



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

---

---

FACULTAD DE CIENCIAS

LA EFICIENCIA DE FORMACIÓN ESTELAR  
EN LOS ÚLTIMOS 13 MIL MILLONES DE  
AÑOS

T E S I S

PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICO

P R E S E N T A :

JAVIER SEBASTIÁN BLANK HERNÁNDEZ

TUTOR

DR. VLADIMIR AVILA REESE



CIUDAD UNIVERSITARIA, Cd. Mx., 2023



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

*A todas aquellas personas entregan su vida a la  
búsqueda de conocimiento por la simple pasión de entender.  
Sus aportes conciben otro gigante sobre el cual pararse y deponen otra de las  
infinitas tortugas.*

# Agradecimientos

A mis padres; Bárbara y Víctor, por su fé, paciencia y respaldo.

A mi tutor; por su apoyo, compromiso, dedicación e infinita paciencia.

A Isaac, Elsa y Yato; por su amistad y compañía.

A Alexis; por su amor, empuje y perspectiva.

A mis profesores y estudiantes; por sus enseñanzas y tiempo.

# Resumen

Usando los resultados de la conexión galaxia-halo del enfoque semi-empírico de Rodríguez-Puebla et al. (2017) se “sembraron” galaxias centrales en halos de materia oscura (MO) principales de la simulación cosmológica de N-cuerpos Bolshoi-P en “instantáneas” desde  $z = 0$  hasta  $z = 7$ . Se presentan: (1) varias relaciones de cantidades de la conexión galaxia-halo con con la masa virial,  $M_{\text{vir}}$ , y la masa estelar,  $M_s$ , en diferentes épocas; (2) las trayectorias evolutivas medianas de estas cantidades para los progenitores de galaxias/halos de diferentes masas, así como épocas características de ensamblaje de las masas del halo y la galaxia; (3) las trayectorias evolutivas y las distribuciones de las tasas de formación estelar específica (TFEe) y el parámetro de natalidad estelar  $b$  en función de  $M_s$  a diferentes épocas, así como las fracciones correspondientes de galaxias formadoras activas de estrellas, en proceso de apagado y apagadas o retiradas. Se logra una descripción general y cuantitativa a nivel estadístico (medianas y percentiles) de la evolución de galaxias y sus halos de MO, como ser las eficiencias integral e instantánea de conversión a estrellas dada la masa y tasa de acreción de masa de los halos, las TFEe, etc. Se distinguen las masas de galaxias/halos más y menos eficientes en convertir estrellas a diferentes épocas así como la evolución de estas cantidades en galaxias/halos de acuerdo a su masa. Se discuten las interpretaciones de los resultados a la luz del paradigma actual de formación y evolución de galaxias así como algunas implicaciones que se desprenden de nuestros resultados cuantitativos.

# Índice general

<b>Agradecimientos</b>	<b>II</b>
<b>Resumen</b>	<b>III</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Objetivos . . . . .	4
1.2. Contenido . . . . .	5
<b>2. Metodología</b>	<b>7</b>
2.1. La conexión galaxia-(sub)halo a través del tiempo cósmico . . . . .	7
2.2. Análisis del catálogo semi-empírico . . . . .	14
2.2.1. Propiedades de los halos calculadas por ROCKSTAR . . . . .	15
2.2.2. Propiedades evolutivas de los halos y sus galaxias . . . . .	16
2.2.3. Métodos de ordenamiento en simulaciones cosmológicas . . . . .	18
<b>3. Resultados e implicaciones</b>	<b>20</b>
3.1. Conexión galaxia–halo a diferentes épocas . . . . .	21
3.2. Evolución de las galaxias versus evolución de los halos . . . . .	29
3.2.1. Historias de crecimiento de masa del halo y de masa estelar de la galaxia . . . . .	31
3.2.2. Historias de eficiencia galáctica de formación estelar integral e instantánea . . . . .	41
3.3. Historias de TFE específica de las galaxias . . . . .	42

3.3.1. Nivel de actividad de formación estelar en función de la masa y el tiempo . . . . .	45
3.3.2. Historias de TFEe usando diferentes criterios de selección por $M_s$	50
3.4. Eficiencia instantánea y escala temporal de la FE en función de la masa y el tiempo . . . . .	52
3.5. Interpretación e implicaciones . . . . .	57
<b>4. Frecuencias por estado de actividad de FE</b>	<b>63</b>
4.1. Distribuciones frecuenciales de TFEe y del parámetro $b$ en función de $M_s$ a diferentes $z$ 's . . . . .	65
4.2. Fracciones de galaxias SF, Q y R en función de $M_s$ y $z$ . . . . .	73
<b>5. Comparaciones con simulaciones</b>	<b>82</b>
5.1. Eficiencia de formación estelar en la simulación de Faucher-Gigère et al. (2011) . . . . .	82
5.2. Diversas trayectorias evolutivas en la simulación hidrodinámica EAGLE	83
<b>6. Resumen y Conclusiones</b>	<b>87</b>

# Índice de figuras

2.1. Tipos de ordenamiento utilizados en simulaciones, presentados con pre-ordenamiento lateral izquierdo, cada circulo numerado representa un nodo (halo o grupo FOF), las lineas rectas que ligan a los nodos representan la evolución temporal o fusiones. A la izquierda se presenta la lectura del ordenamiento “Depth-First Seach” caracterizado por recorrer el “ <i>merger tree</i> ” en profundidad hasta agotar los nodos de cierta rama, pasando a recorrer nodos de niveles superiores de ramas adyacentes no caracterizados previamente e iterando el proceso, el nodo numero 2, el cual es el resultado de la fusión del nodo 3 y 5. A la derecha se presenta la lectura tipo “Breadth-First Seach” el cual caracteriza cada nodo desde el nivel superior al inferior, siguiendo el pre-ordenamiento establecido. el nodo numero 4 es el resultado de la evolución temporal del nodo 7. La rama principal está determinada por el conjunto de nodos 1, 2, 3, 4 y 1, 2, 4, 7 para los ordenamientos DFS y BFS respectivamente. . . . .	19
---	----



3.1. *Paneles superiores:* Cociente  $M_s/M_{\text{vir}}$  vs.  $M_{\text{vir}}$  (panel izq.) y  $M_s$  (panel der.) a diferentes corrimientos al rojo  $z$ . La dispersión de la relación se muestra con barras de error para  $z = 0.1$ . En el panel derecho las líneas punteadas son trayectorias evolutivas medianas que terminan con diferentes masas estelares a  $z = 0.1$ . *Paneles intermedios:* Cociente  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{vir}}$  vs.  $M_{\text{vir}}$  (panel izq.) y  $M_s$  (panel der.) a diferentes  $z$ . *Paneles inferiores:* Cociente de los paneles intermedios entre los superiores, es decir la eficiencia específica de conversión a estrellas, la cual incluye también la capacidad de retener al gas bariónico. . . . . 23

3.2. Medianas de la TFE específica en función de  $M_{\text{vir}}$  y  $M_s$  a diferentes épocas  $z$ . Las barras de error muestran la dispersión de la relación a  $z = 0.1$ . En el panel derecho se muestran algunas las trayectorias evolutivas medianas, línea punteada. . . . . 28

3.3. Trayectorias evolutivas medianas de los progenitores de halos/galaxias definidos a  $z = 0$  en 9 intervalos estrechos de masa virial. *Paneles superiores:* Trayectorias de la masa virial (izq.) y estelar (der.). *Paneles del medio:* Trayectorias de la tasa de acreción de masa virial (izq.) y de la tasa de formación estelar (der.). *Paneles inferiores:* Trayectorias evolutivas de las eficiencias de conversión a estrellas integral (izq.) y diferencial (der.). . . . . 30

3.4. Mediana y dispersión de  $z$  (paneles superiores) y tiempo regresivo LBT (paneles inferiores) donde las galaxias (azul) y halos (gris) alcanzan el 50 % de sus respectivas masas definidas a  $z = 0$ . La línea continua indica la mediana y la respectiva área de color, los percentiles 16 – 84. La línea punto-segmentada indica las épocas ( $z$  o LBT) en donde las medianas de las historias de crecimiento de masa alcanzan el 50 % y la línea segmentada muestra el ajuste de RPAF17. Los paneles izquierdos muestran  $z$  o LBT en función de la masa estelar y los derechos, de la masa virial, ambas a  $z = 0$ . . . . . 33

3.5. Similar a la Figura 3.4 pero para épocas en que se ensambló el 90 % de la masa final ( $z = 0$ ) de la galaxia y del halo. . . . . 34

3.6. Mediana y percentiles del corrimiento al rojo (sup.) y tiempo regresivo (inf.) donde se alcanza el 50 % y 90 % de la masa estelar a  $z = 0$ , en función de la masa estelar (izq.) y virial (der.) a  $z = 0$ . En el panel inferior izquierdo se muestran los resultados arqueológicos de [75] usando el SDSS; las medianas y percentiles 16 – 84 se indican con líneas punteadas y áreas sombreadas respectivamente. . . . . 35

3.7. Historias medianas de crecimiento de masa estelar normalizadas a su masa a  $z = 0$ , utilizando los mismos intervalos de la Figura 3.3 con la adición de un intervalo extra:  $\log(M_{\text{vir}}/M_{\odot}) = 11.25 \pm 0.05$ . Las líneas sólidas negras representan el 25 %, 50 % y 90 % de la masa normalizada. 37

3.8. Trayectorias evolutivas medianas de  $M_s/M_{\text{h,bar}}$  y  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$  de los progenitores de halos/galaxias definidos a  $z = 0$  en 9 intervalos estrechos de masa virial. El panel izquierdo representa las historias de eficiencia integral de conversión a estrellas considerando la masa bariónica en vez de la virial ( $M_{\text{h,bar}} = M_{\text{vir}} \times f_{\text{bar}}$ ), mientras que el panel derecho representa las respectivas historias de eficiencia diferencial (instantánea) de conversión a estrellas. . . . . 41

3.9. Trayectorias evolutivas medianas de la  $\text{TFEe}$  calculadas en 9 intervalos estrechos de la masa virial a  $z = 0$ . El valor central de  $\log M_{\text{vir}}(z = 0)$  de cada intervalo y su respectiva línea se indican dentro del panel, seguido por el valor promedio de  $\log M_s$  de cada intervalo. Las líneas segmentadas azul y roja corresponden a los criterios dependientes del tiempo para galaxias formadoras de estrellas (SF; las que están arriba de esta línea) y retiradas (R; las que están por debajo de esta línea), respectivamente. Las galaxias en medio de estas líneas las definimos como en proceso de apagado o transitorias (Q). . . . . 44

3.10. Similar a la Fig. 3.9 pero para el parámetro de tasa de natalidad  $b$  en vez de la  $\text{TFEe}$ . . . . . 49

- 3.11. Trayectorias evolutivas medianas de la TFEe de galaxias en diferentes intervalos de masa estelar medida a  $z = 0$  (líneas sólidas); el valor central de  $\log M_s(0)$  de cada intervalo y su respectivo color se indica dentro del panel. Las líneas segmentadas corresponden a la mediana de la TFEe de las poblaciones de galaxias que a un dado  $z$  están en un intervalo de masas estelares con un valor central,  $\log M_s(z)$ , indicado por el color. Esto es similar a cómo se reporta la TFEe en función de  $M_s$  y  $z$  a partir de catastros de galaxias observadas a diferentes  $z$ 's. El panel inferior muestra el cociente de las trayectorias evolutivas entre las determinaciones poblacionales a cada  $z$ . . . . . 51
- 3.12. *Paneles superiores:* Eficiencia bariónica instantánea de conversión a estrellas de las galaxias en función de su masa virial y  $z$  (izquierda) y de su masa estelar y  $z$  (derecha). La paleta de colores superior indica los valores de la eficiencia. Las líneas negras son historias medianas de crecimiento de masa virial (izquierda) y de su correspondiente masa estelar (derecha). Las líneas segmentadas indican cuando el valor de la eficiencia instantánea es igual a 0.05. *Paneles inferiores:* TFEe de las galaxias en función de su masa virial y  $z$  (izquierda) y de su masa estelar y  $z$  (derecha). La paleta de colores inferior indica los valores de la TFEe. La línea celeste segmentada indica la TFEe a un dado  $z$ , correspondiente al criterio de formación estelar activa (SF). Todas las galaxias por debajo de esta línea son SF. . . . . 53
- 3.13. Parámetro de natalidad  $b$  de las galaxias en función de su masa virial y  $z$  (izquierda) y de su masa estelar y  $z$  (derecha). La paleta de colores inferior indica los valores de  $b$ . La línea segmentada roja y la línea punto-segmentada azul, corresponden al criterio en  $b$  de formación estelar activa (SF) y retirada (R) respectivamente. Todas las galaxias con  $b$  mayores a la línea roja son apagadas o retiradas (R), con  $b$  menor a la línea azul son formadoras de estrellas (SF) y las que están entre ambas líneas son transitorias o en proceso de apagado (Q). . . . . 56

4.1.	Distribuciones de frecuencia relativa de la TFEe de las galaxias en varios intervalos de $M_s(z)$ (indicados en el panel inferior) y en diferentes intervalos de $z$ (indicados en la parte superior derecha de cada panel). Las líneas verticales segmentadas (punto-segmentadas) indican las TFEe's debajo (arriba) de las cuales las galaxias se consideran retiradas (formadoras activas de estrellas) en cada $z$ . En el medio están las galaxias transitorias o en proceso de apagado. . . . .	68
4.2.	Distribuciones acumulativas para diferentes intervalos de $M_s(z)$ correspondientes a las presentadas en la Fig. 4.2. Las curvas muestran la fracción de galaxias hasta una dada TFEe para diferentes intervalos de $M_s$ y $z$ . . . . .	69
4.3.	Distribuciones de frecuencia relativa de la $b$ en varios intervalos de $M_s(z)$ (indicados en el panel inferior) y en diferentes intervalos de $z$ (indicados en la parte superior derecha de cada panel). Las líneas verticales segmentadas (punto-segmentadas) indican las $b$ 's debajo (arriba) de las cuales las galaxias se consideran retiradas (formadoras activas de estrellas) en cada $z$ . En el medio están las galaxias transitorias o en proceso de apagado. . . . .	71
4.4.	Distribuciones acumulativas para diferentes intervalos de $M_s(z)$ correspondientes a las presentadas en la Fig. 4.3. Las curvas muestran la fracción de galaxias hasta una dada $b$ para diferentes intervalos de $M_s$ y $z$ . . . . .	72
4.5.	Fracciones de galaxias en los regímenes SF, T y R de acuerdo a su TFEe en función de $M_s(z)$ y en diferentes intervalos de $z$ . Las líneas verticales segmentadas indican la masa estelar donde se encuentra el 50 % de la población en cada régimen. . . . .	74
4.6.	Fracciones de galaxias en los regímenes SF, T y R de acuerdo al valor de $b$ en función de $M_s(z)$ y en diferentes intervalos de $z$ . Las líneas verticales segmentadas indican la masa estelar donde se encuentra el 50 % de la población en cada régimen. . . . .	75

4.7.	Similar a la Fig. 4.5 pero fijando la masa a su valor final, $M_s(z = 0)$ .	77
4.8.	Similar a la Fig. 4.6 pero fijando la masa a su valor final, $M_s(z = 0)$ .	78
4.9.	Fracciones de galaxias en los regímenes T y R (es decir que no son SF) usando los criterios en TFEe (der.) y en $b$ (izq.) para diversos $z$ 's representados con los diversos colores. Los puntos son extraídos de las Figuras 4.5 y 4.6. Las líneas segmentadas muestran ajustes a estimaciones observacionales de galaxias que no son SF en los mismos $z$ 's de nuestros datos (ver texto).	79
5.1.	Superposición de la figura 6 de Faucher-Gigère et al. 2011. En donde la línea sólida negra representa el modelo sin retroalimentación, segmentada indica vientos con $v_w = 342\text{km s}^{-1}$ y $\eta = 1$ , punteada indica vientos con $v_w = 342\text{km s}^{-1}$ y $\eta = 2$ , segmentada-punteada $v_w = 684\text{km s}^{-1}$ y $\eta = 2$ ; la línea azul representa la mediana del cociente de la tasa de formación estelar y la tasa de acreción de materia oscura al radio virial, con un intervalo temporal de 100Myr.	84
5.2.	Trayectorias evolutivas medianas similares a la Figura 3.3. Las líneas sólidas representan el modelo semi-empírico, mientras que las segmentadas son las medianas calculadas para la simulación EAGLE [89].	86

# Capítulo 1

## Introducción

Las galaxias y las estructuras que ellas conforman son el producto de procesos astrofísicos en un marco cosmológico del Universo como un todo. El escenario más aceptado actualmente para describir la evolución de las galaxias es el así llamado modelo Jerárquico de Materia Oscura Fría con Constante Cosmológica (MOF- $\Lambda$ ; ver reseñas en [3, 48]). De acuerdo a este escenario, las estructuras cósmicas, dominadas en composición por materia oscura fría, se originan de las fluctuaciones cuánticas del vacío cuando éstas en un periodo temprano llamado inflacionario, se expanden exponencialmente superando el horizonte de causalidad y convirtiéndose en perturbaciones a la métrica del espacio-tiempo (perturbaciones clásicas). Posteriormente, primero las perturbaciones más pequeñas y luego las más grandes, se conectan causalmente, es decir cruzan el horizonte de partícula, para convertirse en perturbaciones en densidad de materia. En el caso de la materia bariónica<sup>1</sup>, en las épocas del Universo caliente de la Gran Explosión, ésta se encuentra acoplada a la radiación. En el caso de la materia oscura, por definición ésta no interactúa con la radiación. Las perturbaciones en densidad de bariones acoplados a la radiación entran en un régimen estable de oscilaciones gravito-acústicas pero a medida que el espacio se expande y la radiación se enfría, las oscilaciones se amortiguan por difusión fotónica (amortiguamiento de Silk; [91]) borrándose hasta la época de la recombinación todas las perturbaciones

---

<sup>1</sup>Se suele llamar materia bariónica a todas las partículas del modelo Estándar de Partículas y Campos debido a que los bariones dominan ampliamente en densidad de masa.

de masas menores a algunos  $10^{13} M_{\odot}$ . Las perturbaciones de MOF, al no interactuar ésta materia con el campo electromagnético, no sufren dichos procesos y sobreviven en todas las escalas de interés astrofísico. La evolución gravitacional del campo de perturbaciones en densidad de MOF continúa dando lugar a una compleja estructura de esponja, con paredes, filamentos, nodos y enormes huecos. Los picos más densos del campo de perturbaciones colapsan gravitacionalmente de manera jerárquica (de lo chico a lo grande), originando estructuras autogravitantes y en equilibrio virial, los halos de MOF.

