central). Los resultados para las distintas componentes bariónicas se representan con líneas sólidas verdes (estrellas), rosas (gas SF) y turquesa (gas NSF), las bandas sombreadas son los percentiles 25mo y 75mo. Las líneas punteadas son las relaciones medianas obtenidas a partir del modelo de referencia para la misma resolución y volumen. La relación $Z_{\text{gas}} = Z$ (panel derecho) se muestra, en azul, para el modelo NoAGN y, en naranja, para el modelo AGNdT9 (AGN-), correspondiendo las líneas sólida y punteada al gas SF y NSF, respectivamente.

coinciden para bajas metalicidades. La diferencia principal entre ambos modelos es que, en el caso NoAGN, se alcanzan mayores metalicidades para todas las fases bariónicas. Resulta interesante que el *feedback* de AGNs no afecta las metalicidades relativas de las distintas componentes bariónicas. Por otro lado, mientras la metalicidad del gas SF crece con Z , la metalicidad del gas NSF parece no mostrar relación con la misma. Esto se diferencia de lo obtenido para los modelos WeakFB y StrongFB y, probablemente, pueda estar relacionado al hecho de que, en las últimas simulaciones, los sistemas considerados presentaban un rango de M_* menor dado el menor volumen de las simulaciones analizadas.

CAPÍTULO 4. IMPACTO DEL *FEEDBACK* DE SNS Y AGNS SOBRE LA METALICIDAD

Capítulo 5

Evolución química de galaxias para sistemas de diferente masa

En capítulos previos, analizamos las propiedades químicas de la componente estelar en galaxias y su interrelación con otras propiedades fundamentales de estos sistemas a $z = 0$. En el capítulo 3, encontramos que los efectos ambientales podían afectar significativamente el enriquecimiento químico de las galaxias satélites. Por esta razón, debido a la complejidad de su estudio, continuamos analizando sólo la muestra de galaxias centrales. Los resultados obtenidos en el capítulo 4 mostraron que los procesos de *feedback* de SNs y AGNs parecen ser procesos dominantes en la determinación de la metalicidad estelar de las galaxias centrales y su correlación con la metalicidad de la fase gaseosa. En este capítulo, trataremos de profundizar más en los procesos que operan en las galaxias a través del tiempo y que determinan la composición química estelar de las mismas a $z = 0$. Para esto, analizaremos en detalle la evolución de galaxias en la simulación Ref50, cuyos parámetros están ajustados de forma de reproducir resultados observacionales (ver capítulo 2).

5.1 Selección de galaxias

Como mencionamos arriba, en este capítulo, estudiaremos las historias evolutivas de las galaxias centrales pertenecientes al modelo de referencia RefL50. Como hasta ahora, consideraremos sólo aquellos sistemas para los cuales M sea superior a $10^9 M_{\odot}$ a $z = 0$. Utilizamos este modelo, en lugar del modelo recalibrado (Recal), ya que el primero (RefL50), si bien corresponde a una menor resolución numérica, fue corrido para una caja simulada de mayor tamaño. Por esto último, RefL50 reproduce un mayor número de galaxias y halos más masivos, permitiéndonos tener una mayor estadística.

En la Figura 5.1, se muestra la relación entre Z y M_{200} , caracterizando a cada galaxia con M . Como ya notamos en el capítulo 3, hay una estrecha relación entre M y M_{200} . En este capítulo, se estudian dos poblaciones galaxias, clasificándolas según el rango de M_{200} del halo al cual pertenecen. Para realizar la selección de estas poblaciones, se buscaron dos rangos con valores significativamente diferentes de M_{200} (baja y alta masa) y, además, se trató de elegir rangos que muestren una clara

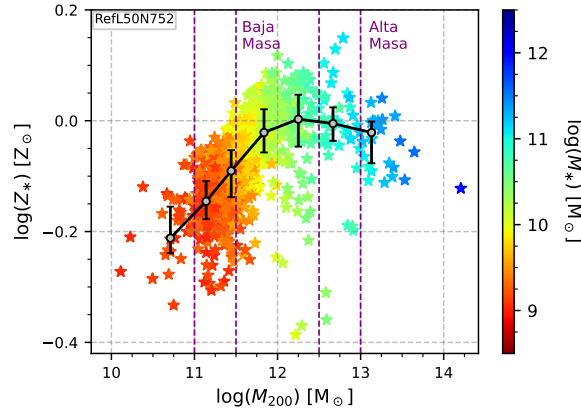


Figura 5.1: Relación de escala entre Z y M_{200} , donde se caracteriza cada galaxia con M (barra de color). Se grafica la relación mediana, teniendo en cuenta los percentiles 25mo y 75mo para las barras de error. Las líneas rayadas violetas son los delimitadores de las poblaciones de Alta y Baja Masa seleccionadas para nuestro análisis evolutivo. Las galaxias seleccionadas pertenecen al catalogo RefL50, presentan $M \approx 10^9 M_{\odot}$ y son centrales.

diferencia en las tendencias obtenidas para la relación $Z \sim M_{200}$ mediana. Nuestro objetivo es evaluar en qué medida difieren las historias evolutivas de los sistemas de baja y alta masa, de forma de identificar posibles mecanismos que determinen las diferencias en sus metalicidades estelares a $z = 0$. Los rangos seleccionados para M_{200} fueron: $[10^{11} \sim 10^{11.5}]M_{\odot}$ (población de Bajas Masas; $M \approx 10^9 M_{\odot}$) y $[10^{12.5} \sim 10^{13}]M_{\odot}$ (población de Altas Masas; $M \approx 10^{11} M_{\odot}$). A continuación, daremos una breve descripción de ambas poblaciones.

En el caso de la población de Bajas Masas, la muestra consiste de 436 galaxias, donde la mediana de M es aproximadamente $10^{9.3}M_{\odot}$ y la mediana de la metalicidad estelar es $\log(Z/Z_{\odot}) \approx 0.1$. En este caso, podemos apreciar que la mediana de $\log(Z)$ muestra un crecimiento lineal con $\log(M_{200})$, siendo la pendiente

0.18, aproximadamente. En el caso de la población de Altas Masas, la muestra consiste de 43 galaxias, una cantidad mucho menor que la de la otra población, donde la mediana de M es aproximadamente $10^{10.9}M_{\odot}$ y la mediana de la metalicidad estelar es del orden de la solar. En oposición al caso de la población de Bajas Masas, la mediana de Z se mantiene más o menos constante, apreciándose sólo una pequeña disminución de Z para M_{200} mayores, la cual es despreciable en comparación con las variaciones de la mediana de Z obtenida para la población de Bajas Masas. En las siguientes secciones, estudiaremos la evolución de diferentes propiedades fundamentales de las galaxias seleccionadas que nos den indicios sobre el origen de las propiedades químicas estelares de las galaxias centrales dependiendo del tipo de halo en que estén alojadas. Nos focalizaremos en entender cómo evolucionan químicamente la componente estelar y la gaseosa, así como el vínculo entre ellas.

5.2 Evolución de diferentes propiedades para galaxias de baja y alta masa

En la Figura 5.2, se muestra la evolución de la masa y la metalicidad de la componente estelar, de gas SF y NSF, M_{200} , la sSFR y la masa de BHs (M_{BH}) para las dos poblaciones seleccionadas de baja y alta masa. Adicionalmente, se destacan aquellas galaxias que, a $z = 0$, no tienen gas SF (lineas rayadas azules). Estas últimas son sólo cuatro galaxias que pertenecen a la población de Bajas Masas. En el caso de la población de Altas Masas, todas tienen gas SF a $z = 0$.

Al observar M_{200} , vemos que su mayor crecimiento se da a tiempos tempranos, en especial, para la población de Altas Masas. Lo particular de estas últimas es que, desde un inicio, fueron mucho más masivas y sus estrellas estaban más enriquecidas químicamente que la población de Bajas Masas. El crecimiento de M parece acompañar el de M_{200} , mostrando tendencias muy parecidas para todo tiempo. En el caso de las galaxias sin gas SF a $z = 0$, los cambios abruptos en M_{200} hacia $z = 0$ indican que, probablemente, estén en zonas vecinas u orbitando un grupo o cúmulo masivo. Cuando estas galaxias se acercan mucho o incluso entran en las estructuras masivas, el valor de M_{200} asignado por el algoritmo FoF será el del grupo o cúmulo de mayor masa. Pero, al alejarse nuevamente de estos últimos, se le volverá a asignar su M_{200} previo. Probablemente, como resultado de este tipo de interacciones, las galaxias mencionadas perdieron su componente de gas SF a $z = 0$. Volviendo al estudio de la población general de galaxias, a $t = 6$ Gyr, éstas ya tienen la mayor parte de sus estrellas formadas, pudiéndose apreciar que M crece mucho más lento en épocas más tardías. Por otro lado, para tiempos tempranos, se aprecia que la sSFR era mayor para la población de Alta Masas, consistentemente con su mayor aumento de M en este período, el cual es mucho más rápido que el obtenido para la de Bajas Masas. En épocas más tardías, ocurre lo opuesto, siendo las galaxias de Alta Masa aquellas con menor sSFR.

El incremento de la masa mediana de ambas fases de gas, también, es mucho mayor para la población de Altas Masas durante épocas tempranas. Esto está de acuerdo al mayor crecimiento de M_{200} en tales épocas. El mayor crecimiento de M_{200} provee de un pozo de potencial gravitatorio mayor y la acreción de gas se da en forma más eficiente. Sin embargo, a partir de $t = 4$ Gyr, la masa de gas SF ($M_{\text{SF,gas}}$) de los halos más masivos empieza a decrecer, a diferencia de la masa media del gas NSF ($M_{\text{NSF,gas}}$), la cual sigue creciendo pero con otra tendencia. Estos cambios de comportamiento en la población de Altas Masas, probablemente, están relacionados al crecimiento acelerado de los BHs, el cual ocurre durante los mismos tiempos cósmicos. Notemos que, a tiempos tardíos, los BHs de esta población son dos ordenes de magnitud más masivos que los de la población de Bajas Masas, lo cual indica que las galaxias de Altas Masas están siendo afectadas más eficientemente por *feedback* de AGNs. En este sentido, como ya discutimos, el *feedback* de AGNs puede provocar que el gas SF se caliente y pase a la fase NSF; esto puede explicar el crecimiento del gas NSF y el decrecimiento del gas SF hacia z menores. No obstante, según chequeamos, el gas NSF en las galaxias masivas recibe una contribución importante de gas acretado que cae a las galaxias desde regiones externas. Adicionalmente, como

ya notamos, la sSFR de la población de Altas Masas decrece, en épocas tardías, con una pendiente mayor que aquella de la población de Bajas Masas, lo cual es consistente con el apagado de la formación estelar que propicia el *feedback* de AGNs. Esto último explica por qué, desde $t \approx 6$ Gyr, la metalicidad estelar mediana de la población de Altas Masas se mantiene prácticamente constante, en el orden de la metalicidad solar, la cual es la misma metalicidad mediana que muestra esta población a $z = 0$ (ver sección 5.1). Respecto de las galaxias sin gas SF a $z = 0$, vemos, como suponíamos, que pierden todo su gas (SF y NSF) en la misma época en la cual se dan los cambios abruptos en M_{200} , lo que sugiere que la interacción con sistemas más masivos es lo que desencadenó la pérdida del gas. Una vez que pierden todo su gas, deja de haber actividad de formación estelar en tales galaxias, las cuales sólo podrían evolucionar a través de fusiones con otros sistemas. A medida que estos sistemas pierden su gas, la metalicidad de la fase gaseosa crece ya que los metales eyectados por las estrellas ya formadas se distribuyen en una cada vez menor masa de gas.

Para la población de Bajas Masas, la mediana de $M_{\text{SF,gas}}$ disminuye muy levemente con el tiempo hacia z bajos, mientras que la evolución de la mediana de $M_{\text{NSF,gas}}$ se mantiene constante desde $z \approx 3$ hasta $z \approx 0.1$. A diferencia de la población de Altas Masas, el gas SF no parece estar siendo afectado por procesos del *feedback* de AGNs. Este comportamiento es esperado, como se mencionó en la sección 4.2, ya que el *feedback* de AGNs no es relevante para galaxias con baja M . De hecho, la mediana de M_{BH} para esta población de no supera $10^6 M_{\odot}$. Por lo tanto, la disminución de $M_{\text{SF,gas}}$ puede atribuirse a la formación estelar o bien a vientos galácticos, los cuales son más eficientes en sistemas menos masivos (i.e. pozos de potencial menos profundos). A su vez, vemos que el gas SF muestra crecimiento en su metalicidad hasta $z \approx 0$ en sistemas de Bajas Masas, por lo tanto, las nuevas estrellas que se formen a partir del mismo van a estar más enriquecidas químicamente respecto de las estrellas más viejas. Esto último es consistente con el leve crecimiento de Z en épocas tardías, el cual no se aprecia tan claramente por las escalas del gráfico, pero verificamos que así ocurre.