La evolución del campo de perturbaciones en densidad de la MOF jalonéa gravitacionalmente al gas de materia bariónica y eventualmente lo atrapa en los halos oscuros, no sin antes propiciar su calentamiento por choques durante el colapso gravitacional. A diferencia de la materia oscura, la materia bariónica puede enfriarse por procesos radiativos, disipa energía y si el potencial del halo oscuro es suficiente, es atraída gravitacionalmente hacia su centro para formar ahí una galaxia a través de complejos procesos astrofísicos que incluyen, entre otros: la formación y evolución estelar, su retroalimentación energética y enriquecimiento químico al medio interestelar, la formación de agujeros negros supermasivos y de núcleos galácticos activos que retroalimentan al gas circundante, las inestabilidades dinámicas de los discos galácticos y las fusiones de galaxias.

El estudio de la formación y evolución de galaxias se ha realizado principalmente a través del enfoque *ab initio*, es decir siguiendo temporalmente los procesos gravitacionales y astrofísicos de los halos de materia oscura y las galaxias que se forman en su interior en un universo en expansión. Este enfoque ha sido desarrollado a través de los así llamados Modelos Semianalíticos y las simulaciones hidrodinámicas en el contexto cosmológico (ver una reseña al respecto en [94]). Más recientemente surgió con fuerza un enfoque alternativo para estudiar la evolución de galaxias llamado *modelación semi-empírica*. Este enfoque no busca modelar los procesos físicos de la evolución de galaxias sino que más bien ofrecer restricciones a los mismos (ver una reseña reciente del enfoque semi-empírico en [104]). Para ello, se establece una conexión a nivel estadístico entre la población de los halos de materia oscura a una dada

época en simulaciones cosmológicas de N-cuerpos y la población de galaxias observadas en catastros completos en la misma época. Esta conexión Galaxia-Halo realizada en muchas épocas, considerando que en la simulación numérica se tienen las trayectorias evolutivas de los halos, permite trazar las trayectorias evolutivas promedio de las galaxias asociadas por el método estadístico a los halos en cada época, como lo mostraron los trabajos pioneros de Conroy et al. (2009; [30]) y Firmani & Avila-Reese (2010; [45]).

En esta tesis se hará uso de resultados logrados con el enfoque semi-empírico a fin de estudiar en detalle tanto las trayectorias evolutivas de las galaxias modeladas con la conexión Galaxia-Halo, como las distribuciones poblacionales de varias propiedades de las galaxias en diferentes épocas. El análisis realizado aquí se basa en un catálogo semi-empírico de cientos de miles de halos de una simulación cosmológica de N cuerpos y de galaxias sembradas en ellos a diferentes épocas con los resultados presentado en Rodríguez-Puebla et al. (2017, [87]; en adelante RPAF17). En este trabajo, los autores establecieron la conexión Galaxia-Halo para épocas (corrimientos al rojo  $z$ ) desde la actual,  $z \sim 0$ , hasta aquellas en las que se han podido todavía lograr catastros observacionales de galaxias,  $z \sim 10$ .<sup>2</sup>

Aquí analizaremos sólo la población de *halos principales* a  $z = 0$ , en cuyos centros habitan las *galaxias centrales*. Excluiremos por lo tanto a los subhalos, es decir halos contenidos dentro de los halos principales y que albergan a galaxias satélites. En realidad, la mayoría de las galaxias en el universo actual son centrales [18, 111]. Para masas estelares arriba de  $\sim 5 \times 10^9 M_{\odot}$ , el 70% de las galaxias son centrales, aumentando esta fracción para umbrales más altos en masa. Y hacia el pasado la fracción de galaxias satélites se vuelve despreciable hacia épocas mayores que  $z \sim 1$ . La evolución gravitacional propicia con el tiempo la aglomeración paulatina de los halos, quedando algunos atrapados como subhalos en el interior de halos más grandes (principales), y por ende, propicia también el incremento de la fracción de galaxias satélites en torno a las galaxias centrales. La evolución de las galaxias satélites, una vez

---

<sup>2</sup>Para el modelo cosmológico MOF- $\Lambda$  con valores de sus parámetros cercanos a los constreñidos por la misión Planck [79],  $z \sim 10$  corresponde a hace  $\sim 13.3$  Gaños atrás (1Gaño =  $10^9$  años, siendo la edad actual del Universo, para ese modelo, 13.8 Gaños.



que ellas adquieren esta categoría, se ve afectada por los efectos del medio ambiente del halo al que caen como ser la interrupción de caída de gas (“*starvation*”), la presión hidrodinámica sobre su gas (*ram pressure*), el “acoso” por interacciones, fricción dinámica, el desnudamiento de marea, etc. Nuestro objetivo es estudiar la evolución de las galaxias sin estos efectos secundarios; por eso descartamos a las galaxias que se han convertido en satélites en el catálogo semi-empírico de RPAF17 y nos centramos en la galaxias centrales que habitan los centros de los halos principales. Como se dijo, éstas siempre constituyen la mayoría, más aún en el pasado.

## 1.1. Objetivos

En RPAF17 se presentaron resultados generales sobre la inferencia semi-empírica de las historias de formación estelar, crecimiento de masa estelar (por formación estelar *in situ* o por agregación *ex situ* en fusiones) y ensamblaje estructural de las galaxias. En esta tesis se hará uso de los resultados de RPAF17 para sembrar galaxias en la simulación cosmológica de N cuerpos Bolshoi-P y así estudiar en detalle tanto trayectorias evolutivas de los sistemas halo-galaxia como distribuciones a diferentes épocas de la población de los progenitores de las galaxias centrales actuales. Este segundo aspecto es al que se tiene acceso desde un punto de vista observacional, a través de catastró de poblaciones de galaxias observadas a diferentes corrimientos al rojo. De esta manera, el método semi-empírico permite la descripción de varias relaciones de escala y sus dispersiones a diferentes épocas y, al mismo tiempo, la obtención de las trayectorias temporales “individuales” promedio que conectan estas relaciones.

Los objetivos de esta tesis son estudiar toda la población de galaxias centrales definidas a  $z = 0$  en lo que respecta a:

- Sus trayectorias evolutivas en masas viriales de halo y estrellas,  $M_{\text{vir}}$  y  $M_s$ , en tasa de acreción de masa virial  $\dot{M}_h$ <sup>3</sup>, tasa de formación estelar (TFE  $\equiv \dot{M}_s$ ), tasa de formación estelar específica (TFEs  $\equiv \text{TFE}/M_s$ ), etc.;

---

<sup>3</sup>El punto significa derivada con relación al tiempo cósmico,  $d/dt$ .

- sus eficiencias instantáneas de formación estelar con relación a la tasa de acreción de masa a diferentes épocas y así determinar las épocas de mayor o menor eficiencia de formación estelar en el universo en función de la masa (estelar y del halo);
- algunas relaciones de escala (y sus dispersiones) de los progenitores a diferentes épocas en el pasado;
- la evaluación de las épocas en que los progenitores entran eventualmente en un régimen de transición (llamado a veces valle verde) y luego al régimen pasivo o de retiro (cuando cesa considerablemente la formación estelar) en función de sus masas (estelar y virial) al día de hoy o al momento en que adquieren estos regímenes;
- la frecuencia en función de la masa estelar de las galaxias formadoras de estrellas, en transición y retiradas a diferentes épocas.

## 1.2. Contenido

El plan de esta tesis es como sigue. En el presente capítulo se plantearon los antecedentes y la motivación de la investigación realizada.

En el Capítulo 2 se resume el método semi-empírico presentado en RPAF2017 y la metodología que se siguió para generar el catálogo sintético y medir en él las cantidades relevantes.

El Capítulo 3 contiene los principales resultados poblacionales y evolutivos. En la §§3.1 se presentan las relaciones de escala de la conexión galaxia-halo a diferentes épocas ( $M_s/M_{\text{vir}}$  y  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{vir}}$  en función de  $M_{\text{vir}}$  y  $M_s$  a diferentes  $z$ 's). Las trayectorias evolutivas medianas por masa de éstas y otras cantidades de los sistemas galaxia-halo se presentan en §§3.2, así como las épocas características de ensamble del 50% y 90% de masa de las galaxias y los halos. En §§ 3.3 se presentan en las trayectorias evolutivas medianas de la TFE específica y el parámetro de natalidad  $b$  de las galaxias en función de su  $M_s$ , así como la clasificación de las galaxias de acuerdo

a su nivel actividad de formación estelar. A manera de resumir la evolución de los sistemas galaxia-halo inferidos con el método semi-empírico, en §§ 3.4 se presentan diagramas con las eficiencias de conversión a estrellas de los halos de acuerdo a su masa (y de acuerdo a la masa estelar de las galaxias) a lo largo de la historia cósmica, así como las eficiencias de tasa formación estelar de las galaxias. Finalmente, en §§ 3.5 se discute la interpretación cualitativa de nuestros resultados a la luz del paradigma actual de formación y evolución de galaxias, y las implicaciones que tienen nuestros resultados cuantitativos para el entendimiento de la evolución de galaxias dentro de los halos de MO.

En el Capítulo 4 se presentan las distribuciones poblacionales de las galaxias centrales de acuerdo a su nivel de actividad de FE a diferentes épocas. De aquí se infieren las fracciones de galaxias formadoras de estrellas, en proceso de apagado y apagadas o retiradas en función de su masa estelar a diferentes épocas.

En el Capítulo 5 se presenta una muy preliminar comparación de historias de ensamblaje de halos y galaxias con resultados de simulaciones hidrodinámicas cosmológicas.

El Capítulo 6 presenta un resumen de los resultados de esta tesis y las principales conclusiones a las que se llega.

# Capítulo 2

## Metodología

En este capítulo se hará una descripción resumida del enfoque semi-empírico de RPAF17 a través del cual se logró la conexión galaxia-(sub)halo<sup>1</sup> usando varias simulaciones cosmológicas de N cuerpos para así calcular trayectorias evolutivas de las galaxias asociadas a los (sub)halos a diferentes corrimientos al rojo  $z$  (§§2.1). Luego, en §§2.2 se describirán la estrategia y algunas definiciones y métodos usados en esta tesis para realizar el análisis de resultados necesarios para los objetivos planteados.

### 2.1. La conexión galaxia-(sub)halo a través del tiempo cósmico

En RPAF17 se estableció la conexión galaxia-(sub)halo usando una extensa compilación de datos de catastros observacionales de galaxias desde locales hasta corrimientos al rojo  $z \sim 10$ . La información observacional (empírica) consistió de:

- Funciones de masa estelar de las galaxias,  $\phi_{g_{\text{obs}}}(M_s; z)$ , FMEG;
- relaciones promedio de TFE vs. masa estelar,  $\text{TFE}(M_s; z)$ , de todas las galaxias, es decir formadoras de estrellas y pasivas; y

---

<sup>1</sup>De aquí en adelante, con el término (sub)halo me referiré genéricamente tanto al halo principal como al subhalo. La masa genérica de halos y subhalos se simbolizará con  $M_{\text{vir}}$ .

- la Historia de Formación Estelar Cósmica, es decir la TFE por unidad de volumen comóvil a diferentes corrimientos al rojo,  $\dot{\rho}_{*,\text{obs}}(z)$ .

Cada uno de estos conjuntos de observaciones fueron adecuadamente homogeneizados y se realizó un cuidadoso tratamiento para la estimación de errores sistemáticos y aleatorios.

Para la parte teórica se usó el análisis de Rodríguez-Puebla et al. (2016; [85]) de funciones de masa y de historias de ensamblaje de masa de halos/subhalos (llamadas árboles de fusión o “*merger trees*”) de tres grandes simulaciones cosmológicas de N cuerpos, Bolshoi-P[59, 14, 15, 85] SMDPL[59, 14, 15] y MDPL[59, 14, 15], todas con los parámetros cosmológicos de la misión *Planck 2013* [78]. Para la determinación de los (sub)halos y sus historias de ensamblaje, Rodríguez-Puebla et al. (2016) hicieron uso del código de detección y construcción de árboles de fusión ROCKSTAR [15]. Como producto del mencionado análisis, se lograron (1) ajustes a las medianas de las historias de ensamblaje de masa de los *halos y subhalos*, y (2) ajustes a las funciones de masa de los *halos y subhalos* a cualquier  $z$ ,  $\phi_h(M_h; z) = \phi_{\text{vir}}(M_{\text{vir}}; z) + \phi_{\text{sub}}(M_{\text{peak}}; z)$ , donde

$$\begin{aligned} M_h &= M_{\text{vir}}, & \text{halo principal} \\ &= M_{\text{peak}}, & \text{subhalo} \end{aligned} \tag{2.1}$$

es decir, para los halos principales, su masa es la masa virial  $M_{\text{vir}}$ <sup>2</sup> y para los subhalos, es la máxima masa virial que tuvo en su historia previa, la así llamada masa pico  $M_{\text{peak}}$  que se calcula del árbol de fusión. Cuando los halos se convierten en subhalos su masa no solo deja de crecer, sino que generalmente disminuye por los efectos de desnudamiento por marea que sufre dentro del halo principal. Cuánto disminuye varía de caso en caso en función del tiempo en que fue acretado al halo principal, los parámetros orbitales, el campo gravitacional del halo principal, etc. Usando  $M_{\text{peak}}$

---

<sup>2</sup>La masa virial es aquella contenida dentro del radio virial  $R_{\text{vir}}$ , el cual se define como el radio donde la densidad promedio de la esfera en torno a un pico de densidad es  $\Delta_{\text{vir}}$  veces la densidad de materia del universo  $\rho_m$ :  $\langle \rho_h(R_{\text{vir}}) \rangle = \Delta_{\text{vir}} \rho_m = \Delta_{\text{vir}} \Omega_m \rho_c$ , donde  $\rho_c$  es la densidad crítica.  $\Delta_{\text{vir}}$  es la sobredensidad crítica de virialización y proviene del modelo del colapso de una esfera uniforme [20]:  $\Delta_{\text{vir}}(z) = 18\pi^2 + 82x - 39x^2$ , donde  $x(z) = \Omega(z) - 1$  y  $\Omega_m(z) = \rho_m(z)/\rho_c(z)$ . La masa virial es entonces  $M_{\text{vir}} = 4\pi\rho_m\Delta_{\text{vir}}R_{\text{vir}}^3/3$ .

para los subhalos en vez de su masa contemporánea, se obtiene un mejor acuerdo con las observaciones en lo que respecta al acumulamiento espacial de las galaxias (centrales y satélites), es decir las funciones de correlación de dos puntos, como se mostró por ej. en [86, 83]; ver también [104]. Este acuerdo es muy importante para validar cualquier método de conexión galaxia-halo.

La idea básica del método de modelación semi-empírica desarrollado en RPAF17 es lograr una conexión estadística a todos los tiempos entre las poblaciones de (sub)halos de materia oscura de la simulación y de galaxias observadas en grandes catastros, explotando las trayectorias individuales de los (sub)halos en el caso de la simulación para lograr también trayectorias en masa estelar de las galaxias asociadas a los mismos. Con estas trayectorias se pueden calcular TFEs de las galaxias. De esta manera, los parámetros de la funcionalidad propuesta para conectar masas de (sub)halos con masas de galaxias, se constriñen ajustando el modelo de manera conjunta a múltiples cuerpos de observaciones a diferentes épocas:  $\phi_{g_{\text{obs}}}(M_s; z)$ ,  $\text{TFE}(M_s; z)$  y  $\dot{\rho}_{*,\text{obs}}(z)$ . Como resultado se obtienen poblaciones de galaxias a diferentes épocas cuyas distribuciones estadísticas están de acuerdo con las observaciones de catastros de galaxias y cuyas trayectorias evolutivas *promedio* quedan determinadas. A continuación un resumen de los pasos que se sigue en la metodología de RPAF17 (ver detalles ahí):

- Suponer que la distribución condicional de  $M_s$  dada  $M_h$ ,  $\mathcal{H}(M_s|M_h; z)$ , es una lognormal con media  $\mu = \langle \log M_s(M_h; z) \rangle$  (la relación masa estelar-masa de (sub)halo promedio) y con la desviación estándar (dispersión) del logaritmo de la variable  $\sigma_h = 0.15$  dex. Proponer entonces una función paramétrica que describa la relación masa estelar-masa de (sub)halo promedio y su evolución con  $z$ . Nótese que RPAF17 proponen una función universal que no diferencia halos y subhalos y, por ende, no diferencia galaxias centrales y satélites.
- Usar el así llamado *empate de abundancias de (sub)halos* [102, 31], generalizado para incluir dispersión alrededor de la relación promedio, y conectar estadísticamente de esta manera las funciones de masa estelar,  $\phi_{g_{\text{obs}}}(M_s; z)$ , y de (sub)halos,  $\phi_h(M_h; z)$ , tomando en cuenta además la dispersión observacional

en  $\phi_{g_{\text{obs}}}(M_s)$  causada principalmente por la incertidumbre en la determinación de  $M_s$ ; dicha dispersión se supone descrita por una función lognormal,  $\mathcal{G}$ , con una desviación estándar del logaritmo de la variable  $\sigma_* = 0.1 + 0.05z$  (ver [12]). Como resultado, la ecuación integral que establece la conexión galaxia-halo es:

$$\phi_{g_{\text{obs}}}(M_s; z) = \int P(M_s|M_h; z)\phi_h(M_h; z)d\log M_h, \quad (2.2)$$

donde  $P = \mathcal{H} \circ \mathcal{G}$  es la convolución de las dos funciones lognormales (normales con el argumento en logaritmo) que describen la distribución de  $M_s$  dado  $M_h$  y de la incertidumbre observacional de  $M_s$ ; en ese caso entonces el producto de la distribución es nuevamente una función normal del logaritmo de la variable:

$$P(M_s|M_h) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma_T^2}} \times \exp\left[-\frac{(\log M_s - \langle \log M_s(M_h) \rangle)^2}{2\sigma_T^2}\right], \quad (2.3)$$

con la desviación estándar logarítmica (dispersión total)  $\sigma_T^2 = \sigma_h^2 + \sigma_*^2$  independiente de  $M_h$ .