Para resumir los resultados de la Figura 5.2, podemos decir que la mayor metalicidad estelar de la población de Altas Masas, a $z = 0$, se puede asociar a su mayor actividad de formación estelar en el pasado, lo cual desencadenó un enriquecimiento químico más acelerado en los halos más masivos. Esto explica las altas metalicidades alcanzadas por gas y estrellas en épocas tempranas. No obstante, en épocas más tardías, el *feedback* de AGNs frenó la actividad de formación estelar y la evolución química en los sistemas de Altas Masas. Por esta razón, su enriquecimiento químico se desaceleró y, hacia $z = 0$, los sistemas de Bajas Masas, que continuaron su proceso de formación estelar más eficientemente, lograron alcanzar metalicidades gaseosas similares a los de Altas Masas. Sólo la metalicidad de la componente estelar (que refleja el enriquecimiento químico de la fase gaseosa a lo largo de toda la evolución de las galaxias) sigue presentando diferencias entre galaxias de Altas y Bajas Masas a $z = 0$.

En la Figura 5.3, se estudia la evolución de diferentes propiedades comparándolas con sus valores a $z = 0$. Este tipo de análisis nos permite inferir la forma funcional de cada curva, independientemente del valor final alcanzando, permitiéndonos identificar más claramente qué tan rápido creció o disminuyó una dada cantidad. En el

5.2. EVOLUCIÓN DE DIFERENTES PROPIEDADES PARA GALAXIAS DE BAJA Y ALTA MASA

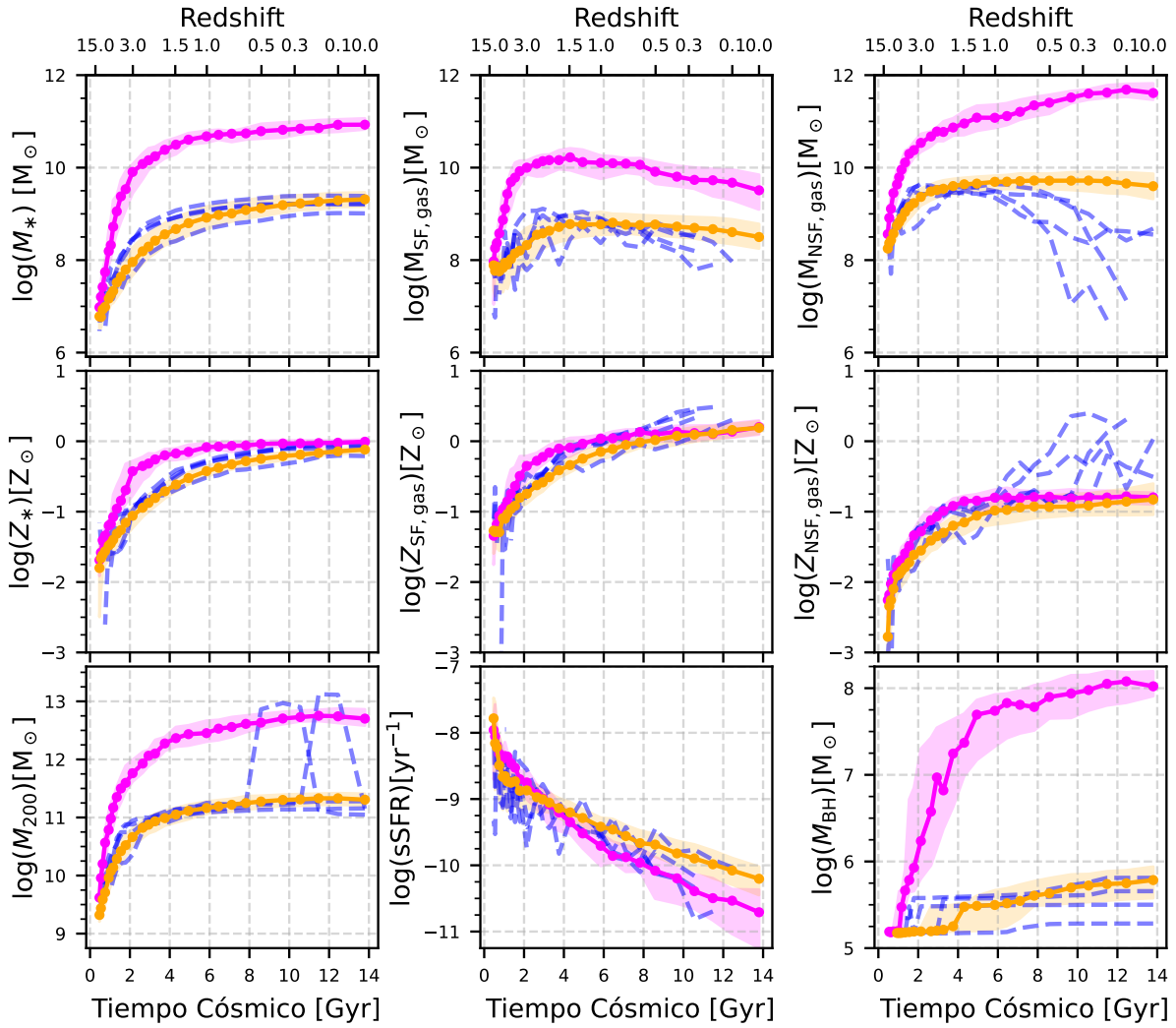


Figura 5.2: Relaciones medianas correspondientes a la evolución temporal de diferentes propiedades para el modelo RefL50: la masa y la metalicidad de la componente estelar, de gas SF y NSF, M_{200} , sSFR y masa de BHs. Las galaxias pertenecientes a halos de alta y baja masa se muestran en rosa y naranja, respectivamente. Las líneas azules rayadas representan las galaxias que no presentan gas SF a $z = 0$.

primer panel, se muestra la evolución de M_* . Como era de esperarse, las galaxias que se encuentran en halos más masivos obtienen el 50% de su M_* antes, por ello, las galaxias centrales de estos halos están conformadas por estrellas más viejas. Luego, la evolución de ambas poblaciones se equiparan, lo cual coincide con la disminución de sSFR que se observó anteriormente para los sistemas más masivos. Sin embargo, las galaxias en halos menos masivos obtienen a tiempo muchos más cortos el mayor porcentaje de su masa bariónica (M_{Bar} , panel central de la primera fila) y lo mismo ocurre para M_{200} (panel derecho de la primera fila). Esto indica que los halos más masivos continúan su proceso de ensamblaje hacia $z = 0$, lo cual es consistente con el paradigma de agregación jerárquica de la estructura (los halos más masivos se forman por agregación jerárquica de aquellos de menor masa). Pero, la formación estelar sigue tendencias distintas, siendo los halos más masivos los que tienden a formar la mayor parte de sus estrellas en épocas más tempranas (escenario conocido en la literatura como *downsizing*). La relación mediana de $M_{\text{Bar}}/M_{\text{Bar}}^{(z=0)}$ posee

CAPÍTULO 5. EVOLUCIÓN QUÍMICA DE GALAXIAS PARA SISTEMAS DE DIFERENTE MASA

mucha dispersión para los halos menos masivos, lo que sugiere una mayor diversidad en sus historias evolutivas y, particularmente, en los procesos que afectan a su masa bariónica. En particular, hay un grupo amplio de galaxias que poseía mayor cantidad de bariones en el pasado que a $z = 0$, es decir, son galaxias que perdieron bariones. Dado que los sistemas de menor masa tienen, en general, pozos de potencial menores, tales galaxias pudieron ser muy afectadas por vientos galácticos. Por el contrario, en las galaxias de Altas Masas, el porcentaje de bariones crece casi linealmente, alcanzado la mayor cantidad de masa bariónica en tiempos tardíos. Al pertenecer a halos más masivos, estas galaxias pueden asociarse a mayores pozos de potencial y tienen la posibilidad de acretar más gas del IGM y, por lo tanto, el crecimiento de M_{Bar} se da en forma más progresiva.