- Usar la información evolutiva de los halos de materia oscura que proporciona la simulación cosmológica `Bolshoi` para construir la evolución en masa estelar de las galaxias sembradas en ellos a cada  $z$ . Dada la trayectoria de los progenitores de un halo principal de masa  $M_{\text{vir},0}$  a  $z_0$ ,  $M_{\text{vir}}(z|z_0) = M_{\text{vir}}(z|M_{\text{vir},0}, z_0)$ , la masa del progenitor a  $z + \Delta z$  es  $M_{\text{vir}}(z + \Delta z|M_{\text{vir},0}, z_0)$  mientras que a  $z$  es  $M_{\text{vir}}(z|M_{\text{vir},0}, z_0)$ . Usando ahora la relación masa estelar-masa de halo promedio en función de  $z$  descrita arriba, la cantidad de masa estelar que crece una galaxia entre  $z + \Delta z$  and  $z$  es:

$$\Delta M_s(z|M_{\text{vir},0}, z_0) = M_s[M_{\text{vir}}(z|M_{\text{vir},0}, z_0), z] - M_s[M_{\text{vir}}(z + \Delta z|M_{\text{vir},0}, z_0), z + \Delta z]. \quad (2.4)$$

Debido a que las galaxias reales crecen en masa estelar tanto por formación estelar in-situ como por procesos *ex situ* como son las fusiones, se introduce una corrección para diferenciar estos dos canales (donde el dominante es casi siempre

el in-situ), suponiendo que en el periodo de tiempo  $\Delta t = t(z) - t(z + \Delta z)$ ,  $\Delta M_s$  puede ser separado en:

$$\Delta M_s(z|M_{\text{vir},0}, z_0) = \Delta M_{\text{merger}}(z|M_{\text{vir},0}, z_0) + \Delta M_{\text{TFE}}(z|M_{\text{vir},0}, z_0), \quad (2.5)$$

o lo que es equivalente,

$$\frac{\Delta M_{\text{TFE}}}{\Delta t} = \frac{\Delta M_s}{\Delta t} f_{\text{in situ}}, \quad (2.6)$$

donde se omitieron los términos entre paréntesis por sencillez y se definió

$$f_{\text{in situ}} = 1 - f_{\text{ex situ}} = 1 - \frac{\Delta M_{\text{merger}}}{\Delta M_s}. \quad (2.7)$$

Aquí,  $f_{\text{ex situ}}$  es la fracción de masa adquirida por fusiones. La fracción  $f_{\text{in situ}}$  depende de  $M_{\text{vir}}$  y  $z$ . RPAF17 propusieron una función paramétrica para  $f_{\text{in situ}}$ , y sus parámetros se construyen a la par de los de la relación masa estelar-masa de halo promedio. La TFE es entonces calculada como

$$\text{TFE}(z|M_{\text{vir},0}, z_0) = \frac{f_{\text{in situ}}}{1 - R(z(t))} \left[ \frac{\Delta M_s(z|M_{\text{vir},0}, z_0)}{t(z) - t(z + \Delta z)} \right]. \quad (2.8)$$

Donde  $R$  es la fracción de masa perdida por las poblaciones estelares por vientos estelares y supernovas; entonces  $1 - R$  es la fracción de masa estelar que se mantiene al tiempo  $t$ . RPAF17 usaron un ajuste a  $R(t)$  dado en [13] y corregido por un error tipográfico. La escala temporal  $\Delta t = t(z) - t(z + \Delta z)$  fue fijada en 100 M-años pues es la escala de TFE que traza aproximadamente la luminosidad en ultravioleta o en infrarrojo, mismas que mayormente se miden en los catastros a  $z \sim 0.1$ , aquellos que se usaron para estimar la relación  $\text{TFE}(M_s, z)$ .

- Usar las historias de TFE del punto anterior para calcular la relación  $\text{TFE}(M_s, z)$  promedio, confrontarla con las observaciones y así lograr una mejor restricción de los parámetros de la función paramétrica propuesta para describir la relación masa estelar-masa de halo promedio en función de  $z$ , es decir  $\langle \log M_s(M_h; z) \rangle$ . Para ello, se establece la conexión entre la distribución de TFE dado  $M_s$ ,  $\mathcal{S}_*(\text{TFE}|M_s, z)$



y la distribución de TFE dado  $M_{\text{vir}}$ ,  $\mathcal{S}_h(\text{TFE}|M_h, z)$ , a través de la distribución de  $M_{\text{vir}}$  dado  $M_s$ , misma que es la inversa de la que se quiere constreñir con el método (se conectan a través del teorema de Bayes). Suponiendo una función lognormal para  $\mathcal{S}_h(\text{TFE}|M_h, z)$ , RPAF17 muestran que:

$$\mathcal{S}_*(\text{TFE}|M_s, z) = \frac{1}{\phi_g(M_s, z)} \int \mathcal{S}_h(\text{TFE}|M_h, z) \times \mathcal{H}(M_s|M_h, z) \times \phi_h(M_h, z) d \log M_h, \quad (2.9)$$

donde la media en logaritmo de la distribución  $\mathcal{S}_h(\text{TFE}|M_h, z)$  es:

$$\langle \log \text{TFE}(M_h, z) \rangle = \int \mathcal{S}_h(\text{TFE}|M_h, z) \log \text{TFE} d \log \text{TFE}, \quad (2.10)$$

y la media en logaritmo de la distribución  $\mathcal{S}_*(\text{TFE}|M_s, z)$  es:

$$\langle \log \text{TFE}(M_s, z) \rangle = \phi_g^{-1}(M_s, z) \int \langle \log \text{TFE}(M_h, z) \rangle \times \mathcal{H}(M_s|M_h, z) \times \phi_h(M_h, z) d \log M_h. \quad (2.11)$$

Esta última relación de TFE- $M_s$  promedio en función de  $z$  se puede ahora usar para ajustar a las observaciones y ayudar a constreñir así los parámetros del modelo.

- Finalmente, usar las las historias de TFE para calcular la historia de TFE cósmica,  $\dot{\rho}_*(z)$ , confrontarla con las observaciones y así lograr una mejor restricción de los parámetros del modelo. Esta es una cantidad integral. Observacionalmente,

$$\dot{\rho}_{*,\text{obs}}(z) = \int \text{TFE}(z) \times \phi_{\text{SFR,obs}}(\text{TFE}, z) \times d \log \text{TFE}, \quad (2.12)$$

donde  $\phi_{\text{SFR,obs}}(\text{TFE}; z)$  es el número de densidad comóvil observado de galaxias con TFEs entre  $\log \text{TFE} \pm d \log \text{TFE}/2$  a la época  $z$ , y

$$\phi_{\text{SFR,obs}}(\text{TFE}; z) = \int \mathcal{S}_{*,\text{obs}}(\text{TFE}|M_s; z) \phi_{g_{\text{obs}}}(M_s; z) d \log M_s, \quad (2.13)$$

haciendo uso de la ec. (2.9) e introduciendo un procedimiento para tomar en

cuenta los sistemáticos observacionales en la FME,  $\phi_{g_{\text{obs}}}(M_s; z)$ , mismos que son relevantes a altos  $z$ 's, RPAF17 calculan  $\dot{\rho}_{*,\text{obs}}(z)$  en términos de las propiedades de los halos como:

$$\dot{\rho}_{*,\text{obs}}(z) = \int \langle \text{TFE}(M_h; z) \rangle \Theta(M_h; z) \phi_h(M_h; z) d \log M_h, \quad (2.14)$$

donde la relación promedio TFE- $M_h$  está dada por la ec. (2.11) y  $\Theta(M_h; z)$  es una función que toma en cuenta los errores observacionales en FME y  $\phi_{g_{\text{obs}}}(M_s; z)$ . La TFE cósmica predicha por el modelo se pueda ahora usar para ajustar a las observaciones y ayudar así a constreñir los parámetros del modelo.

*El modelo contiene 18 parámetros libres: 15 entran en la relación promedio masa estelar-masa (sub)halo y su evolución y 3 entran en la fracción que corresponde al crecimiento de masa estelar in-situ,  $f_{\text{in situ}}$ .* El conjunto de datos observacionales que se busca ajustar para constreñir los parámetros consiste, como se mencionó antes, de las FME  $\phi_{g_{\text{obs}}}(M_s; z)$ , las relaciones TFE( $M_s; z$ ) de *todas* las galaxias en diferentes épocas y la historia de TFE cósmica  $\phi_{\text{SFR,obs}}(\text{TFE}; z)$ . Los datos observacionales provenientes de catastros de galaxias cosmológicos están dados en realidad para intervalos anchos de corrimiento al rojo,  $\Delta z$ , y no así para un dado  $z$ . Las diferentes funciones y relaciones dadas por el modelo se promedian entonces en los intervalos  $\Delta z$  de las observaciones para que los ajustes correspondan de manera correcta con las observaciones. En RPAF17 se aplicaron también convoluciones para tomar en cuenta las incertidumbres observacionales en la determinación de  $M_s$  y TFE. Para lograr los mejores parámetros de ajuste que maximizan la función de verosimilitud  $L \propto e^{-\chi^2/2}$ , RPAF17 usaron un método de *Monte Carlo Markov Chain* descrito en detalle en [84]. El  $\chi^2$  total se calcula como la suma de los  $\chi^2$  de cada uno de los conjunto de datos observacionales:

$$\chi^2 = \chi_{\text{FME}}^2 + \chi_{\text{TFE}}^2 + \chi_{\text{TFEcos}}^2 \quad (2.15)$$

La población de galaxias obtenida con esta metodología semi-empírica está descrita por las siguientes cantidades *primarias* a cada época  $z$ :

1. Masa del halo principal  $M_{\text{vir}}$ ,
2. tasa de agregación de masa del halo  $\dot{M}_{\text{vir}}$  (TAM), compuesta por las tasas de acrecimiento y de fusiones,
3. masa estelar  $M_s$  y
4. tasa de crecimiento de masa estelar,  $\dot{M}_s$  compuesta de la TFE in-situ y la tasa de crecimiento *ex situ* (por fusiones).

## 2.2. Análisis del catálogo semi-empírico

Como se mencionó en la Sección previa, RPAF17 aplicaron su método semi-empírico para lograr la conexión galaxia-halo. Dichos resultados se pueden usar ahora para sembrar galaxias en los (sub)halos a cada época (“*snapshot*”) en una de las tres simulaciones usadas en su análisis. En esta tesis se hace uso de dicho sembrado en la simulación cosmológica de N cuerpos Bolshoi-P, Klypin et al. (2016; [59]). La cosmología usada en esta simulación, así como en las otras dos (MDPL y SMDPL), corresponde al modelo  $\Lambda$  con los parámetros de la misión *Planck 2013* [78] que son muy similares a las de *Planck 2015*:  $\Omega_m = 0.307$ ,  $\Omega_b = 0.048$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.678$ ,  $h = 0.678$ . La simulación contiene  $2048^3$  partículas de materia oscura, cada una con una masa de  $1.3 \times 10^8 h^{-1} M_\odot$  contenidas en un volumen cúbico periódico de  $250 h^{-1}$  Mpc por lado, con longitud de suavizamiento gravitacional equivalente a Plummer  $\epsilon = 1.0 h^{-1}$  Kpc.

Los halos oscuros y sus propiedades en la simulación fueron determinados en [85] con el código “ROCKSTAR” (Robust Overdensity Calculation using K-Space Topologically Adaptive Refinement; [15]). ROCKSTAR utiliza un algoritmo adaptivo jerárquico refinado de FOF (“*friend of friends*”) en un espacio fase de seis dimensiones más una temporal. Asimismo, las masas correspondientes a estos halos fueron determinadas utilizando sobredensidades esféricas (incluyendo su sub-estructura, ver §2.1) y sus propiedades ajustando sus perfiles de masa al perfil Navarro-Frenk-White (NFW, [73]). Una vez detectados los picos de densidad y definidos los halos alrededor

de ellos, se calculan sus respectivas propiedades en cada uno de los 178 corrimientos al rojo (“*snapshots*” o “instantáneas”) que quedaron guardados como producto de la simulación. El código “CONSISTENT TREES” [15] se usa para ligar la evolución dinámica de cada uno de los halos y sus entornos, creando así un catalogo de halos y sus historias de fusión (“*merger trees*” o árboles de fusión) asegurando la conservación de masa entre cada intervalo temporal. La información obtenida por el procesamiento de las partículas de Bolshoi vía CONSISTENT TREES se encuentra distribuida en 125 archivos<sup>3</sup>, los cuales dividen en cubos de  $50 h^{-1}Mpc$  por lado el volumen total de la simulación.

### 2.2.1. Propiedades de los halos calculadas por ROCKSTAR

Aparte de la determinación de los picos de densidad, los radios y masas viriales,  $R_{\text{vir}}$  y  $M_{\text{vir}}$ , alrededor de ellos, el código ROCKSTAR calcula una serie de propiedades de los halos/subhalos que se reportan para la simulación Bolshoi y que eventualmente se usarán en nuestro análisis:

#### Parámetros del ajuste al perfil NFW:

El perfil de densidad de los halos en equilibrio se ajusta relativamente bien al así llamado perfil radial NFW, [73]:

$$\rho_{NFW}(r) = \frac{4\rho_s}{(r/R_s)(1+r/R_s)^2}, \quad (2.16)$$

donde la densidad característica ( $\rho_s$ ) y el radio de escala ( $R_s$ ) son los dos parámetros que definen el perfil. El radio de escala y el radio virial definen el parámetro de concentración del halo:

$$C_{\text{vir}} = R_{\text{vir}}/R_s, \quad (2.17)$$

---

<sup>3</sup>[https://slac.stanford.edu/~behroozi/BPlanck\\_Trees/](https://slac.stanford.edu/~behroozi/BPlanck_Trees/)

mismo que calcula ROCKSTAR. El perfil de masa correspondiente al perfil de densidad NFW es:

$$M(r) = 4\pi \int_0^r \rho_{NFW}(r') r'^2 dr' = 16\pi \rho_s R_s^3 \left[ \ln(1+x) - \frac{x}{1+x} \right], \quad (2.18)$$

donde  $x = r/R_s$ . La densidad característica puede ser escrita entonces como:

$$\rho_s = \frac{M_{\text{vir}}}{16\pi R_s^3 [\ln(1+C_{\text{vir}}) - C_{\text{vir}}/(1+C_{\text{vir}})]}. \quad (2.19)$$

De esta manera, el perfil de densidad NFW queda definido con dos nuevos parámetros,  $M_{\text{vir}}$  y  $C_{\text{vir}}$ . Ambos son parámetros que se reporta para todos los halos principales en cada época de la simulación Bolshoi.

### Perfil de velocidad circular:

La velocidad circular a un radio fijo está determinada por medio del perfil de masa:  $V(r) = \sqrt{G(M(<r)/r)}$ , donde  $G$  es la constante universal de la gravedad. De aquí se puede calcular el máximo del perfil de velocidad circular  $V_{\text{max}}$  y su respectivo radio máximo  $R_{\text{max}}$ , así como la velocidad circular al radio virial,  $V_{\text{vir}}$ . Para el perfil NFW,  $R_{\text{max}} = 2.1626R_s$ .

### 2.2.2. Propiedades evolutivas de los halos y sus galaxias

En este trabajo el análisis de los halos de materia oscura provenientes de CONSISTENT TREES está limitado a aquellos que presenten propiedades constreñidas por diversas observaciones y/o catálogos, por lo tanto se restringe el análisis a halos con masa virial a  $z \simeq 0$  superior a  $\sim 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$ .

Es indispensable obtener parámetros derivados de la simulación, como son: historias de crecimiento de halos, tasas de acreción de materia oscura, perfiles de masa (utilizando un perfil de densidad Navarro-Frenk-White. Para obtener cada uno de estos parámetros (estelares y oscuros) es necesario utilizar la rama principal de la masa de los halos de la simulación. Cabe destacar que el análisis y los resultados mostrados

en este trabajo fueron obtenidos utilizando únicamente los “*merger trees*” los cuales, a  $z = 0$  son halos centrales.

### Historia de crecimiento del halo

Para obtener la historia de crecimiento de masa virial del halo,  $M_{\text{vir}}(z)$ , se transforma el ordenamiento preestablecido por la lista de halos (BFS) a la secuencia en corrimiento al rojo de los halos mas masivos (DFS) de cada rama principal del “*merger tree*”, distinguiendo historias de crecimiento de halos individuales por medio de su número de progenitores y corrimiento al rojo, así mismo se restringe el número de elementos de las historias de crecimiento del halo a 154, correspondiente a un rango en corrimiento al rojo de  $0 \lesssim z \gtrsim 7$  y se procesan solo los halos centrales ( $PID = -1$ ) los cuales a  $z = 0$  tengan una masa virial dentro de los bins de masa utilizados.

### Tasa de agregación de masa del halo

La tasa de agregación de masa virial del halo (TAM),  $\dot{M}_{\text{vir}}(z)$ , es el resultado de tomar la diferencia de la historia de crecimiento de masa en una ventana temporal constante de  $10^8$  años (100 M-años): tomando la interpolación cúbica del arreglo de historias de crecimiento de halo se realiza iterativamente la diferencia de masas viriales con separación temporal de 100 M-años a partir de  $z = 0.1$ , siendo que esta diferencia es dividida por el intervalo temporal:  $\text{TAM} := \frac{\Delta(M_{\text{vir}})|_{100\text{Myr}}}{100\text{Myr}}$ . Cabe destacar que a corrimientos al rojo muy elevados, dicha ventana temporal puede estar fuera del rango de las “instantáneas” (“*snapshots*”) de la simulación; en estas situaciones, la TAM se obtiene por medio del cociente:  $\text{TAM}|_{100\text{Myr} > \Delta(z)} := \frac{M_{\text{vir}}|_z}{100\text{Myr}}$ .

Como se mencionó anteriormente, el enfoque permite dividir la TAM de los halos en una componente de acreción suave y otra por fusiones.

### Tasa de formación estelar

En la Sección 2.1 se describió cómo se calcula la TFE a partir del incremento en masa estelar  $\Delta M_s$ , mismo que se divide en la contribuciones de TFE *in situ*

y agregación por fusiones (*ex situ*). En esta tesis se usará un intervalo de tiempo  $\Delta t = 100$  Myr para las estimaciones de la TFE.