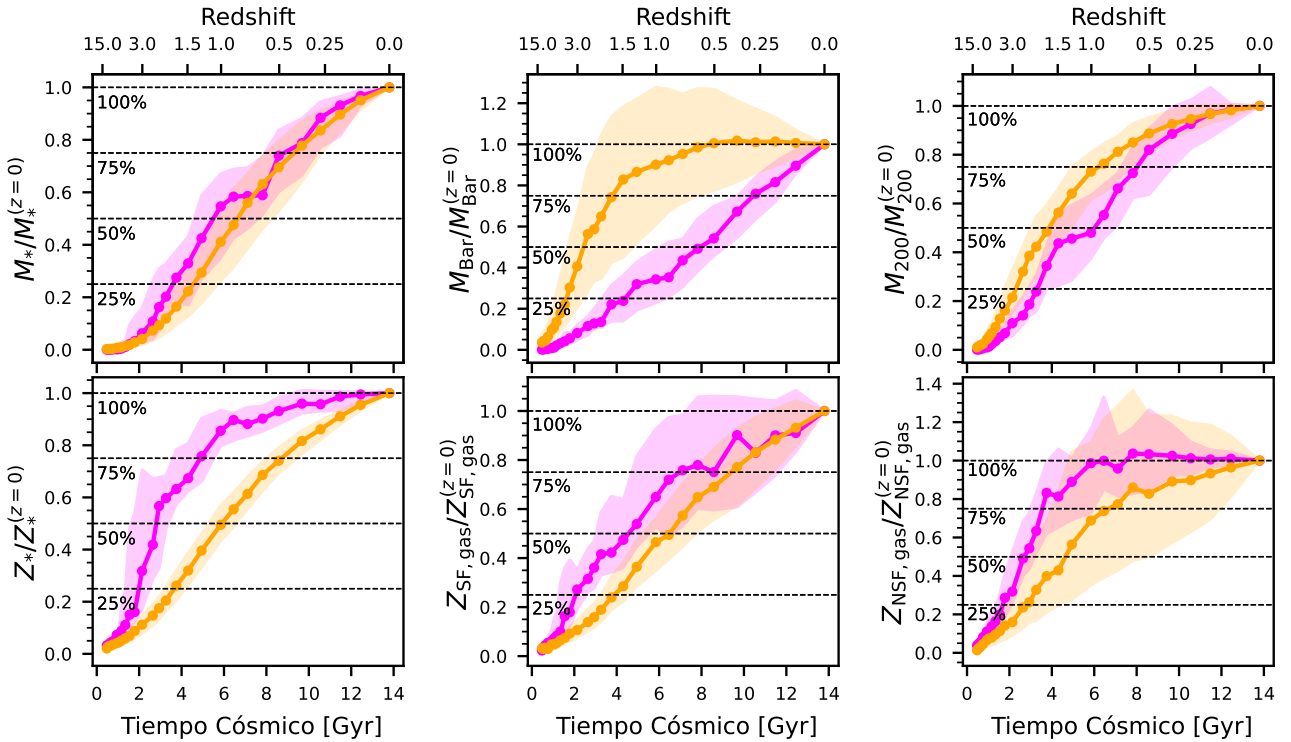


Figura 5.3: Relaciones medianas para la evolución temporal de diferentes propiedades normalizadas con su valor a $z = 0$ para el modelo RefL50: la masa estelar y la metalicidad de todas las componentes bariónicas (estrellas, gas SF y NSF), M_{200} y la masa de bariónica total (M_{Bar}). Las galaxias pertenecientes a los halos de alta y baja masa se muestran en rosa y naranja, respectivamente. Las líneas punteadas negras representan el porcentaje alcanzado en el valor de cada propiedad respecto del mismo a $z = 0$.

En los paneles de la segunda fila (Figura 5.3), también, se muestran las comparaciones de las metalicidades de las tres fases bariónicas. Se observa que el crecimiento es diferente dependiendo de qué componente estemos mirando. Para las galaxias de Altas Masas, Z y $Z_{\text{NSF,gas}}$ alcanzan el 75% de su enriquecimiento a tiempos tempranos, a diferencia de $Z_{\text{SF,gas}}$, que va alcanzando su metalicidad de manera progresiva. Si comparamos ambas poblaciones, Z y $Z_{\text{SF,gas}}$ crecen de manera más suave y con menos de dispersión para las galaxias de los halos menos masivos. No obstante, para los halos menos masivos, la evolución de la proporción del enriquecimiento del gas NSF muestra mayor dispersión. De forma similar a lo que ocurre con M_{Bar} , hay

5.2. EVOLUCIÓN DE DIFERENTES PROPIEDADES PARA GALAXIAS DE BAJA Y ALTA MASA

un subgrupo de galaxias para las que su gas NSF estaba más enriquecido químicamente en tiempos previos al final de su evolución. Una hipótesis razonable es que estas galaxias fueron perdiendo gas NSF provocando que baje su metalicidad, recordando que este gas se aloja en zonas más externas de la galaxias. Esto último sería consistente con la pérdida de bariones por vientos galácticos que analizamos anteriormente.

En esta sección, hemos visto que las galaxias centrales a $z = 0$ presentan diferentes metalicidades estelares a $z = 0$ y que tales discrepancias pueden asociarse a las distintas historias evolutivas que siguen las galaxias que habitan cada tipo de halo. Tales historias tienen un claro impacto en la formación estelar y en las condiciones de la fase gaseosa en cada tiempo cósmico, lo cual afecta directamente al enriquecimiento químico de la componente estelar. En particular, al comparar las metalicidades gaseosas asociadas a halos de distinta masa a $z = 0$, no obtuvimos diferencias significativas. Esto sucede porque el gas es afectado por procesos temporales (e.g. acreción de gas, *feedback*), lo cual borra las huellas del pasado de las galaxias. Por el contrario, la metalicidad estelar sí muestra diferencias para halos de diferente masa a $z = 0$ ya que la misma codifica el estado químico del gas al momento de la formación estelar. Nuestros resultados indican que la metalicidad estelar en galaxias centrales guarda información sobre las diferencias entre las historias de formación de galaxias en halos de distinta masa.