### 2.2.3. Métodos de ordenamiento en simulaciones cosmológicas

La manera de presentar de forma concreta y estructurada la información relevante de halos y grupos FOF dependiente del tiempo, arrojada por simulaciones cosmológicas, es ordenarla en “*merger trees*” los cuales son conjuntos de propiedades, parámetros o partículas de los halos o grupos denominados nodos, estructurados de manera jerárquica que determina, como su nombre lo indica, las relaciones de fusiones de halos o grupos de manera evolutiva. Partiendo de un identificador numérico asignado unívocamente a cada nodo y reglas pre-establecidas de correlación entre estos, es posible la reconstrucción de la evolución temporal de cada nodo, dichas reglas de correlación se conocen como pre-ordenamientos, los cuales son usualmente determinados por la masa asignada a cada nodo, caracterizando el acomodo y estructura de los elementos contenidos en los diagramas de árbol de los “*merger trees*”, siendo de particular importancia la denominada rama principal, la cual es el conjunto de nodos con un pre-ordenamiento particular, directamente relacionados con un elemento en un nivel particular (usualmente determinado a  $z = 0$ ). el cual sintetiza la evolución de dicha rama en un solo nodo. De la misma manera en la que el conjunto de nodos determina la estructura de los “*merger trees*”, el conjunto de “*merger trees*” compone los datos de las simulaciones cosmológicas, existiendo dos principales tipos de ordenamientos para el acomodo y lectura de los “*merger trees*” (ver Fig. 2.1).

El acomodo denominado “*Depth-First Search*” (DFS) prioriza el recorrido del árbol en profundidad de cada rama, antes de presentar la información de ramas adyacentes, lo cual, dependiendo del pre-ordenamiento asignado permite la caracterización de la rama principal de cada “*merger trees*”, sin ser necesaria la lectura de nodos ajenos a los contenidos en la rama principal.

En contraste al ordenamiento DFS, el “*Breadth-First Search*” (BFS) prioriza el recorrido por nivel, caracterizando la lectura del “*merger tree*” en base al número de nodos contenidos a un “*snapshot*” (nivel) dado, con esto es posible caracterizar la

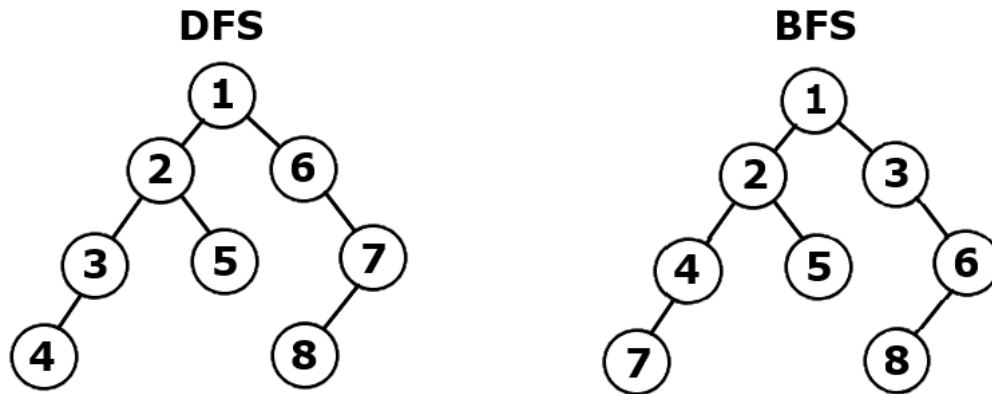


Figura 2.1: Tipos de ordenamiento utilizados en simulaciones, presentados con pre-ordenamiento lateral izquierdo, cada circulo numerado representa un nodo (halo o grupo FOF), las lineas rectas que ligan a los nodos representan la evolución temporal o fusiones. A la izquierda se presenta la lectura del ordenamiento “Depth-First Search” caracterizado por recorrer el “*merger tree*” en profundidad hasta agotar los nodos de cierta rama, pasando a recorrer nodos de niveles superiores de ramas adyacentes no caracterizados previamente e iterando el proceso, el nodo numero 2, el cual es el resultado de la fusión del nodo 3 y 5. A la derecha se presenta la lectura tipo “Breadth-First Search” el cual caracteriza cada nodo desde el nivel superior al inferior, siguiendo el pre-ordenamiento establecido. el nodo numero 4 es el resultado de la evolución temporal del nodo 7. La rama principal está determinada por el conjunto de nodos 1, 2, 3, 4 y 1, 2, 4, 7 para los ordenamientos DFS y BFS respectivamente.

información de los halos o grupos progenitores de uno o varios nodos a un “*snapshot*” dado.



# Capítulo 3

## Resultados e implicaciones

En este capítulo, para un catálogo sintético de halos/galaxias a diferentes épocas se presentan diferentes relaciones entre cantidades de las galaxias y sus halos, la demografía medida a diferentes épocas (corrimientos al rojo  $z$ ) y las trayectorias evolutivas medianas de las galaxias y sus respectivos halos en función de la masa. El catálogo sintético fue creado en la simulación cosmológica de  $N$  cuerpos Bolshoi-P [59] como se describió en Capítulo anterior, haciendo uso de la conexión-galaxia halo de RPAF17 descrita en §§ 2.1. Al final de este capítulo se discutirán las implicaciones de nuestros resultados y su interpretación a la luz de la teoría actual de formación y evolución de galaxias.

El análisis presentado en esta tesis se refiere solo a los halos principales (*“distinct”*) y sus respectivas galaxias centrales. Como ya se mencionó en la Introducción, en el Universo local  $\sim 70\%$  de las galaxias son centrales, siendo mayor esta fracción para umbrales más altos en masa. Además, la fracción de galaxias satélites decrece hacia el pasado, haciéndose despreciable para épocas mayores que  $z \sim 1$ . La evolución de las galaxias satélites, una vez que ellas adquieren esta característica se ve afectada gradualmente por procesos ambientales complejos que hay que estudiar por separado y que salen del objetivo de esta tesis.

Desde un punto de vista operacional, el análisis evolutivo se realiza *seleccionando halos de una dada masa (intervalo de masas, en realidad) en la “instantánea” “snapshot” correspondiente a  $z = 0$  y siguiendo la evolución hacia atrás de sus ramas*

principales. De esta manera, para halos/galaxias etiquetados por su masa final a  $z = 0$  se miden sus masas, tasas de crecimiento y formación estelar, radios, etc. a diferentes corrimientos al rojo en el pasado, es decir se determinan sus trayectorias evolutivas. Debido a que estudiamos solo halos principales (y por ende galaxias centrales), la masa a  $z = 0$  que se usa para seleccionar a los halos y sus galaxias es la masa virial,  $M_{\text{vir}}$ . Por otro lado, en cada “instantánea”  $z$  de la simulación se cuenta con la lista de halos/galaxias que al día de hoy son principales/centrales y para ellos se puede determinar su demografía y relaciones de escala en cada una las épocas.

### 3.1. Conexión galaxia–halo a diferentes épocas

Para la población de halos principales (y sus respectivas galaxias centrales) en la “instantánea”  $z = 0$ , así como para las poblaciones de sus progenitores en “instantáneas” previas, se calculan las medianas de diferentes cantidades en intervalos de masa virial o estelar correspondientes a cada época  $z$ . En la Figura 3.1 se presentan las medianas de los cocientes  $M_s/M_{\text{vir}}$ ,  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{vir}}$  y  $\text{TFE} \times M_{\text{vir}}/\dot{M}_{\text{vir}} \times M_s$  calculados en las épocas  $z$  (indicadas en el panel izquierdo inferior) en función de las masas viriales y estelares en el  $z$  correspondiente,  $M_{\text{vir}}(z)$  y  $M_s(z)$ , paneles izquierdos y derechos respectivamente. Las barras de error indican los percentiles 16–84 para la época  $z = 0.1$ <sup>1</sup> (para una distribución gaussiana esto equivale al  $1-\sigma$ ). La tasa de formación estelar TFE se calcula de acuerdo a lo descrito en §§2.1 y se refiere a la variación en un dado intervalo de tiempo (100 M-años) de la masa estelar acumulada in-situ (es decir, excluyendo la fracción de masa añadida por fusiones o ex-situ y considerando la pérdida de masa por evolución estelar). Note entonces que  $\text{TFE} \neq \dot{M}_s$  (ver ec. 2.8). Para el cálculo de la TAM,  $\dot{M}_{\text{vir}}$ , ver §§2.1. Como chequeo de consistencia, en el panel superior izquierdo de la Figura 3.1 se grafica lo que se obtiene de usar los ajustes analíticos continuos a las relaciones  $M_s(M_{\text{vir}};z)$ ,  $\text{TFE}(M_{\text{vir}};z)$  y  $\dot{M}_{\text{vir}}(M_{\text{vir}};z)$  dados en RPAF17 [87] para *toda* la población de galaxias, es decir incluyendo subhalos

<sup>1</sup>El corrimiento al rojo  $z = 0.1$  corresponde a un promedio de los diversos catastros observacionales de galaxias locales que se usaron para realizar el empate de abundancias en RPAF17.

y galaxias satélites (líneas segmentadas). El acuerdo es muy bueno, mostrando que la inclusión de subhalos/satélites tiene un efecto menor en las relaciones  $M_s-M_{\text{vir}}$  a todas las épocas.

Mientras que el cociente  $M_s/M_{\text{vir}}$  se puede considerar como *la eficiencia integral (acumulativa) de conversión a estrellas* de un halo hasta una época dada, el cociente  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{vir}}$  es *la eficiencia diferencial (instantánea)<sup>2</sup> de formación estelar* en una época dada. Recordemos que las relaciones de la Figura 3.1 a cada época provienen de la conexión semi-empírica de observaciones demográficas a diferentes  $z$ 's con las FMH,  $\phi_h(M_{\text{vir}})$ , de la simulación cosmológica de N-cuerpos Bolshoi-P. Los resultados del primer panel, a nivel cualitativo, son ampliamente aceptados como lo evidencia la reseña de Wechsler & Tinker (2018, [104]). En el detalle, nuestra relación  $M_s/M_{\text{vir}}-M_{\text{vir}}$  es de las que menos evolución muestra, en particular en el lado de las altas masas (comparar por ejemplo con los resultados de Behroozi et al. (2013,2019; [13, 10]) o Moster et al. (2013,2020; [67, 68])). La forma y cambio con  $z$  de este lado depende de la parte de altas masas de las FME de las galaxias,  $\phi_{g_{\text{obs}}}$ .

De acuerdo a la Figura 3.1, los halos de masas alrededor de  $1 - 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  son los más eficientes en haber convertido estrellas en toda época, al menos hasta  $z \sim 4$ . En mayor detalle, para las relaciones  $M_s/M_{\text{vir}}-M_{\text{vir}}$  se ve que la masa  $M_{\text{vir}}$  al pico ligeramente se incrementa con  $z$ , es decir la  $M_{\text{vir}}$  más eficiente en haber convertido estrellas hasta una dada época va ligeramente decreciendo con el tiempo cósmico: las masas al pico son  $M_{\text{vir}} \gtrsim 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  para  $z > 2$  y  $M_{\text{vir}} \sim 10^{12} M_{\odot}$  a  $z = 0.1$ . Esto traducido a la masa estelar  $M_s$  al pico del cociente  $M_{\text{vir}}/M_s$  (panel derecho superior) muestra un incremento proporcional aún menor e incluso se estanca o revierte para  $z > 2$ . De  $z \sim 2$  a  $z = 0.1$ ,  $M_s$  al pico va de  $\sim 4 \times 10^{10} M_{\odot}$  a  $\sim 2.5 \times 10^{10} M_{\odot}$ . Este comportamiento corresponde, al menos en dirección, a una de las manifestaciones

---

<sup>2</sup>En realidad se trata de un promedio en 100 M-años, el intervalo de tiempo que se usa para calcular tanto la TFE como la TAM. Para las escalas cosmológicas, 100 M-años es un periodo muy pequeño, cuasi-instantáneo.

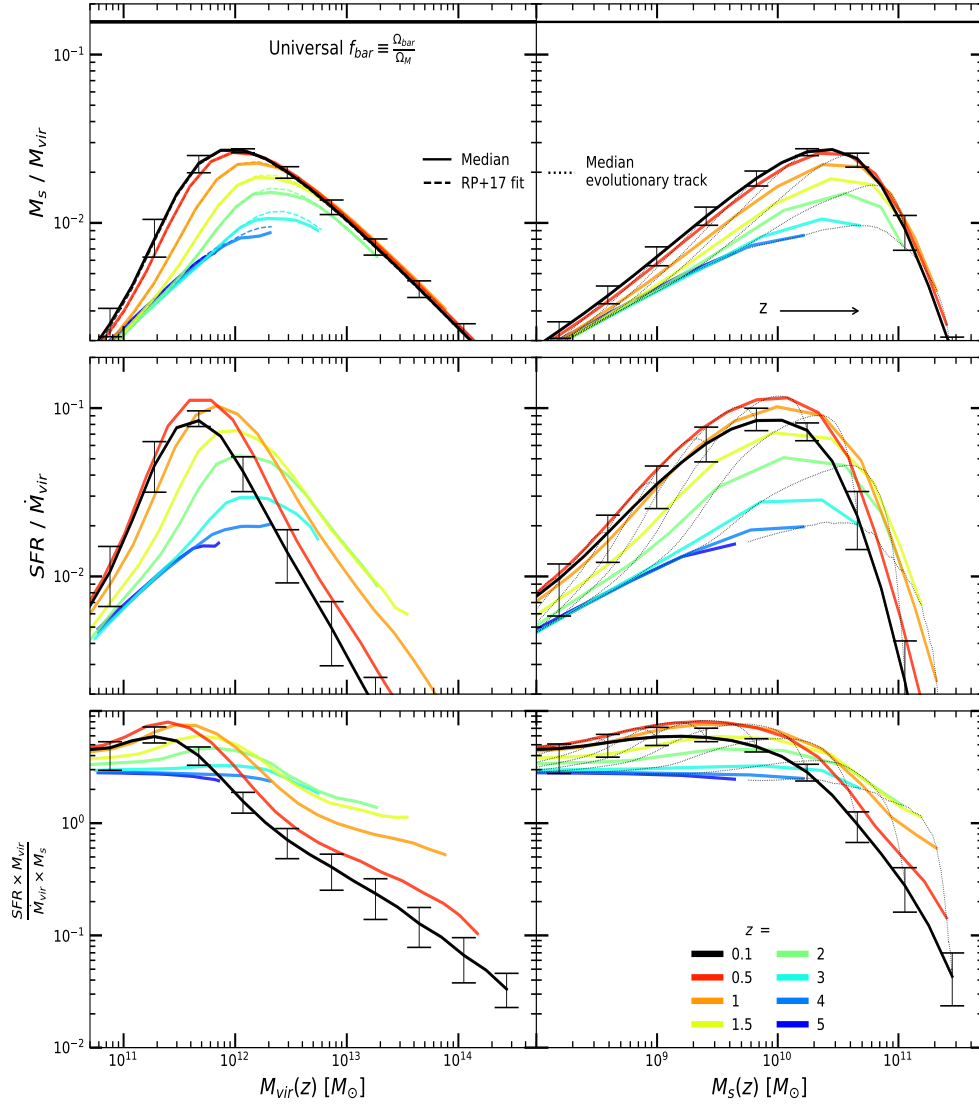


Figura 3.1: *Paneles superiores:* Cociente  $M_s/M_{\text{vir}}$  vs.  $M_{\text{vir}}$  (panel izq.) y  $M_s$  (panel der.) a diferentes corrimientos al rojo  $z$ . La dispersión de la relación se muestra con barras de error para  $z = 0.1$ . En el panel derecho las líneas punteadas son trayectorias evolutivas medianas que terminan con diferentes masas estelares a  $z = 0.1$ . *Paneles intermedios:* Cociente TFE/ $\dot{M}_{\text{vir}}$  vs.  $M_{\text{vir}}$  (panel izq.) y  $M_s$  (panel der.) a diferentes  $z$ . *Paneles inferiores:* Cociente de los paneles intermedios entre los superiores, es decir la eficiencia específica de conversión a estrellas, la cual incluye también la capacidad de retener al gas bariónico.

del así llamado “achicamiento” (*downsizing*), es decir las galaxias más masivas se ensamblaron más temprano que las menos masivas; ver p. ej. [47, 6] y más citas ahí.

Por otro lado, la amplitud del pico de la eficiencia integral de conversión a estrellas,  $M_s/M_{\text{vir}}$ , va creciendo hacia  $z$ 's más bajos, por un factor de  $\sim 3$  desde  $z = 5$  hasta  $z = 0.5$  y luego se mantiene casi igual. Esto muestra que hasta  $z \sim 0.5$  la eficiencia integral de conversión a estrellas fue creciendo para luego estancarse o saturarse. No obstante esto es estrictamente válido sólo para las galaxias en halos de masas alrededor de  $M_{\text{vir}} = 1 - 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  (masas estelares de  $2 - 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ ) a cualquier época. Mientras mayores son las masas a éstas, se ve que más y más temprano dejó de incrementar por completo la relación  $M_s/M_{\text{vir}} - M_{\text{vir}}$ . Para masas menores se ve algo similar aunque no tan drástico. En general, la relación  $M_s/M_{\text{vir}} - M_{\text{vir}}$  muestra una tendencia a decrecer con  $z$ , especialmente en el intervalo de masas entre  $10^{11}$  y  $5 \times 10^{12} M_{\odot}$ . Para masas menores y mayores, esta relación muestra poco cambio con  $z$ , sobre todo para  $z < 2$ .

Es importante notar que el cociente  $M_s/M_{\text{vir}}$  de las galaxias centrales está muy por debajo de la así llamada fracción bariónica universal<sup>3</sup>,  $f_{\text{bar}} \equiv \Omega_{\text{bar}}/\Omega_{\text{m}}$ , incluso en su máximo pico histórico, mismo que se da a  $z = 0.1$ . Para la cosmología usada aquí,  $f_{\text{bar}} = 0.156$  (línea segmentada horizontal en la Fig. 3.1), valor que es  $\sim 6.5$  veces mayor al máximo histórico promedio de  $M_s/M_{\text{vir}}$ . En las galaxias, los bariones no sólo están en forma de estrellas sino que también de gas, principalmente gas frío atómico y molecular. En las galaxias centrales locales de masas  $\sim 2 - 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ , los cocientes de masa de gas frío a masa estelar son  $\sim 0.3$  en promedio (ver por ej. [22, 23]), lo que daría un pico de  $\sim 0.033$  en el cociente  $M_{\text{g,bar}}/M_{\text{vir}}$  a  $z = 0.1$  ( $M_{\text{g,bar}}$  es la masa bariónica de la galaxia), un factor  $\sim 5$  aún menor al de la fracción bariónica universal. Definitivamente, *las eficiencias de conversión a estrellas, así como, en general, la de captura y retención de bariones en las galaxias, son muy bajas*. El grueso de los bariones del Universo no están en las galaxias y no han sido convertidos en estrellas.

Las líneas punteadas que conectan diferentes épocas en el panel superior derecho

---

<sup>3</sup>Esta es una cantidad global, de tipo cosmológica y relacionada con la determinación de los parámetros cosmológicos  $\Omega_m$ ,  $\Omega_{\text{cdm}}$  y  $\Omega_{\text{bar}}$ , donde  $\Omega_m = \Omega_{\text{cdm}} + \Omega_{\text{bar}}$ .

de la Figura 3.1 son las trazas evolutivas promedio de las galaxias, mismas que se estudiarán con más detalle en §§3.2. Como se aprecia, galaxias que terminan en la curva de  $z = 0.1$  con masas  $M_s \sim 2.5 \times 10^{10}$  y menores, en promedio siempre han estado aumentando su eficiencia de formación estelar acumulativa (cociente  $M_s/M_{\text{vir}}$ ). Galaxias de masas mayores alcanzaron un máximo en el cociente  $M_s/M_{\text{vir}}$  en el pasado, más temprano mientras más masivas son, decreciendo luego mucho (ver también Figura 3.3 más adelante), es decir que mientras  $M_s$  crece muy poco para estas galaxias desde épocas muy en el pasado,  $M_{\text{vir}}$  continúa creciendo bastante.

De mayor novedad son los paneles intermedios de la Figura 3.1, mismos que muestran la eficiencia instantánea de formación estelar (con relación a la tasa de acrecimiento de materia de los halos, TAM). Conceptualmente, la integración en el tiempo de esta eficiencia instantánea de formación estelar (restando la pérdida de masa de las estrellas por vientos y supernovas) es la que conduce a la eficiencia integral analizada arriba. A todas las épocas ( $z$ 's), TFE/TAM presenta una distribución de campana en función de  $M_{\text{vir}}$ , con un pico de eficiencia que disminuye desde  $M_{\text{vir}} \sim 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  a  $z \sim 4$  hasta  $M_{\text{vir}} \sim 4 \times 10^{11} M_{\odot}$  a  $z = 0.1$ . En masas estelares, los picos van de  $M_s \sim 2 \times 10^{10} M_{\odot}$  hasta  $M_s \sim 10^{10} M_{\odot}$ , evidenciando el proceso de “*downsizing*” mencionado arriba. No obstante, recordemos que los halos tan o más masivos que  $\sim 10^{12} M_{\odot}$  muy en el pasado eran extremadamente raros, razón por la que las galaxias eficientes en formar estrellas en esas épocas fueron también muy raras. El comportamiento de eficiencia de formación estelar instantánea, TFE/TAM, a masas intermedias ( $7 \times 10^9 \lesssim (M_s/M_{\odot}) \lesssim 5 \times 10^{10}$ ) es tal que aumenta con el tiempo, a excepción del intervalo entre  $z = 0.5$  y  $z = 0.1$  donde se ve un muy ligero decrecimiento. Esto implica que estas galaxias empiezan con muy bajas eficiencias pero luego se incrementan muy rápido para, cercano a  $z \sim 0.5$ , frenar o revertir ese crecimiento. Las galaxias menos masivas muestran un incremento más lento y constante. Es justamente lo que muestran las trayectorias evolutivas en el panel derecho inferior (líneas punteadas) pero se verá esto en más detalle abajo, en la Fig. 3.3. Por el contrario, en el lado de las altas masas, la relación TFE/TAM vs.  $M_{\text{vir}}$  o  $M_s$  ha disminuido sistemáticamente a medida que  $z$  es menor, alcanzando un menor nivel a  $z = 0.1$ .

Esto se traduce en trayectorias de eficiencia de formación estelar instantánea (líneas punteadas) que fueron relativamente altas en épocas tempranas, crecieron más y hacia  $z$ 's menores llegaron a su máximo para luego decrecer muy rápidamente (“apagado” o “*quenching*”), primero las más masivas.

Finalmente, los paneles inferiores de la Figura 3.3 muestran el cociente de los paneles del medio entre los paneles superiores:  $(\text{TFE}/\dot{M}_{\text{vir}})/(M_s/M_{\text{vir}})$  que se puede expresar también como  $(\text{TFE}/M_s)/(\dot{M}_{\text{vir}}/M_{\text{vir}})\equiv\text{TFEe}/\text{TAMe}$ , donde TFEe es la TFE específica y TAMe es la TAM específica. Por lo tanto, éste es el cociente de las tasas de FE y de acreción de masa del halo *específicos*. Las inversas de estas cantidades son tiempos característicos,  $t_{\text{gal}}$  y  $t_{\text{halo}}$  que se pueden interpretar respectivamente como los tiempos en que la masa estelar de una galaxia y la masa virial de su halo se duplicarían manteniendo constantes las respectivas TFE y TAM en curso. Por lo tanto, el cociente  $t_{\text{gal}}/t_{\text{halo}}$  evalúa el tiempo característico de crecimiento por formación estelar de una galaxia con relación al tiempo característico de crecimiento de la masa virial de su halo. Es interesante que para masas  $M_{\text{vir}} > 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  o  $M_s > 4 \times 10^{10} M_{\odot}$  a  $z = 0.1$ , incrementando estos límites cuando  $z > 0$ ,  $t_{\text{gal}}/t_{\text{halo}} > 1$  (o  $\text{TFEe}/\text{TAMe} < 1$ ), con valores más y más grandes a medida que la masa es mayor. Entonces, en estas galaxias el tiempo característico de crecimiento por formación estelar en una dada época es más lento que el tiempo característico de crecimiento de sus halos (y por ende de incorporación de bariones). Además con el tiempo se incrementa esta diferencia en tiempos, mostrando que *las galaxias formadas en halos masivos muy pronto se vuelven lugares poco eficientes para atrapar los bariones acretaados en el halo (que sigue creciendo eficientemente) y formar consecuentemente estrellas*; ver también las líneas punteadas en el panel derecho, mismas que indican las trayectorias evolutivas.

Por otro lado, a medida que  $M_{\text{vir}}$  y  $M_s$  son menores que las masas mencionadas arriba, mayor es la capacidad de capturar bariones y transformarlos en estrellas con relación a la disponibilidad de materia incorporada en los halos, misma que disminuye con el tiempo. Como se aprecia en los paneles inferiores de la Figura 3.3, en halos menores a  $\sim 3-5 \times 10^{11} M_{\odot}$  ( $M_s \lesssim 1-2 \times 10^{10} M_{\odot}$ ) las TFEe son 4-8 veces mayores que

las TAME (aunque para masas muy bajas y  $z \gtrsim 2$ , las diferencias son algo menores). *Las galaxias en estos halos de baja masa crecen tardíamente por formación estelar con una mayor eficiencia que la del crecimiento de los propios halos, crecimiento que se ralentiza con el tiempo a medida que  $M_{\text{vir}}$  es menor.*

### Tasas de formación estelar específicas en función de la masa

En la Figura 3.2 se presenta el cociente  $\text{TFE}/M_s$  de las galaxias en función de  $M_{\text{vir}}(z)$  y  $M_s(z)$  a diferentes  $z$ , paneles izquierdos y derechos respectivamente. Como se mencionó arriba, el cociente  $\text{TFE}/M_s$  es la *tasa de formación estelar específica* (TFEe) y caracteriza el nivel de actividad de formación estelar de las galaxias con relación a su pasado, dado que  $M_s$  es justamente la TFE integrada hasta la época en cuestión y corregida por la pérdida de masa estelar (ver ec. 3.1 más abajo). La inversa de la TFEe es un tiempo característico que se puede interpretar como aquel que le tomará a la galaxia de masa  $M_s(z)$  en duplicar esa masa si mantiene la  $\text{TFE}(z)$  en curso. Es importante recordar que las TFEe a diferentes  $z$ 's en función de  $M_s$  compiladas y homogeneizadas de la literatura fueron restricciones observacionales que se usaron en el modelo semi-empírico de RPAF17. Por lo tanto, los resultados presentados en el panel derecho son un ajuste razonable a las observaciones. Las galaxias en promedio forman estrellas en escalas de tiempo más cortas hacia el pasado, con diferencias alrededor de un factor 30 entre  $z = 0.1$  y  $z = 5$ . Por otro lado, en cada época, hay una masa característica a partir de la cual las galaxias más masivas incrementan notablemente esa escala de formación estelar. La masa característica, por ejemplo en  $M_s$ , disminuye con el tiempo. Esto es otra manifestación del “*downsizing*”: masas cada vez más chicas frenan con el tiempo su actividad de formación estelar con relación al pasado.

Lo mencionado anteriormente se puede apreciar con más claridad en las trayectorias evolutivas promedio mostradas en el panel derecho de la Figura 3.2 (líneas



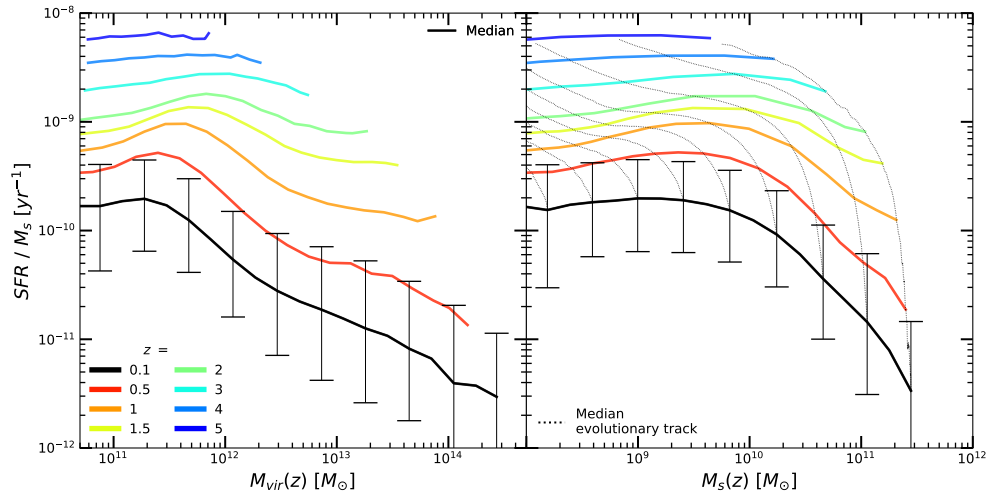


Figura 3.2: Medianas de la TFE específica en función de  $M_{\text{vir}}$  y  $M_s$  a diferentes épocas  $z$ . Las barras de error muestran la dispersión de la relación a  $z = 0.1$ . En el panel derecho se muestran algunas trayectorias evolutivas medianas, línea punteada.

punteadas), algo que el método semi-empírico permite calcular. En general, para masas estelares arriba de algunos  $10^9 M_{\odot}$ , a medida que la  $M_s$  de las galaxias es mayor, las TFEe's son menores pero hay una época en que el decrecimiento se torna muy rápido, más temprano mientras más masiva es la galaxia. Es decir las galaxias más masivas claramente sufrieron un proceso de rápida declinación de su formación estelar, mientras que las menos masivas aún no entraron en ese proceso de apagado o “*quenching*”. En §§3.3 se discutirán en mayor detalle estas cuestiones. Note que para masas menores a algunos  $10^9 M_{\odot}$ , las relaciones TFEe– $M_s$  son planas o ligeramente decrecientes hacia masas menores, es decir el comportamiento de altas masas se revierte a las bajas masas. Las implicaciones de esto se discutirán en §§3.2.1.

## 3.2. Evolución de las galaxias versus evolución de los halos

En esta sección, haciendo uso de los árboles de fusiones de la simulación de N-cuerpos Bolshoi-P, se presentarán las trayectorias evolutivas promedio (en realidad medianas) correspondientes a las ramas principales de los halos seleccionados a  $z = 0$  y las galaxias centrales sembradas en ellos con el método semi-empírico de RPAF17 en cada “instantánea” de la simulación. Se toman en cuenta, en cualquier época, sólo halos resueltos con más de 100 partículas, lo cual implica una masa mínima de  $M_{\text{vir}} = 2.2 \times 10^{10} M_{\odot}$ . Seleccionamos a  $z = 0$  nueve intervalos delgados de  $M_{\text{vir}}$ , con un ancho de  $\pm 0.05$  dex alrededor de  $\log(M_{\text{vir}}/M_{\odot}) = 10.5, 11.00, \dots, 14.5$ . Para los halos que caen en cada uno de estos delgados intervalos a  $z = 0$  y para sus galaxias asociadas se calculan las medianas y percentiles de las trayectorias evolutivas de diferentes propiedades. En la Figura 3.3 se presentan las trayectorias medianas de varias de estas propiedades en función de  $(1+z)$ , donde el factor de escala  $a = (1+z)^{-1}$  es la unidad de tiempo natural de las simulaciones. En lo que sigue, se discutirán los resultados presentados en esta figura.

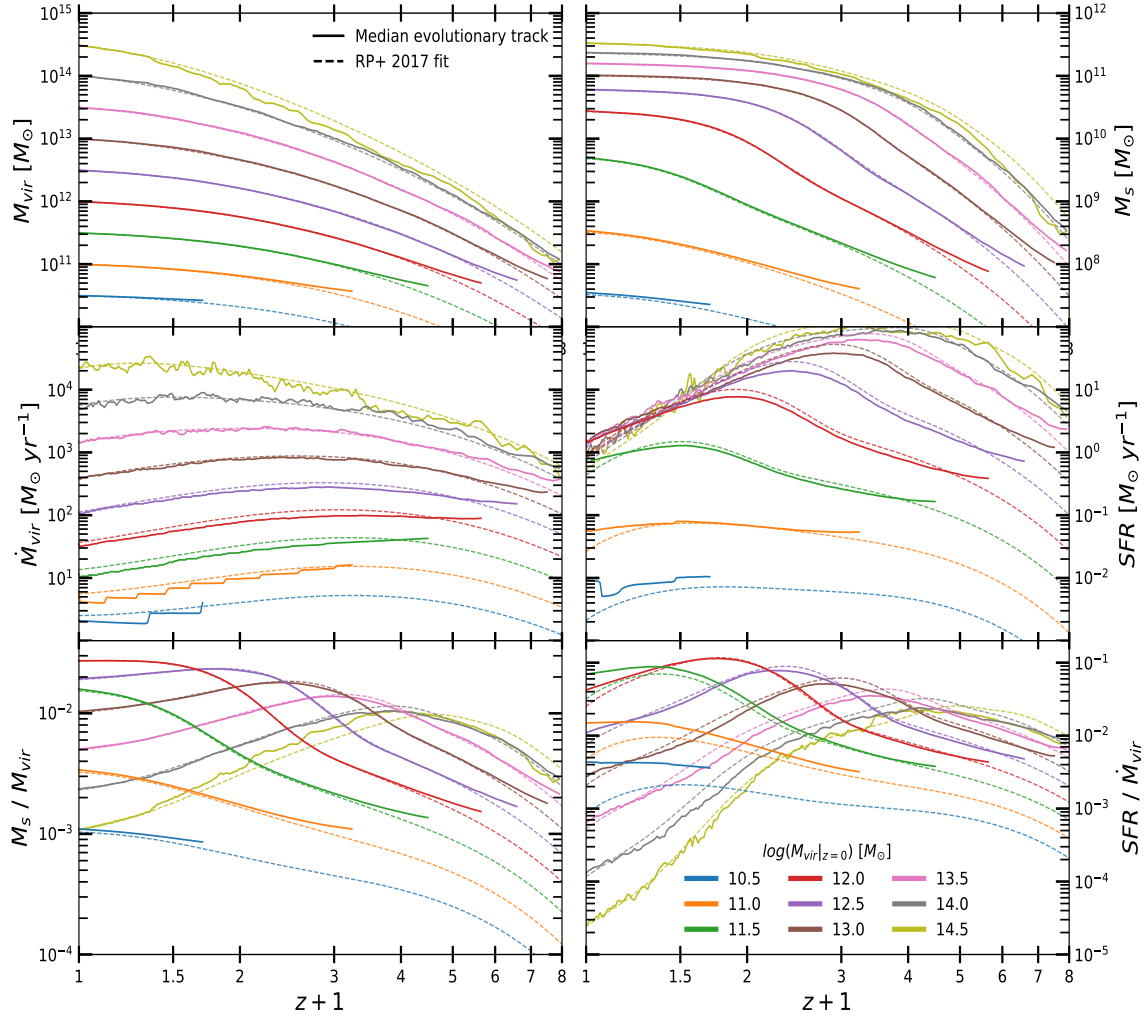


Figura 3.3: Trayectorias evolutivas medianas de los progenitores de halos/galaxias definidos a  $z = 0$  en 9 intervalos estrechos de masa virial. *Paneles superiores:* Trayectorias de la masa virial (izq.) y estelar (der.). *Paneles del medio:* Trayectorias de la tasa de acreción de masa virial (izq.) y de la tasa de formación estelar (der.). *Paneles inferiores:* Trayectorias evolutivas de las eficiencias de conversión a estrellas integral (izq.) y diferencial (der.).

### 3.2.1. Historias de crecimiento de masa del halo y de masa estelar de la galaxia

Los paneles superiores de la Figura 3.3 muestran las historias medianas de crecimiento de masa de los halos  $M_{\text{vir}}(z)$ , izquierda, y de sus galaxias centrales asociadas  $M_s(z)$ , derecha. En el panel izquierdo se indican a qué  $M_{\text{vir}}(z=0)$  corresponde cada color. Las líneas punteadas son los ajustes analíticos que RPAF17 reportaron para  $M_{\text{vir}}(z)$  y  $M_s(M_{\text{vir}}; z)$  para *todos* los halos/galaxias. Dichos ajustes son una buena descripción de las historias de crecimiento de halos principales y galaxias centrales. Los paneles centrales muestran las historias correspondientes de la tasa de acreción de los halos,  $\dot{M}_{\text{vir}}$ , y de formación estelar *in situ* de las galaxias, TFE; recordamos que este último no es igual a  $\dot{M}_s$ , ver ec. (2.8). Nuestras trayectorias se cortan cuando a una dada época se cae por debajo del 70% del total de progenitores; esto ocurre cuando un dado halo está resuelto con menos de 100 partículas. Las medianas usando solo los progenitores bien resueltos tienden a ser cada vez más sesgadas hacia altos  $z$ 's por lo que ya no son atendibles. Parte de ese sesgo se alcanza a ver hacia altos  $z$ 's, más altos mientras más masivos son los halos, incluso cuando usamos el criterio del 70%.