5.2.1 Interrelación entre la evolución química de gas y estrellas en halos de distinta masa

Como ya discutimos, la metalicidad estelar traza la evolución química promedio del gas que dio origen a la componente estelar de una galaxia. En cambio, la metalicidad del gas es una indicadora de los procesos físicos que están teniendo lugar en la galaxia en un momento dado. Por esto último, la metalicidad estelar es una trazadora mucho más estable, ya que no es afectada significativamente por procesos temporales. En la Figura 5.4, se muestra la evolución de la mediana de la metalicidad del gas (diferenciando las fases SF y NSF), normalizada a la metalicidad estelar, para nuestras poblaciones de galaxias de distinta masa. Tal cantidad compara el enriquecimiento químico del gas en una galaxia en el presente con el promedio histórico de la metalicidad del gas al momento de formarse las estrellas que componen tal galaxia.

En el caso del cociente $Z_{\text{SF,gas}}/Z$, tanto para halos de alta como de baja masa, se obtienen valores mayores a la unidad a lo largo de toda la evolución de las galaxias. Como ya vimos en el capítulo 3, el gas SF se encuentra en regiones de formación estelar y recibe directamente los metales que eyectan las poblaciones estelares, por lo cual es razonable que $Z_{\text{SF,gas}} \geq Z$. Por otro lado, notamos que $Z_{\text{SF,gas}}/Z$ es mayor para los halos menos masivos durante toda la evolución de las galaxias. Comparando estos resultados con lo obtenido en la Figura 5.2 (ver, especialmente, las curvas a $z = 0$), se puede inferir que estas tendencias se deben, principalmente, a los menores valores de Z asociados a los halos menos masivos (las diferencias entre los valores de $Z_{\text{SF,gas}}$ para halos de distinta masa son menos significativas, sobre todo a $z = 0$), lo cual ya discutimos. Es interesante que $Z_{\text{SF,gas}}/Z$ no presenta variaciones significativas en función del tiempo para ninguna de las dos poblaciones analizadas,

CAPÍTULO 5. EVOLUCIÓN QUÍMICA DE GALAXIAS PARA SISTEMAS DE DIFERENTE MASA

indicando que, en promedio, $Z_{\text{SF,gas}}$ y Z crecen o decrecen conjuntamente a lo largo de la evolución de las galaxias. Esta estrecha relación entre la metalicidad del gas SF y la de las estrellas es esperable, ya que el gas SF es el combustible para la formación estelar. Por otro lado, tampoco se aprecia mucha dispersión en la relación entre $Z_{\text{SF,gas}}/Z$ y el tiempo cósmico. Todos estos resultados indican que el gas SF no es afectado por procesos físicos muy abruptos que puedan desencadenar variaciones muy rápidas en su metalicidad. Notamos, no obstante, que los *mergers* que sufren las galaxias constituyen eventos que pueden cambiar drásticamente la composición química del gas y las estrellas, así como el cociente $Z_{\text{SF,gas}}/Z$. Si estuviéramos analizado una sola galaxia individual, se verían tales fluctuaciones pero, como estamos analizando una muestra estadística, los *mergers* individuales no afectan significativamente a la relación mediana. Bajo esta hipótesis, es de esperarse que las galaxias de halos más masivos presenten más galaxias satélites a su alrededor y sean más propensas a sufrir *mergers*, lo cual es consistente con las pequeñas oscilaciones que observamos para $Z_{\text{SF,gas}}/Z$ en la muestra de Altas Masas.

En el caso del gas NSF, tanto para halos de alta como de baja masa, se obtienen valores de $Z_{\text{NSF,gas}}/Z$ menores a la unidad a lo largo de toda la evolución de las galaxias. Como ya vimos en el capítulo 3, el gas NSF se encuentra en las regiones más externas de las galaxias y presenta una contribución significativa de gas de baja metalicidad que fue acregado desde el exterior de las galaxias, por lo cual es razonable que $Z_{\text{NSF,gas}} < Z$. No obstante, al igual que para el gas SF, $Z_{\text{NSF,gas}}/Z$ es mayor para los halos menos masivos durante toda la evolución de las galaxias. Nuevamente, comparando estos resultados con lo obtenido en la Figura 5.2 (ver, especialmente, las curvas a $z = 0$), se puede inferir que estas tendencias se deben, principalmente, a los menores valores de Z asociados a los halos menos masivos (las diferencias entre los valores de $Z_{\text{NSF,gas}}$ para halos de distinta masa son menos significativas, sobre todo a $z = 0$). Sin embargo, a diferencia del caso del gas SF, $Z_{\text{NSF,gas}}/Z$ tiende a decrecer hacia épocas tardías, sobre todo en el caso de los halos de menor masa. Es de esperarse que el gas NSF no esté tan estrechamente vinculado químicamente a la componente estelar, ya que ésta no se forma directamente a partir del mismo. En particular, el decrecimiento de $Z_{\text{NSF,gas}}/Z$ ocurre a partir de un tiempo cósmico de ~ 4 Gyr. Según la Figura 5.3, en este período, las galaxias en halos de baja masa parecen perder bariones y la metalicidad del gas NSF disminuye, lo cual es consistente con vientos galácticos. Por otro lado, en los halos de alta masa, también la metalicidad del gas NSF decrece, probablemente, por acreción de una cantidad significativa de gas de baja metalicidad (Figura 5.2, panel superior derecho). Todo esto es consistente con el decrecimiento de $Z_{\text{NSF,gas}}/Z$ en épocas tardías para ambos tipos de halos.

Los resultados obtenidos en esta sección muestran que el estudio conjunto de las metalicidades del gas y de las estrellas en halos de distinta masa pueden proveer más pistas sobre sus historias de formación. Por esta razón, en el futuro, planeamos extender esta investigación cubriendo un rango más amplio de masas. También, consideraremos el estudio de las galaxias satélites. Y, ya hemos comenzado a analizar cómo influye el *feedback* de SNs y AGNs en las historias de evolución química de la muestra de galaxias presentadas en esta tesis.