Comparando los paneles izquierdo y derecho de arriba observamos la conocida diferencia en las formas de las historias de crecimiento de masa del halo y su galaxia albergada (ver por ej., [30, 45, 11, 69]), algo que a veces se ha mencionado como un ensamblaje jerárquico o “*upsizing*” en el caso de los halos y anti-jerárquico o “*downsizing*” en el caso de sus galaxias: Los halos de MO ensamblan sus masas más tardíamente mientras más masivos son (de lo chico a la grande, jerárquicamente), mientras las galaxias ensamblan sus masas estelares más temprano mientras más masivas son (de lo grande a lo chico). Como se discute en [45, 6, 33], hay un desacoplamiento sistemático entre las historias de crecimiento de masa de los halos y sus galaxias. Es para los halos con  $M_{\text{vir}}(z=0) \sim 2 - 5 \times 10^{12} M_{\odot}$  ( $M_s(z=0) \sim 3 - 6 \times 10^{10} M_{\odot}$ ) para los que el desacoplamiento es menor, al menos desde  $z \sim 1$ , es decir el crecimiento de  $M_s$  de la galaxia sigue aproximadamente el crecimiento de su halo en los últimos 7–8

G-años (ver también la evolución de los cocientes  $M_s/M_{\text{vir}}$ ). Para masas mayores, la galaxia frena su crecimiento mientras el halo crece aceleradamente, incrementándose esta diferencia mientras más masivos son los halos. Para masas menores, mientras el crecimiento del halo se frenó tempranamente (se formó temprano), la galaxia crece tardíamente.

En los paneles inferiores de la Fig. 3.3 se aprecia también cómo las tasas de acreción de masa de halos y de formación estelar de galaxias difieren, siendo justamente los mecanismos físicos de calentamiento/enfriamiento del gas y de retroalimentación por parte de la galaxia los que los desacoplan. Esto complementa la discusión en §§3.1 con relación a los páneles intermedios de la Fig. 3.1.

### Épocas características de ensamblaje de masa de halo y galaxia

Otra manera de apreciar y cuantificar las tendencias opuestas con la masa en cuanto al ensamblaje de los halos y de las galaxias es midiendo la época en que halos y galaxias ensamblaron una dada fracción de sus masas actuales, por ejemplo, el 50 % y el 90 %. La Figura 3.4 presenta las medianas del corrimiento al rojo ( $z_{50\%}$ , paneles superiores) o del tiempo regresivo ( $T_{50\%}$ , paneles inferiores) en que las galaxias (líneas azules continuas) y los halos (líneas grises continua) alcanzaron el 50 % de sus masas correspondientes, en función de  $M_s(z=0)$ , paneles izquierdos, o de  $M_{\text{vir}}(z=0)$ , paneles derechos. Las áreas sombreadas corresponden a los percentiles 16–84. Se calculó también el  $z_{50\%}$  o  $T_{50\%}$  usando las trayectorias medianas de  $M_{\text{vir}}$  y  $M_s$  presentadas en la Figura 3.3 (líneas punto-segmentadas). La coincidencia entre la mediana de  $z_{50\%}$  o  $T_{50\%}$  de las trayectorias y el  $z_{50\%}$  o  $T_{50\%}$  de las trayectorias medianas es muy buena.

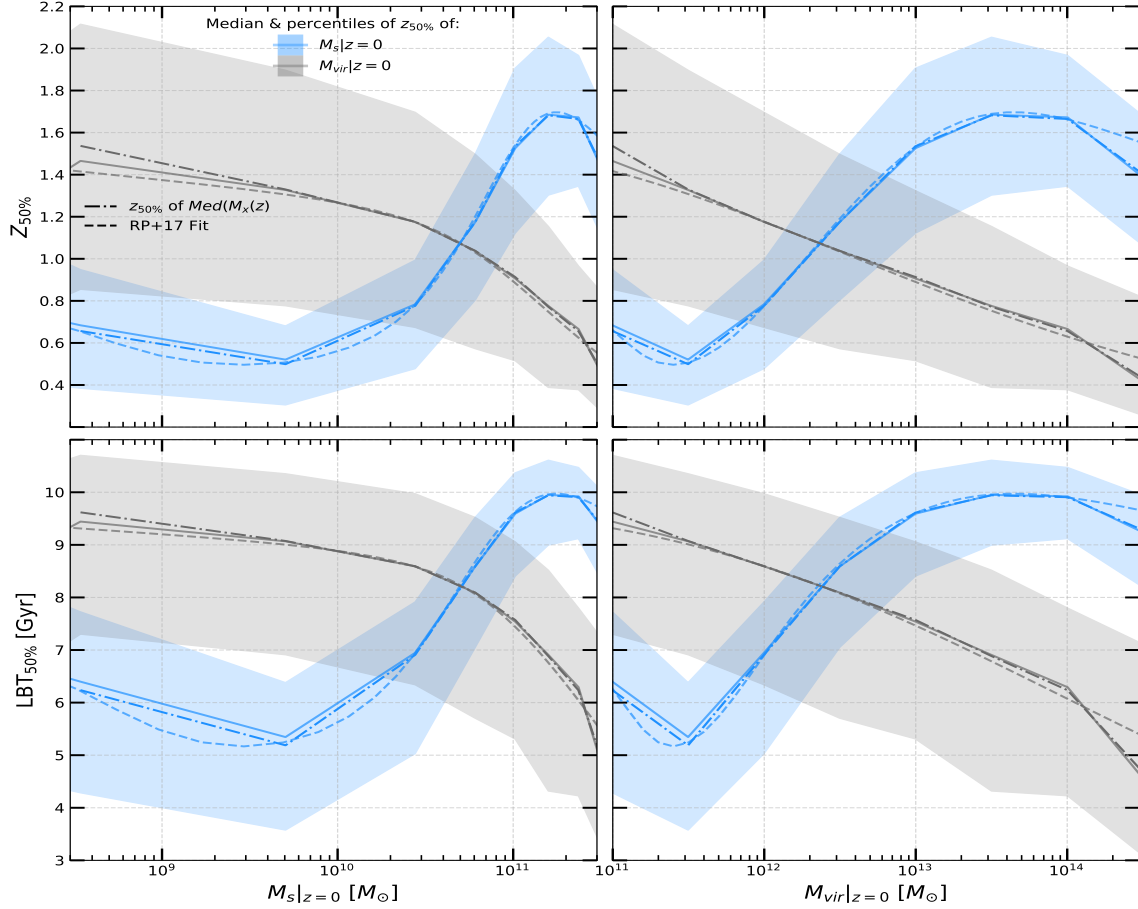


Figura 3.4: Mediana y dispersión de  $z$  (paneles superiores) y tiempo regresivo LBT (paneles inferiores) donde las galaxias (azul) y halos (gris) alcanzan el 50 % de sus respectivas masas definidas a  $z = 0$ . La línea continua indica la mediana y la respectiva área de color, los percentiles 16 – 84. La línea punto-segmentada indica las épocas ( $z$  o LBT) en donde las medianas de las historias de crecimiento de masa alcanzan el 50 % y la línea segmentada muestra el ajuste de RPAF17. Los paneles izquierdos muestran  $z$  o LBT en función de la masa estelar y los derechos, de la masa virial, ambas a  $z = 0$ .

La tendencia mostrada en la Figura 3.4 para los halos es clara: mientras más masivos son ellos (o más masivas son las galaxias que albergan), más tardíamente se alcanza el 50 % de sus masas actuales. Para las masas más chicas, por ejemplo  $M_{\text{vir}} \sim 10^{11} M_{\odot}$ , las medianas y los valores correspondientes a los percentiles 16 – 84 (arriba y abajo) son:  $z_{50\%} = 1.47_{0.85}^{2.11}$  y  $T_{50\%} = 9.44_{7.30}^{10.70}$  G-años. Para las masas más altas,  $M_{\text{vir}} \sim 10^{14} M_{\odot}$ ,  $z_{50\%} = 0.67_{0.38}^{0.97}$  y  $T_{50\%} = 6.30_{4.23}^{7.80}$  G-años. Por el contrario, la tendencia para las galaxias es inversa: mientras más masivas son ellas o los halos que

las albergan, más temprano ensamblaron el 50 % de sus masas actuales, al menos en el intervalo de masas actuales de  $M_s \sim 5 \times 10^9 - 2 \times 10^{11} M_\odot$  ( $M_{\text{vir}} \sim 3 \times 10^{11} - 10^{14} M_\odot$ ); para masas mayores parece revertirse un poco esta tendencia (ver abajo una discusión del porqué). Para  $M_s = 5 \times 10^9 M_\odot$ ,  $z_{50\%} = 0.52_{0.31}^{0.68}$  y  $T_{50\%} = 5.36_{3.58}^{6.39}$  G-años, mientras que para  $M_s = 2 \times 10^{11} M_\odot$ ,  $z_{50\%} = 1.68_{1.33}^{2.01}$  y  $T_{50\%} = 9.93_{9.06}^{10.54}$  G-años. Es para halos con  $M_{\text{vir}} \sim 2 \times 10^{12} M_\odot$  (galaxias con  $M_s \sim 5 \times 10^{10} M_\odot$ ) que las épocas de ensamblaje de mitad de la masa virial y mitad de la masa estelar coinciden, con valores  $z_{50\%} \sim 1.07$  y  $T_{50\%} \sim 8.22$  G-años. Como ya se mencionó arriba, son para estas masas de halos o galaxias que sus trayectorias de ensamblaje de masa tienden a seguirse una a otra desde  $z \sim 1$ . Para masas mayores o menores, divergen unas de otras.

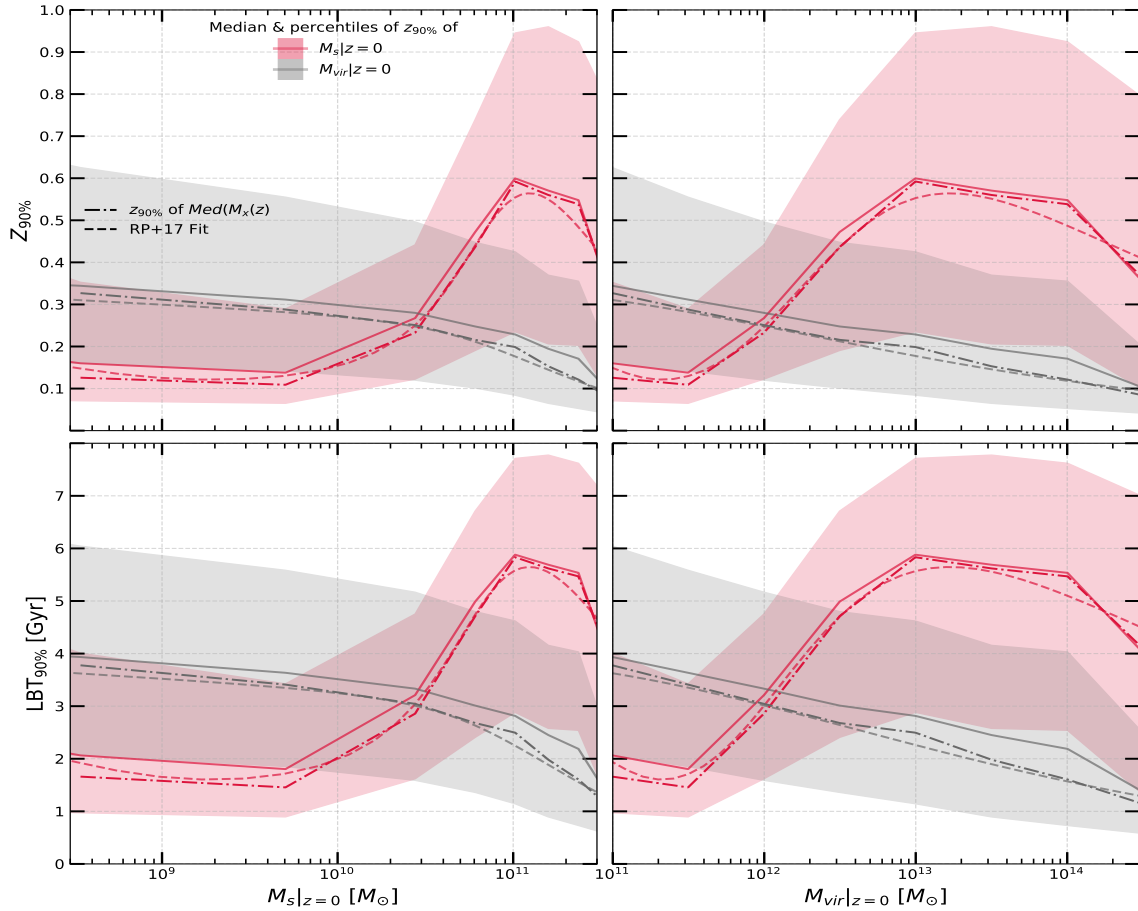


Figura 3.5: Similar a la Figura 3.4 pero para épocas en que se ensambló el 90 % de la masa final ( $z = 0$ ) de la galaxia y del halo.

La Figura 3.5 presenta resultados similares a la Figura 3.4 pero para las épocas en que se ensambla el 90 % de la masa del halo y de la galaxia. Obviamente dichas épocas son más tardías que para el 50 %. Incluso para estas fases tardías del ensamblaje de los halos y sus galaxias, persisten de manera clara las tendencias contrarias entre ensamblaje de halo y galaxia discutidas arriba.

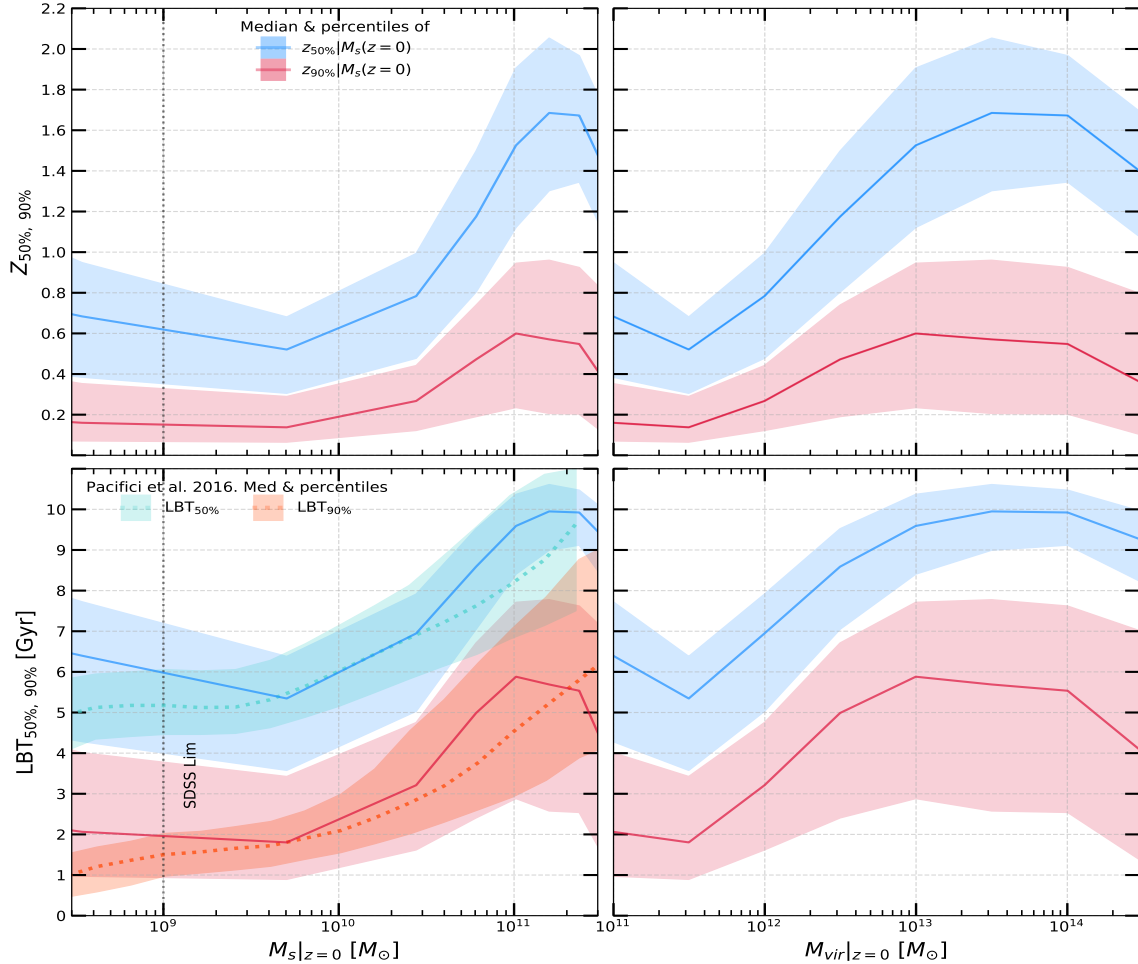


Figura 3.6: Mediana y percentiles del corrimiento al rojo (sup.) y tiempo regresivo (inf.) donde se alcanza el 50 % y 90 % de la masa estelar a  $z = 0$ , en función de la masa estelar (izq.) y virial (der.) a  $z = 0$ . En el panel inferior izquierdo se muestran los resultados arqueológicos de [75] usando el SDSS; las medianas y percentiles 16–84 se indican con líneas punteadas y áreas sombreadas respectivamente.

En la Figura 3.6 se comparan las medianas y percentiles 16-84 de las épocas cuando la masa estelar de las galaxias alcanzó el 50 % (color azul) y el 90 % (color rojo) de



las masas actuales, tanto en función de  $M_s$  como  $M_{\text{vir}}$ . Las diferencias en tiempo entre las épocas en que se alcanzó el 50 % y 90 % de la masa estelar son en promedio  $\sim 3 - 3.5$  G-años para masas de  $M_s \sim 5 \times 10^9 - 10^{11} M_\odot$ . Para masas mayores, el 90 % se alcanza en promedio 4.0-4.5 G-años después del 50 %. Las galaxias centrales con masas  $M_s \approx 2 \times 10^{11} M_\odot$  tienen medianas y percentiles 16 – 84 de ensamblaje del 50 % de su masa de  $z_{50\%} = 1.68_{1.33}^{2.01}$  y  $T_{50\%} = 9.93_{9.06}^{10.54}$  G-años, como se dijo. Para masas mayores a éstas,  $z_{50\%}$  o  $T_{50\%}$  resultan de manera sorpresiva algo menores. No obstante, dicho comportamiento de inversión en la tendencia no se ve para épocas cuando se ensambló, por ejemplo, solo el 25 % de  $M_s$  de las galaxias actuales; las galaxias más masivas que  $M_s \approx 2 \times 10^{11} M_\odot$  ensamblaron el 25 % de sus masas más temprano que las menos masivas. ¿Pero por qué las galaxias, por ejemplo, de  $M_s \approx 3 \times 10^{11} M_\odot$  ensamblaron luego el 50 % de su masa actual más tardíamente que las de  $M_s \approx 2 \times 10^{11} M_\odot$ ?

Para explorar en más detalle el ensamblaje de  $M_s$  de las galaxias, especialmente las más masivas, en la Figura 3.7 reproducimos el panel superior derecho de la Figura 3.3, es decir las historias de crecimiento de  $M_s$ , pero normalizando las historias a su masa a  $z = 0$  correspondiente. Las líneas segmentadas indican las fracciones 0.90, 0.50 y 0.25 de la masa al presente. En la figura añadimos una trayectoria más, correspondiente a  $M_s \approx 2 \times 10^{11} M_\odot$  (línea verde clara) que es donde se ve que en promedio  $z_{50\%}$  o  $T_{50\%}$  alcanzan un máximo en las figuras 3.4 o 3.6. Como se aprecia, las galaxias actuales con  $M_s \approx 3 \times 10^{11} M_\odot$  (línea celeste; las más masivas consideradas aquí) ensamblan en promedio el 25 % de su masa antes que las de  $M_s \approx 2 \times 10^{11} M_\odot$ , pero luego el 50 % lo ensamblan ligeramente después, y pasado un cierto tiempo, incluso se retrasan en su ensamblaje relativo de las galaxias de masas actuales de  $M_s \approx 10^{11} M_\odot$  (línea gris). Esto es porque las historias de ensamblaje de masa estelar de las galaxias más masivas están regidas por una fase temprana de rápido crecimiento *in situ*, luego una fase de poco crecimiento *in situ* pues la eficiencia de formación estelar cae muy rápido, seguramente por los fenómenos abruptos de apagado que sufren (ver §§3.2.2 y Figura 3.3), y finalmente una fase de nuevamente crecimiento eficiente de masa estelar por fusiones secas (*ex situ*). Este crecimiento por fusiones es mayor mientras más masivas

son las galaxias, lo cual explica que las trayectorias de ensamblaje de  $M_s$  normalizadas de las más masivas se desplacen a  $z$ 's menores, en un intervalo intermedio de  $z$ 's, con relación a las trayectorias de galaxias algo menos masivas, como se aprecia en la 3.7.

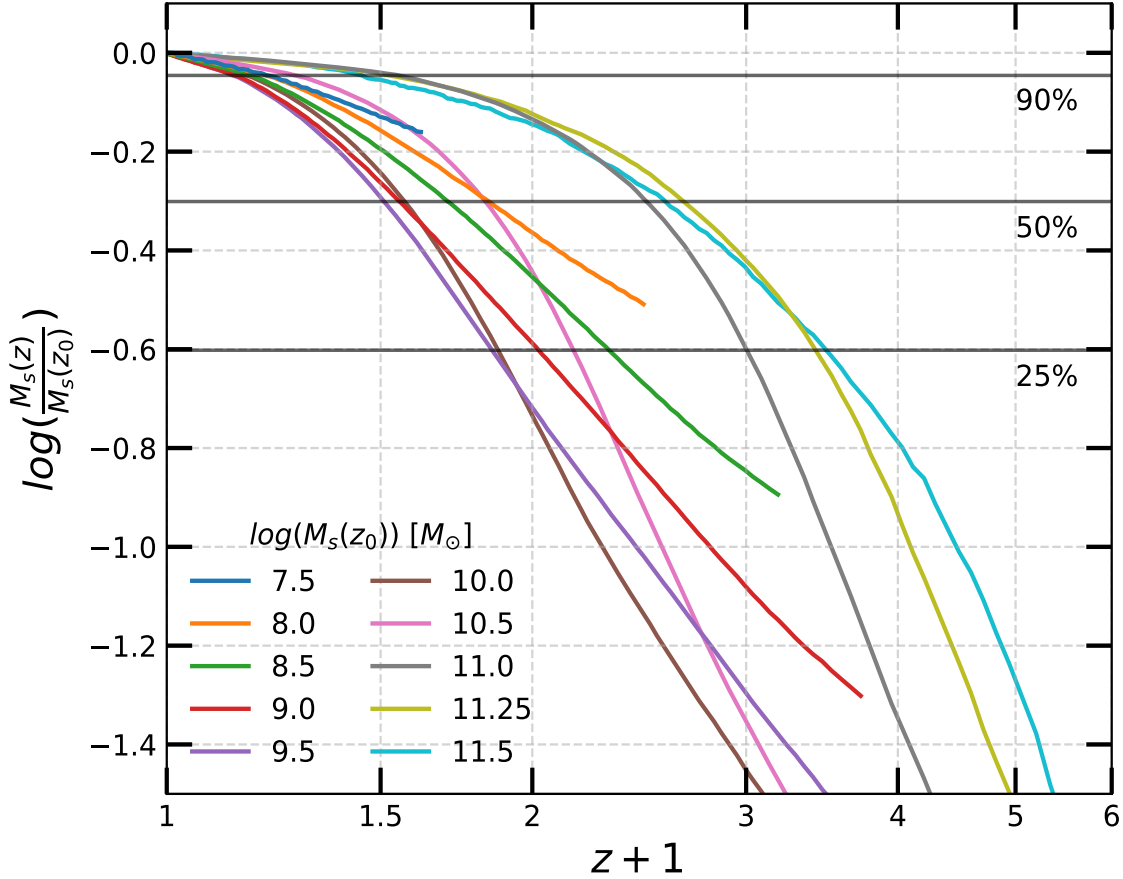


Figura 3.7: Historias medianas de crecimiento de masa estelar normalizadas a su masa a  $z = 0$ , utilizando los mismos intervalos de la Figura 3.3 con la adición de un intervalo extra:  $\log(M_{\text{vir}}/M_\odot) = 11.25 \pm 0.05$ . Las líneas sólidas negras representan el 25 %, 50 % y 90 % de la masa normalizada.

En el otro extremo, el de las masas bajas, en la Figura 3.6 se observa que para  $M_s < 5 \times 10^9 M_\odot$  ( $M_{\text{vir}} \lesssim 3 \times 10^{11} M_\odot$ ), se revierte la tendencia de épocas de ensamblaje de más tardías mientras menos masivas son las galaxias, en especial para  $z_{50\%}$  o  $T_{50\%}$  (líneas azules). En otras palabras, nuestros resultados sugieren que las galaxias centrales de muy bajas masas, y posiblemente las galaxias enanas, no se formaron en promedio tan tardíamente como implicaría el resultado de extrapolar a

bajas masas la tendencia de  $z_{50\%}$  o  $T_{50\%}$  con  $M_s$  que se observa para galaxias más masivas que  $5 \times 10^9 M_\odot$ . De hecho, si hacemos esa extrapolación a bajas masas, manteniendo la curvatura de la relación  $T_{50\%} - M_s$ , para galaxias de  $M_s \sim 10^8 M_\odot$  se obtendría que ensamblaron el 50% de su masa apenas hace  $\sim 3$  G-años atrás en promedio (cuando nuestros, resultados ligeramente extrapolados, dan 6.5 G-años).

Las inferencias observacionales de Weisz et al. (2014; [106]) para la muestra de galaxias enanas cercanas más extensa, obtenida con el telescopio espacial Hubble, han mostrado que más del  $\sim 30\%$  de la masa estelar de ellas está contenida en poblaciones estelares muy viejas, con edades mayores a 10–11 G-años. Muy pocas enanas (de tipo Irregular) tienen una fracción importante de su masa en poblaciones más jóvenes que 5 G-años. De manera indirecta, este tipo de estudios detallados de las poblaciones estelares de galaxias enanas ( $< 10^9 M_\odot$ ), concuerdan con nuestros resultados de que galaxias de muy bajas masas no pueden tener épocas de formación del 50% de su masa estelar tan tardías como hace  $\sim 3$  G-años atrás, lo cual implica que la relación  $T_{50\%} - M_s$  a bajas masas ( $M_s \lesssim 5 \times 10^9 M_\odot$ ) tiene que revertirse, es decir no seguir decreciendo en  $T_{50\%}$  hacia bajas masas sino que aumentar. A través de un estudio diferente al nuestro, Leitner 2012 [62], obtuvo un resultado similar.

Es interesante notar que nuestro resultado está parcialmente asociado al comportamiento de las relaciones observacionales TFEe– $M_s$  que se usaron para constreñir el modelo semi-empírico. Dichas relaciones, en particular hacia  $z \sim 0$  son planas o ligeramente decrecientes hacia masas más bajas que algunos  $10^9 M_\odot$ . En Rodríguez-Puebla et al. (2020; [82]), de una extensa compilación de la literatura de funciones de luminosidad desde el UV hasta el lejano infrarrojo, se obtuvieron las TFEes de galaxias hasta  $M_s \sim 10^8 M_\odot$  y se mostró que la misma definitivamente se revierte hacia masas bajas (ver también [93, 65]). Esto implica que las épocas características de formación estelar activa (el inverso de TFEe es un tiempo característico de formación estelar, ver más abajo) de galaxias de baja masa tienden a ser más tempranos mientras menos masivas son, tal como sugieren nuestros resultados.

Finalmente, en la Figura 3.6 se reproducen resultados de las relaciones  $T_{50\%}$  y  $T_{90\%}$  con  $M_s$  obtenidas con el método del registro fósil o arqueológico para galaxias

del catastro de galaxias locales SDSS por Pacifici et al. (2016a; [75]), líneas punteadas verde y durazno y sus respectivas áreas sombreadas mostrando las medianas y percentiles 16-84 respectivamente. En general, el acuerdo entre los resultados del método semi-empírico y del registro fósil aplicado a galaxias locales es bueno. Note que a las masas más altas, el  $T_{50\%}$  sigue creciendo. A este punto, es importante mencionar que el registro fósil calcula edades de las poblaciones estelares y no así las épocas de ensamblaje de la masa estelar. Las galaxias más masivas ensamblaron una fracción de su masa tardíamente por fusiones, tal como lo muestra el método semi-empírico (ver RPAF17) pero las estrellas acregadas *ex situ* pueden ser muy viejas, de tal manera que si se calcula la época en que se formaron el 50 % de las estrellas más viejas, dicha época será más vieja que la del ensamblaje del 50 % de la masa. Por otro lado, el método del registro fósil muestra menos dispersión en las relaciones hacia masas menores a  $\sim 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ .

No obstante, lo más relevante es que en los resultados de Pacifici et al. (2016a) no se ve la inversión en  $z_{50\%}$  o  $T_{50\%}$  a masas menores que  $M_s \sim 5 \times 10^9 M_{\odot}$  que reportamos aquí, aunque si es claro el fuerte cambio de pendiente, en la misma dirección que nuestros resultados. Un aspecto a tomar en cuenta en los resultados de Pacifici et al. (2016a) es que para  $M_s \lesssim 10^9 M_{\odot}$ , el SDSS deja de ser completo en volumen por lo que la muestra tiene fuertes sesgos. Uno de ellos es el sesgo hacia las galaxias más brillantes en óptico a paridad de  $M_s$  y distancia lo cual implica que las medianas están sesgadas hacia dichas galaxias, mismas que corresponden a galaxias con activa formación estelar y por ende con épocas de ensamblaje de  $M_s$  más tardías que las galaxias menos brillantes.

### Desacoplamiento de los ensamblajes de masa de halos y galaxias

El comportamiento de desacoplamiento galaxia-halo que nos proporciona el enfoque semi-empírico discutido anteriormente conduce a tres preguntas importantes relacionadas con la física de las galaxias formadas en los halos de MO:

1. ¿Qué provoca el “*downsizing*” de las galaxias en halos más masivos que  $M_{\text{vir}} \sim 10^{12} M_{\odot}$  ( $M_s \gtrsim 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ ), es decir, el hecho de que mientras más masiva la

galaxia más temprano se ensambla, contrariamente a lo que ocurre con su halo?

2. Para el intervalo de masas viriales  $M_{\text{vir}} \sim 0.3 - 1 \times 10^{12} M_{\odot}$  o masas estelares  $M_s \sim 5 \times 10^9 - 3 \times 10^{10} M_{\odot}$  ¿Qué provoca el retraso en el crecimiento de la masa estelar (formación estelar) de las galaxias con relación a sus halos, más mientras menos masivas son?
3. ¿Qué provoca la inversión del comportamiento mencionado arriba para masas más pequeñas que  $M_{\text{vir}} \sim 3 \times 10^{11} M_{\odot}$  o  $M_s \sim 5 \times 10^9 M_{\odot}$ ?

Relacionado a estas preguntas, mayores restricciones dan las trayectorias evolutivas de la tasa de agregación de masa de los halos,  $\dot{M}_{\text{vir}}(z)$ , y de la TFE *in situ*,  $\text{TFE}(z)$ , paneles centrales de la Figura 3.3. El primero confirma lo dicho anteriormente con relación al ensamblaje jerárquico de MO. La tasa de crecimiento se sigue incrementando en el presente en los halos más masivos y mientras menos masivos, dicha tasa llega a un máximo y decrece, más en el pasado mientras menos masivo el halo. Por lo contrario, la TFE, por la que crecen las galaxias, aumentó rápidamente en el pasado, llegó a un máximo y decreció bastante, desde épocas más tempranas mientras más masivo es el halo (o la galaxia).

El resultado del enfoque semi-empírico nos lleva a plantear las importantes preguntas arriba mencionadas. Las respuestas las dan los modelos teóricos, ya sean simulaciones hidrodinámicas o modelos semi-analíticos, al intentar reproducir este tipo de resultado modulando los parámetros de los procesos físicos introducidos para lograr esta reproducción. En §§3.5 se discutirán a fondo las interpretaciones e implicaciones de nuestros resultados a la luz de los modelos teóricos.

### 3.2.2. Historias de eficiencia galáctica de formación estelar integral e instantánea

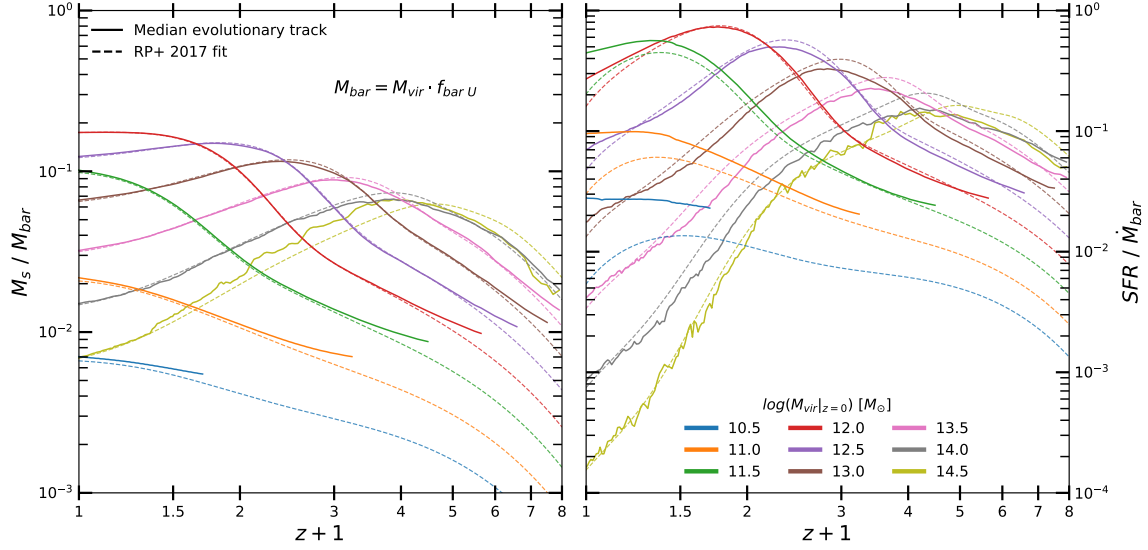


Figura 3.8: Trayectorias evolutivas medianas de  $M_s/M_{h,\text{bar}}$  y  $\text{TFE}/\dot{M}_{h,\text{bar}}$  de los progenitores de halos/galaxias definidos a  $z = 0$  en 9 intervalos estrechos de masa virial. El panel izquierdo representa las historias de eficiencia integral de conversión a estrellas considerando la masa bariónica en vez de la virial ( $M_{h,\text{bar}} = M_{\text{vir}} \times f_{\text{bar}}$ ), mientras que el panel derecho representa las respectivas historias de eficiencia diferencial (instantánea) de conversión a estrellas.

Los paneles inferiores de la Figura 3.3 se muestran en la Figura 3.8 usando  $M_{h,\text{bar}}$  y  $\dot{M}_{h,\text{bar}}$  en vez de  $M_{\text{vir}}$  y  $\dot{M}_{\text{vir}}$ . Esta figura muestra entonces la evolución de las medianas de los cocientes  $M_s/M_{h,\text{bar}}$  y  $\text{TFE}/\dot{M}_{h,\text{bar}}$ , donde  $M_{h,\text{bar}} = M_{\text{vir}} \times (\Omega_{\text{bar}}/\Omega_{\text{m}})$  y  $\dot{M}_{h,\text{bar}} = \dot{M}_{\text{vir}} \times (\Omega_{\text{bar}}/\Omega_{\text{m}})$ ;  $\Omega_{\text{bar}}/\Omega_{\text{m}}$  es la fracción bariónica universal,  $f_{\text{bar}}$ , y es constante (igual a 0.156 para la cosmología usada aquí). Estos cocientes son las eficiencias de conversión a estrellas integral e instantánea de las galaxias discutidas en la sección previa, solo que en este caso se toma en cuenta la masa bariónica dentro del halo,  $M_{h,\text{bar}}$ , en vez de la masa total  $M_{\text{vir}}$ . La eficiencia instantánea (en intervalos de 100 M-años, en realidad) es tal que muestra cierto incremento con el tiempo, luego el incremento se acelera, llega a un máximo y finalmente  $\text{TFE}/\dot{M}_{h,\text{bar}}$  decrece. Este comportamiento es marcado para los progenitores de halos actuales más masivos que

$M_{\text{vir}} \approx 0.5-1 \times 10^{12} M_{\odot}$ , siendo el máximo más temprano mientras más masivo el halo, así como el decrecimiento más pronunciado para los halos más masivos. Los resultados mencionados sugieren que las galaxias en los halos más masivos han tenido eficiencias de conversión estelar tales que crecieron rápido pero decrecieron también rápido. Galaxias progenitoras formadas en halos de masas menores a  $M_{\text{vir}} \approx 0.5 - 1 \times 10^{12} M_{\odot}$  muestran historias de  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$  más constantes y, las menos masivas, todavía están creciendo activamente por formación estelar en épocas actuales.