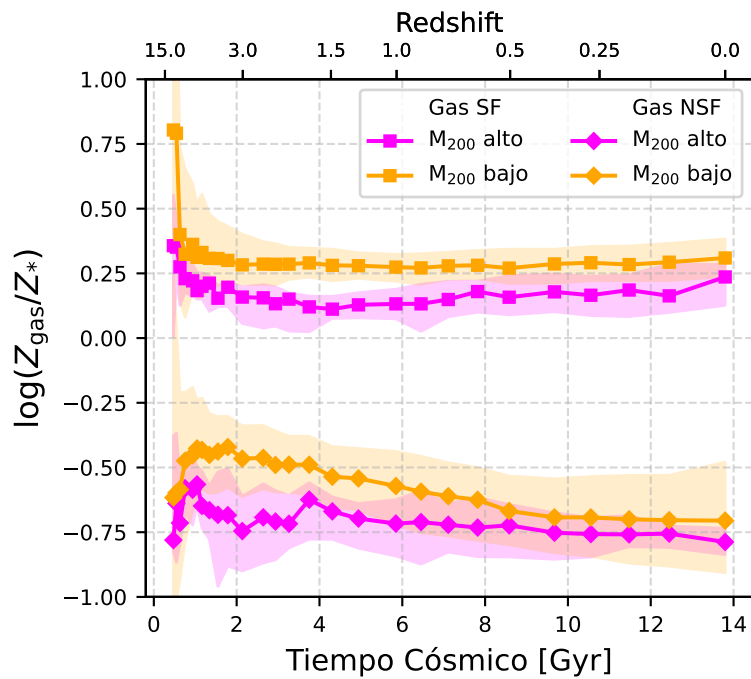


Figura 5.4: Relaciones medianas para la evolución temporal de los cocientes entre la metalicidad del gas y Z , donde se distinguen las diferentes fases del gas: SF (cuadrados) y NSF (rombos). Las galaxias seleccionadas corresponden a las poblaciones de Altas (rosa) y Bajas (naranja) Masas del modelo RefL50 (ver texto).

Capítulo 6

Conclusiones

En este trabajo, nos propusimos estudiar la evolución química de la componente estelar de galaxias, el cual es uno de los temas más debatidos en la actualidad. Se usaron diferentes catálogos de las simulaciones EAGLE, simulaciones de última generación que son muy estudiadas hoy en día. Se exploraron las distribuciones de diferentes propiedades de galaxias a $z = 0$, para la muestra total de galaxias seleccionadas y distinguiéndolas en centrales y satélites. Para evitar problemas de resolución numérica, se seleccionaron galaxias con masa estelar $M < 10^9 M_{\odot}$. Nos enfocamos en estudiar la metalicidad estelar y en cómo esta se relaciona con la masa estelar y otras propiedades de las galaxias, enfocándonos, principalmente, en su vinculación con la metalicidad del gas en sus distintas fases. Damos particular énfasis a caracterizar cómo afectan los procesos de *feedback* de AGNs y SNs al enriquecimiento químico de las galaxias. Por último, se estudió la evolución temporal de las galaxias centrales según la masa virial del halo en que se alojan. Se analizaron así dos poblaciones con diferente masa virial a $z = 0$, las cuales, a su vez, presentaban diferentes metalicidades y masas estelares.

En el Capítulo 3, se utilizó el modelo Recal, el cual presenta la máxima resolución numérica dentro del conjunto de simulaciones EAGLE. Se realizó un estudio preliminar analizando las siguientes propiedades: la masa estelar, la metalicidad estelar, las abundancias químicas de diferentes elementos químicos respecto de H para la componente estelar, la metalicidad del gas SF y NSF, la fracción de gas SF y NSF, la masa virial y la sSFR. A continuación, resumimos las principales tendencias encontradas:

- La simulación Recal no reproduce cúmulos lo suficiente masivos con un alto número de galaxias satélites, haciendo que la distribución de M de galaxias este dominada por las centrales, incluso para bajas masas. Esto se debe a que el volumen simulado de Recal es pequeño (i.e. corresponde a una caja cúbica de 25 cMpc de lado).
- La distribución de Z no presenta diferencias significativas en cuanto al comportamiento de centrales y satélites. Sólo notamos que las galaxias centrales presentan una distribución más ancha, mostrando un porcentaje mayor de sistemas con metalicidades extremas (mínima y máxima) respecto de las galaxias satélites.

- Las abundancias químicas estelares de los distintos elementos químicos analizados ($[O/H]$, $[Mg/H]$, $[Si/H]$, $[Fe/H]$, $[N/H]$, $[C/H]$) presentan tendencias muy similares a las obtenidas para la distribución de Z . Sin embargo, para $[O/H]$ y $[Mg/H]$, sus distribuciones muestran un comportamiento levemente bimodal en las galaxias centrales, lo cual podría estar revelando la presencia de dos submuestras de galaxias con diferentes comportamientos y afectadas por distintos procesos físicos. Dejamos un análisis más detallado para un futuro trabajo.
- La componente gaseosa NSF presenta una distribución bimodal tanto en $Z_{NSF, gas}$ como en $f_{NSF, gas}$. Cada pico está dominado por un tipo de galaxia distinto: satélite o central. Esta diferencia apreciable se atribuyó a los efectos ambientales que gobiernan la evolución de las galaxias satélites y tienden a remover más fácilmente sus capas externas compuestas principalmente de gas NSF de baja metalicidad.

Teniendo en cuenta este análisis, se continuó estudiando la relación entre las metalicidades asociadas a las tres componentes bariónicas (estrellas, gas SF y NSF) y la masa estelar de las galaxias (i.e. la MZR de cada componente bariónica). En este caso, también, consideramos la muestra de galaxias centrales y satélites por separado.

Para las galaxias centrales, se observó que la metalicidad estelar sigue muy bien la tendencia observada (Gallazzi et al., 2005), excepto para las galaxias más masivas ($M \gtrsim 10^{10.5} M_{\odot}$). Las galaxias más masivas en Recal, probablemente, no tienen aún la suficiente masa como para haber albergado SMBHs activos por mucho tiempo, por lo que los efectos de los AGNs, posiblemente, sean recientes. En el caso de las galaxias satélites, la MZR asociada a la fase estelar presenta más dispersión que en el caso de las centrales. Por otro lado, tanto para centrales como para satélites, el gas SF está siempre más enriquecido químicamente que el resto de las fases bariónicas y la metalicidad del gas SF presenta un crecimiento más moderado con la masa que la metalicidad estelar. En el caso de las galaxias satélites, la MZR asociada al gas SF también presenta mucha dispersión. En cuanto a la fase de gas NSF de las galaxias centrales, ésta está mucho menos enriquecida químicamente que el resto de las componentes bariónicas y presenta casi la misma metalicidad $\log(Z_{NSF, gas}/Z) \approx 0.8$ en todo el rango de masas analizado. Sin embargo, para las galaxias satélites, la fase NSF del gas presenta metalicidades medianas similares a la metalicidad estelar, pero con una gran dispersión, llegando a alcanzar, para algunas galaxias, valores mucho mayores de metalicidad que el gas SF y mucho menores que aquellos de la fase estelar. Las discrepancias en el comportamiento de galaxias centrales y satélites fueron atribuidas a los efectos ambientales que sufren las últimas al orbitar dentro de halos masivos. Por esta razón, dada la complejidad relacionada a los efectos de ambiente, en los siguientes capítulos nos enfocamos únicamente en el estudio de galaxias centrales.

En el Capítulo 4, nos focalizamos en entender en qué medida la metalicidad estelar puede ser afectada por el *feedback* de SNs y AGNs y cómo ésta se vincula con la metalicidad gaseosa para cada escenario de *feedback*. Para esto, se utilizó un subconjunto de las simulaciones EAGLE, las cuales fueron corridas variando un único parámetro físico respecto al modelo de referencia. Las variaciones de tales

parámetros influyen directamente en la eficiencia del *feedback* de SNs y AGNs. En el caso del *feedback* de SNs, se estudiaron las galaxias de las simulaciones WeakFB y StrongFB, que permiten analizar los efectos de una baja y alta eficiencia de este tipo de *feedback*, respectivamente, mientras que RefL25 corresponde al modelo de referencia para la misma resolución y volumen de las simulaciones anteriores. Se obtuvieron los siguientes resultados principales:

- Para una alta eficiencia de *feedback* de SNs, las MZR de las tres componentes bariónicas consideradas disminuyen su normalización respecto del modelo de referencia.
- La diferencia anterior se achica a grandes M , en particular para el gas NSF. Esto último se puede atribuir a que los vientos galácticos no llegan a expulsar completamente el gas enriquecido químicamente en el caso de mayores pozos de potencial.
- El modelo con baja eficiencia de *feedback* de SNs predice un mayor enriquecimiento químico para bajas M , en particular para el gas NSF.
- En este último modelo, se presenta una peculiaridad para las galaxias de altas M , las cuales no presentan gas SF. Esto último puede deberse a la baja eficiencia de *feedback* de SNs para galaxias masivas, lo cual favorece un rápido crecimiento de sus BHs y terminan siendo muy afectadas por el *feedback* de AGNs (Zerbo et al., 2024).
- Al evaluar la relación mediana $Z_{\text{gas}} - Z$, se aprecia una clara correlación entre la metalicidad de ambas fases gaseosas y Z , presentando una pendiente de 1 para ambas fases y en ambos modelos, WeakFB y StrongFB. Al variar la eficiencia del *feedback* de SNs, las relaciones $Z_{\text{gas}} - Z$ siguen estando caracterizadas por las mismas rectas, pero con valores de metalicidad menores a medida que la eficiencia del *feedback* de SNs aumenta. Por otro lado, al disminuir la eficiencia del *feedback* de SNs, la dispersión crece debido a la aparición de una población de galaxias con BHs muy masivos que son afectadas por *feedback* de AGNs.

En el caso del *feedback* de AGNs, se estudiaron las galaxias de las simulaciones NoAGN y AGNdT9, correspondientes a un modelo sin AGNs y otro con un alto impacto del *feedback* de AGNs, respectivamente, mientras que RefL25 corresponde al modelo de referencia para la misma resolución y volumen de las simulaciones anteriores. Se obtuvieron los siguientes resultados principales:

- El *feedback* de AGNs afecta a las galaxias más masivas y, en particular, las componentes más afectadas son la fase estelar y la de gas SF. Debido a que la fase de gas SF y la componente estelar se localizan, preferentemente, en las zonas más internas de las galaxias, el BH, que se ubica en la región central de una galaxia, las afecta significativamente. El modelo NoAGN predice un aumento en el enriquecimiento químico para estas componentes cuando las galaxias son más masivas, mientras que el modelo AGNdT9 predice, por el contrario, un decrecimiento de su metalicidad.

- En principio, entonces, el *feedback* de AGNs afecta de manera menos significativa al gas NSF, lo cual puede justificarse considerando que el mismo se suele encontrar en las zonas más externas de las galaxias, a diferencia de la fase SF que se localiza más cerca del BH.
- En el modelo NoAGN, se forman galaxias más masivas que en el caso de referencia, lo cual es consistente con el hecho de que el *feedback* de AGNs detiene la formación estelar.
- Al comparar las relaciones medianas Z_{gas}/Z , ambos modelos de *feedback* de AGNs coinciden para bajas metalicidades. La diferencia principal entre ambos modelos es que, en el caso NoAGN, se alcanzan mayores metalicidades para todas las fases bariónicas que en el caso AGNdT9.

Por último, en el Capítulo 5, se estudió la evolución de la metalicidad estelar de galaxias localizadas en halos de distinta masa y, también, se trazó la evolución de otras propiedades vinculadas. Además de analizar la evolución de los valores absolutos de tales propiedades, en el caso de las masas y metalicidades de las componentes bariónicas, se consideró su evolución normalizada a los valores a $z = 0$. También, se caracterizó la evolución conjunta de gas y estrellas a través del cociente Z_{gas}/Z . Este estudio se realizó seleccionando dos muestras de galaxias del modelo RefL50: galaxias centrales localizadas en halos con Altas Masas vs aquellas localizadas en halos de Bajas Masas.

Encontramos que la evolución de las propiedades de las galaxias dependen del tipo de halo en que se encuentran. En particular, las galaxias en halos más masivos presentan mayores metalicidades estelares y mayores masas estelares a lo largo de toda su evolución producto de una mayor actividad de formación estelar a tiempos muy tempranos, conteniendo las mismas una población estelar mucho más envejecida y más enriquecida químicamente que aquella en halos menos masivos. En épocas más tardías, la formación estelar de las galaxias en halos de Altas Masas se desacelera debido al crecimiento de sus BHs y la consecuente activación del *feedback* de AGNs. Por otra parte, las galaxias en halos de menor masa presentan un crecimiento más lento en su masa estelar y en su metalicidad estelar en épocas tempranas, mostrando una mayor actividad de formación estelar hacia $z = 0$. Estos últimos sistemas también muestran indicios de haber sido afectados por vientos galácticos en épocas tardías, habiendo perdido gas enriquecido químicamente. Finalmente, al estudiar el cociente Z_{gas}/Z , encontramos que la evolución de la metalicidad del gas SF y la metalicidad estelar están estrechamente vinculadas desde épocas muy tempranas en la evolución de las galaxias. En general, el enriquecimiento químico de las fases SF y estelar varía consistentemente en cada tipo de halo de forma tal que el cociente Z_{gas}/Z no evoluciona significativamente, en promedio. No obstante, tal cociente tiende a disminuir con el tiempo para la fase de gas NSF, lo cual atribuimos al accionar de vientos galácticos, en el caso de halos de baja masa, y a la acreción de gas baja metalicidad, en el caso de halos de alta masa.

Podemos concluir que el estudio del enriquecimiento químico de la fase estelar de las galaxias y su interrelación con la fase gaseosa pueden aportar claves sobre los procesos de formación en halos de distinta masa. A futuro, planeamos continuar profundizando en este tema a partir del análisis de las historias evolutivas de las

galaxias satélites. Por otra parte, ya hemos comenzado a estudiar cómo afectan los efectos del *feedback* de SNs y AGNs a las historias evolutivas de las galaxias centrales.

Agradecimientos

Quiero Agradecer a todos aquellos que conocí a lo largo de estos 10 años. Desde mis profesores de Análisis matemático del cbc hasta los últimos profesores que tuve en la carrera, también a mis compañerxs de cursada. A la gente que conocía en IAFE mientras hacía la Tesis.

Agradecerle especialmente a mí directora, Maria Emilia, enseñarme e introducirme a esta hermosa área de investigación, por su paciencia y siempre motivarme a seguir para adelante. A mí colaborador, Lucas, que me pasó sus scripts y ayudarme si tenía alguna duda. A todxs los integrantes de Galaxy Models Group.

A la Asociación Argentina de Astronomía por la Beca de Estímulo a la Investigación Científica, la cual fue muy importante para este trabajo.

A mis amigxs, Fer, Caro y Chanta, por estar ahí cuando más lxs necesitaba. Gracias por esos martes de pizza y juegos. A Juli y Luisa dos amigas de la carrera estoy muy agradecida de conocer. Y al resto de mis amigxs que fuí conociendo en exactas. A Diego, una de las personas más importante que conocí en mi vida y siempre me motivó a seguir estudiando lo que más me gustaba.

A todas mis compañeras de handball que jamás entendían como había elegido está carrera hasta que se daban cuenta que era la arquera. Al entrenador que me formo y me hizo amar el handball, gracias Lula por estar ahí.

A mi familia, a pesar que tengamos nuestras diferencias, me bancaron a su modo. Especialmente, mi tío Ale y mi tía Noemi por estar ahí en este último mes.

Por último, a lxs juradxs por aceptar leer mi tesis y, especialmente, a Lucas por preguntarle a último momento, gracias.

Bibliografía

- Booth C. M., Schaye J., 2009, [MNRAS](#), **398**, 53
- Bothwell M. S., Maiolino R., Kennicutt R., Cresci G., Mannucci F., Marconi A., Cicone C., 2013, [MNRAS](#), **433**, 1425
- Calura F., Pipino A., Chiappini C., Matteucci F., Maiolino R., 2009, [A&A](#), **504**, 373
- Chabrier G., 2003, [PASP](#), **115**, 763
- Crain R. A., et al., 2009, [Monthly Notices of the Royal Astronomical Society](#), **399**, 1773
- Crain R. A., et al., 2015, [MNRAS](#), **450**, 1937
- Dalla Vecchia C., Schaye J., 2012, [MNRAS](#), **426**, 140
- Davis M., Efstathiou G., Frenk C. S., White S. D. M., 1985, [ApJ](#), **292**, 371
- De Rossi M. E., Theuns T., Font A. S., McCarthy I. G., 2015, [MNRAS](#), **452**, 486
- De Rossi M. E., Bower R. G., Font A. S., Schaye J., Theuns T., 2017, [MNRAS](#), **472**, 3354
- Dekel A., Silk J., 1986, [ApJ](#), **303**, 39
- Ferland G. J., Korista K. T., Verner D. A., Ferguson J. W., Kingdon J. B., Verner E. M., 1998, [PASP](#), **110**, 761
- Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J., White S. D. M., Tremonti C. A., 2005, [MNRAS](#), **362**, 41
- Haardt F., Madau P., 2001, in Neumann D. M., Tran J. T. V., eds, Clusters of Galaxies and the High Redshift Universe Observed in X-rays. p. 64 ([arXiv:astro-ph/0106018](#))
- Jiang L., Helly J. C., Cole S., Frenk C. S., 2014, [MNRAS](#), **440**, 2115
- Kennicutt Robert C. J., 1998, [ApJ](#), **498**, 541
- Lara-López M. A., et al., 2010, [A&A](#), **521**, L53
- Lara-López M. A., et al., 2013, [MNRAS](#), **434**, 451
- Le Brun A. M. C., McCarthy I. G., Schaye J., Ponman T. J., 2014, [Monthly Notices of the Royal Astronomical Society](#), **441**, 1270

- Lequeux J., Peimbert M., Rayo J. F., Serrano A., Torres-Peimbert S., 1979, *A&A*, **80**, 155
- Magrini L., et al., 2012, *MNRAS*, **427**, 1075
- Maiolino R., Mannucci F., 2019, *A&ARv*, **27**, 3
- Mannucci F., Cresci G., Maiolino R., Marconi A., Gnerucci A., 2010, *MNRAS*, **408**, 2115
- Marigo P., 2001, *A&A*, **370**, 194
- Planck Collaboration 2014, *A&A*, **571**, A1
- Planck Collaboration et al., 2020, *A&A*, 641, A6
- Portinari L., Chiosi C., Bressan A., 1998, *A&A*, **334**, 505
- Rosas-Guevara Y. M., et al., 2015, *MNRAS*, **454**, 1038
- Schaye J., 2004, *ApJ*, **609**, 667
- Schaye J., Dalla Vecchia C., 2008, *MNRAS*, **383**, 1210
- Schaye J., et al., 2010, *MNRAS*, **402**, 1536
- Schaye J., et al., 2015, *MNRAS*, **446**, 521
- Springel V., 2005, *MNRAS*, **364**, 1105
- Springel V., White S. D. M., Tormen G., Kauffmann G., 2001, *MNRAS*, **328**, 726
- Thielemann F. K., et al., 2003, in Hillebrandt W., Leibundgut B., eds, *From Twilight to Highlight: The Physics of Supernovae*. p. 331, [doi:10.1007/10828549_46](https://doi.org/10.1007/10828549_46)
- Tremonti C. A., et al., 2004, *ApJ*, **613**, 898
- Troncoso, P. et al., 2014, *A&A*, 563, A58
- Trussler J., Maiolino R., Maraston C., Peng Y., Thomas D., Goddard D., Lian J., 2020, *MNRAS*, **491**, 5406
- Wiersma R. P. C., Schaye J., Smith B. D., 2009a, *MNRAS*, **393**, 99
- Wiersma R. P. C., Schaye J., Theuns T., Dalla Vecchia C., Tornatore L., 2009b, *MNRAS*, **399**, 574
- Zenocratti L. J., De Rossi M. E., Lara-López M. A., Theuns T., 2020, *MNRAS*, **496**, L33
- Zenocratti L. J., De Rossi M. E., Theuns T., Lara-López M. A., 2022, *MNRAS*, **512**, 6164
- Zerbo M. C., De Rossi M. E., Lara-López M. A., Cora S. A., Zenocratti L. J., 2024, *MNRAS*, **528**, 7509
- Zhuang Z., Kirby E. N., Leethochawalit N., de los Reyes M. A. C., 2021, *ApJ*, **920**, 63