En realidad, son las galaxias en halos que terminan hoy con masas  $M_{\text{vir}} \sim 10^{12} M_{\odot}$  las que en promedio muestran una mayor eficiencia histórica en formar estrellas con relación a la tasa de acrecimiento bariónico; la amplitud de  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$  en su pico ( $z \approx 0.8$ ) para estas galaxias es la más alta en promedio con relación a otras galaxias, alcanzando una media de  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}} \approx 0.8$ . Esta es la razón por la que las galaxias formadas en halos con masas  $M_{\text{vir}} \sim 10^{12} M_{\odot}$  resultan ser las más eficientes acumulativamente en promedio en haber formado estrellas, es decir, son las que están en el pico de la relación  $M_s/M_{\text{vir}}-M_{\text{vir}}$  hacia  $z \sim 0$ , ver Figura 3.1.

### 3.3. Historias de TFE específica de las galaxias

En la Figura 3.9 se presentan las trayectorias evolutivas medianas de la TFE específica,  $\text{TFEe}$ , para las galaxias *seleccionadas* a  $z = 0$  en intervalos de  $\pm 0.05$  dex alrededor de las masas  $M_{\text{vir}}$  de sus halos, y las correspondientes masas estelares  $M_s$ , indicadas dentro del panel. La  $\text{TFEe}$  se define como:

$$\text{TFEe}(z(t)) \equiv \frac{\text{TFE}(z(t))}{M_s(z(t))} = \frac{\text{TFE}(t)}{\int_0^t \text{TFE}(t')[1 - R(t-t')]dt'} = [1/t], \quad (3.1)$$

donde TFE se calcula como la masa estelar adquirida *in situ* en un intervalo temporal dado dividido por ese intervalo (ver Eq. 2.8) y  $R(t-t')$  es la fracción de masa estelar perdida hasta el tiempo  $t$  de una población estelar formada al tiempo  $t'$ . Como ya se mencionó anteriormente, la dimensionalidad de  $\text{TFEe}$  es el inverso de un tiempo, interpretado como el tiempo que toma duplicar la masa estelar dada con la TFE en

curso. Note que la masa estelar pudo haber crecido tanto por formación estelar *in situ* como por fusiones (*ex situ*). En general, domina el primer modo.

En promedio, las TFEs de todas las galaxias decrecen con el tiempo, pero es importante mencionar que a nivel individual las historias de TFE, y por ende de TFEe, suelen ser fluctuantes. En épocas muy tempranas,  $z > 5$  (edades menores a  $\sim 1.2$  G-años), los progenitores de las galaxias sobre todos las masivas, tenían TFEe's similares y muy altas. Las galaxias estaban en sus etapas iniciales de pleno crecimiento, duplicando sus masas estelares en periodos de tiempo muy cortos, alrededor de  $\sim 100$  M-años. Aunque es difícil de apreciar, hay una ligera tendencia a que los progenitores de galaxias más masivas fueron más activas formando estrellas en el remoto pasado, pero también muestran un decrecimiento más vertiginoso de  $\text{TFE}/M_s$ , más temprano mientras más masivas, lo que significa que sufren procesos de apagado (“*quenching*”); para las masas estelares que llegan a acumular rápidamente, sus TFEs resultan pronto muy bajas.

Desde  $z \approx 3 - 2$  hasta  $z \sim 0$  se ve que el decrecimiento de  $\text{TFE}/M_s$  es más abrupto para los progenitores de las galaxias más masivas (mayor apagado). Por otro lado, para galaxias en halos más masivos que  $M_{\text{vir}} \approx 3 \times 10^{11} M_{\odot}$ , se ve que sus trayectorias de  $\text{TFE}/M_s$  antes de decrecer rápido tienen una fase de aplanamiento, es decir un periodo en el que las galaxias (re)activan relativamente su formación estelar para luego decrecer rápido en  $\text{TFE}/M_s$ , mostrando una “rodilla” en la trayectoria de  $\text{TFE}/M_s$ . Mientras menos masivas las galaxias (hasta  $M_{\text{vir}} \approx 3 \times 10^{11} M_{\odot}$ ), más tardíamente y con mayor eficiencia se dan estas fases de (re)activación y la ulterior “rodilla” en  $\text{TFE}/M_s$ . Para los progenitores de galaxias en halos menos masivos que  $M_{\text{vir}} \approx 3 \times 10^{11} M_{\odot}$  a  $z = 0$  ( $M_s \sim 5 \times 10^9 M_{\odot}$ ), el decrecimiento en general es más lento que el caso de galaxias más masivas y no se observa esa fase de “rodilla”.



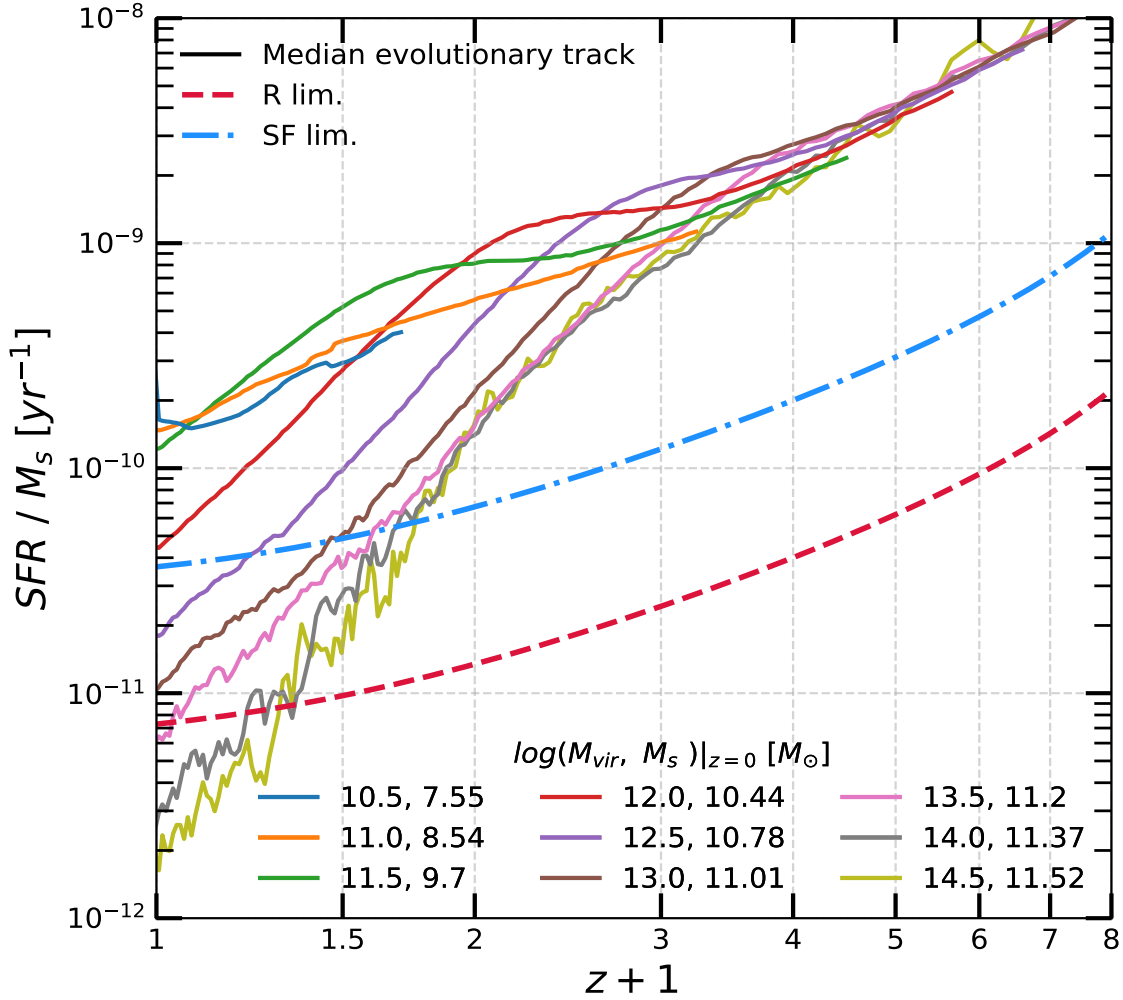


Figura 3.9: Trayectorias evolutivas medianas de la TFEe calculadas en 9 intervalos estrechos de la masa virial a  $z = 0$ . El valor central de  $\log M_{\text{vir}}(z = 0)$  de cada intervalo y su respectiva línea se indican dentro del panel, seguido por el valor promedio de  $\log M_s$  de cada intervalo. Las líneas segmentadas azul y roja corresponden a los criterios dependientes del tiempo para galaxias formadoras de estrellas (SF; las que están arriba de esta línea) y retiradas (R; las que están por debajo de esta línea), respectivamente. Las galaxias en medio de estas líneas las definimos como en proceso de apagado o transitorias (Q).

Los comportamientos promedio de las historias de TFEe de las galaxias centrales obtenidos con el método semi-empírico restringen la física y evolución de las galaxias en sus halos de MO. La explicación de estos comportamientos tienen que ver con el proceso de ensamblaje de los halos de MO y con la física bariónica (enfriamiento

to/calentamiento del gas dentro de los halos, formación estelar y de hoyos negros supermasivos y sus efectos de retroalimentación, fusiones). Son justamente estos procesos los que deben explicar las tres preguntas formuladas al final de la Sección 3.2. Al respecto se discutirá en la §§3.4 a la luz de todos nuestros resultados.

### 3.3.1. Nivel de actividad de formación estelar en función de la masa y el tiempo

El régimen de actividad de formación estelar de las galaxias se caracteriza justamente con la TFEe. Galaxias con altas TFEe se denominan *formadoras de estrellas* (“*star-forming*”) mientras que galaxias con muy bajas TFEes se denominan *apagadas* (“*quenched*” / “*quiescent*”), pasivas o retiradas. Siguiendo varios trabajos en la literatura (v.gr. [45, 74]), vamos a establecer criterios cuantitativos para definir el régimen de actividad de formación estelar de las galaxias en base a sus TFEes comparadas con un factor dado del inverso del tiempo de Hubble,  $t_H(z)$ . En otras palabras, se compara el tiempo característico de formación estelar en curso (inverso de TFEe) de una galaxia en una época dada con un múltiplo de la edad del universo en esa época,  $t_H(z)$ . Para ser más flexibles, vamos a definir tres estados de actividad de formación estelar de una galaxia a una dada época:

- Formadoras activas de estrellas (SF),
- en transición o apagándose (“*quenching*”, Q) y
- apagadas o retiradas (R).

Una galaxia individual puede en realidad transitar varias veces por estos estados; cuando entra en el régimen de apagado y no se recupera más, es decir su TFEe permanece muy baja hasta el presente, las llamamos *retiradas de largo plazo*. Los

criterios para definir estos tres regímenes son:

$$TFEe(z)[yr^{-1}] \geq \frac{1}{2(t_H(z) - 0.7)} \quad (SF),$$

$$\frac{1}{10(t_H(z) - 0.7)} \leq TFEe(z)[yr^{-1}] < \frac{1}{2(t_H(z) - 0.7)} \quad (Q),$$

$$TFEe(z)[yr^{-1}] < \frac{1}{10(t_H(z) - 0.7)}, \quad (R),$$

donde el tiempo de Hubble  $t_H(z)$  es en unidades de G-años. La resta de 0.7 G-años es para tomar en cuenta que la formación de la galaxia empezó al menos 0.7 G-años después del Big Bang. En Pacifici et al. (2016b; [74]), los autores usan el criterio de TFEe para separar a las galaxias en solo dos grupos; en su caso si  $TFEe(z) \geq 1/5t_H(z)$  la galaxia es formadora de estrellas y por debajo de ese valor es apagada. Usando modelos de síntesis de población estelar, los autores muestran que este criterio corresponde de manera aproximada a los criterios en el plano color-color,  $(U-V)-(V-J)$ , que usan los observacionales para definir estos dos grupos de galaxias. Nuestros criterios son para definir *tres grupos de galaxias de acuerdo a su nivel de actividad de formación estelar*. El criterio de Pacifici et al. (2016) está justamente cerca del medio de nuestro caso intermedio (estado transitorio de apagado, Q).

En la Figura 3.9, las líneas segmentadas azul y roja muestran los mencionados criterios: por arriba de la línea azul las galaxias son formadoras activas de estrellas, por debajo de la línea roja son apagadas/retiradas y en el medio son transitorias (en proceso de apagado; desde el punto de vista del color integral, podrían ser lo que se llama galaxias del valle verde). De acuerdo a estos criterios, todas las galaxias son en promedio formadoras de estrellas activas en épocas más tempranas que  $z \sim 0.7$ , incluso las masivas. Y las que llegan a un régimen de apagado definitivo (retiradas) son solo las más masivas hoy ( $M_s \gtrsim 1.5 \times 10^{11} M_\odot$ ), además dicho estado lo alcanzan relativamente reciente. En promedio, las galaxias con masas en el presente entre  $M_s \sim 1.5 \times 10^{11} M_\odot$  y  $M_s \sim 3 \times 10^{10} M_\odot$  están en un régimen intermedio de actividad de formación estelar (en proceso de apagado, con  $-11.14 \leq \log(TFEe/yr) < -10.45$ ) mientras que las menos masivas son activas formadoras de estrellas en promedio.

Las predicciones del modelo semi-empírico parecen estar en conflicto con observaciones directas en lo que respecta a la existencia de galaxias apagadas en el pasado. Numerosos estudios observacionales basados en catastró de altos corrimientos al rojo muestran que a  $z > 1 - 2$  existe una fracción no despreciable de galaxias masivas apagadas (v. gr. [9, 70, 72]), misma que se incrementa hacia  $z$ 's más bajos. En nuestro caso, incluso si consideramos (temporalmente) apagadas a las galaxias que no son formadoras activas de estrellas (debajo de la línea segmentada azul en la Fig. 3.9), en promedio éstas no existen a  $z \gtrsim 0.7$ . No obstante, a nivel individual pueden haber galaxias en transición o apagadas a  $z > 0.7$ , mismas que luego pueden volver a ser formadoras de estrellas y así; *las historias de TFEe son fluctuantes*. La cuestión del aparente déficit de galaxias apagadas a altos  $z$ 's se discutirá ampliamente en el Capítulo 4 tomando en cuenta las distribuciones completas de TFEe.

Criterios análogos al de la TFEe para definir el grado de actividad de formación estelar de las galaxias se pueden encontrar para una cantidad relacionada (ver por ej. Carnall et al. 2018, [24]), el así llamado parámetro adimensional de tasa de natalidad (“*birthrate parameter*”), mismo que es igual a la TFE a una época dada entre la TFE promedio hasta esa época:

$$b(z(t)) = \frac{\text{TFE}(z(t))}{\langle \text{TFE} \rangle_{<z(t)}} = \frac{\text{TFE}(t)}{\frac{1}{t} \int_0^t \text{TFE}(t') dt'}. \quad (3.2)$$

Este parámetro tiene dos diferencias con relación a la TFEe: 1) No considera la pérdida de masa estelar por vientos estelares y supernovas, y 2) no considera la masa estelar ganada *ex situ*, es decir por fusiones. En este sentido, *el parámetro  $b$  es un indicador más directo del grado de formación estelar en curso de una galaxia con relación a la formación estelar del pasado*.

En Lacerna et al. 2020 ([61], para galaxias con información de espectroscopía de campo integral, se seleccionaron galaxias elípticas retiradas de largo plazo (así llamadas “*red and dead*”) por su color rojo y sus características espectrales típicas de poblaciones estelares viejas y con escasa formación estelar. Por otro lado, usando el método del registro fósil, los autores calcularon el parámetro  $b$  a diferentes épocas

de las elípticas en general. Encontraron que para que se cumpla con los criterios espectrales establecidos de galaxia elíptica retirada, el parámetro  $b$  debe haber cruzado algún momento el valor  $\sim 0.4$  y no haber vuelto a subir. De hecho, el momento en que  $b \lesssim 0.4$  y no vuelve a crecer, es definido por ellos como la época del apagado  $t_{\text{quench}}$ . Usaremos entonces el criterio de  $b = 0.4$  a cualquier época para declarar (temporalmente) apagada o pasiva a una galaxia pero permitiendo en realidad un intervalo menor de valores para declarar a una galaxia como apagada de largo plazo (retirada). Al igual que en el caso de la TFEe, emplearemos un factor de 5, considerando que cuando una galaxia tiene valores entre  $b = 0.4$  y  $b = 0.4/5 = 0.08$  se encuentra en un régimen transitorio de apagado (Q), mientras que cuando  $b \geq 0.4$  es formadora activa de estrellas (SF) y cuando  $b < 0.08$ , es apagada de largo plazo o retirada (R). Resumiendo, los criterios en  $b$  para definir los tres regímenes de actividad de formación estelar de las galaxias que adoptamos para el parámetro  $b$  son:

$$\begin{aligned} b(z) &\geq 0.4 && (SF), \\ 0.08 &\leq b(z) < 0.4 && (Q), \\ b(z) &< 0.08, && (R), \end{aligned}$$

En la Figura 3.10 se presentan las trayectorias evolutivas medianas del parámetro de tasa de natalidad  $b$  en el mismo formato que la Figura 3.9. Las líneas segmentadas azul y roja corresponden a los criterios arriba mencionados. Cuando  $b \geq 0.4$  la galaxia es formadora de estrellas activa, cuando  $b < 0.08$ , la galaxia está en un régimen de apagado de largo plazo (retirada) y en los casos intermedios, la galaxia está en un régimen de actividad de formación estelar transitorio.

Las trayectorias medianas de  $b(z)$  en función de la masa de los halos tienen un comportamiento similar al caso de las trayectorias de TFEe( $z$ ). A altos  $z$ 's todas las galaxias tienen valores de  $b$  altos,  $b > 4$  para  $z > 5$ , lo cual evidencia que las historias de formación estelar están en sus fases de rápido incremento. Luego  $b$  decrece poco hasta una época cuando declina rápidamente; esta época es más temprana mientras más masivas son las galaxias. Para las galaxias formadas en halos con masas al día

de hoy entre  $\sim 3 \times 10^{12} M_{\odot}$  y  $\sim 3 \times 10^{11} M_{\odot}$  ( $M_s \sim 0.5 - 5 \times 10^{10} M_{\odot}$ ), las trayectorias medianas de  $b$  más que una “rodilla” como en el caso de la TFEe, presentan una “joroba”, es decir un incremento de  $b$  antes de declinar rápidamente. Estas galaxias entonces, en especial las de  $M_s(z=0) \approx 3 \times 10^{10} M_{\odot}$  tuvieron un periodo de reactivación ( $z \sim 2 - 1$ ) en su actividad de FE. Galaxias formadas en halos con  $M_{\text{vir}} \lesssim 3 \times 10^{11} M_{\odot}$  tienen trayectorias de  $b(z)$  más constantes desde altos  $z$ 's y con valores no tan altos como las galaxias más masivas.

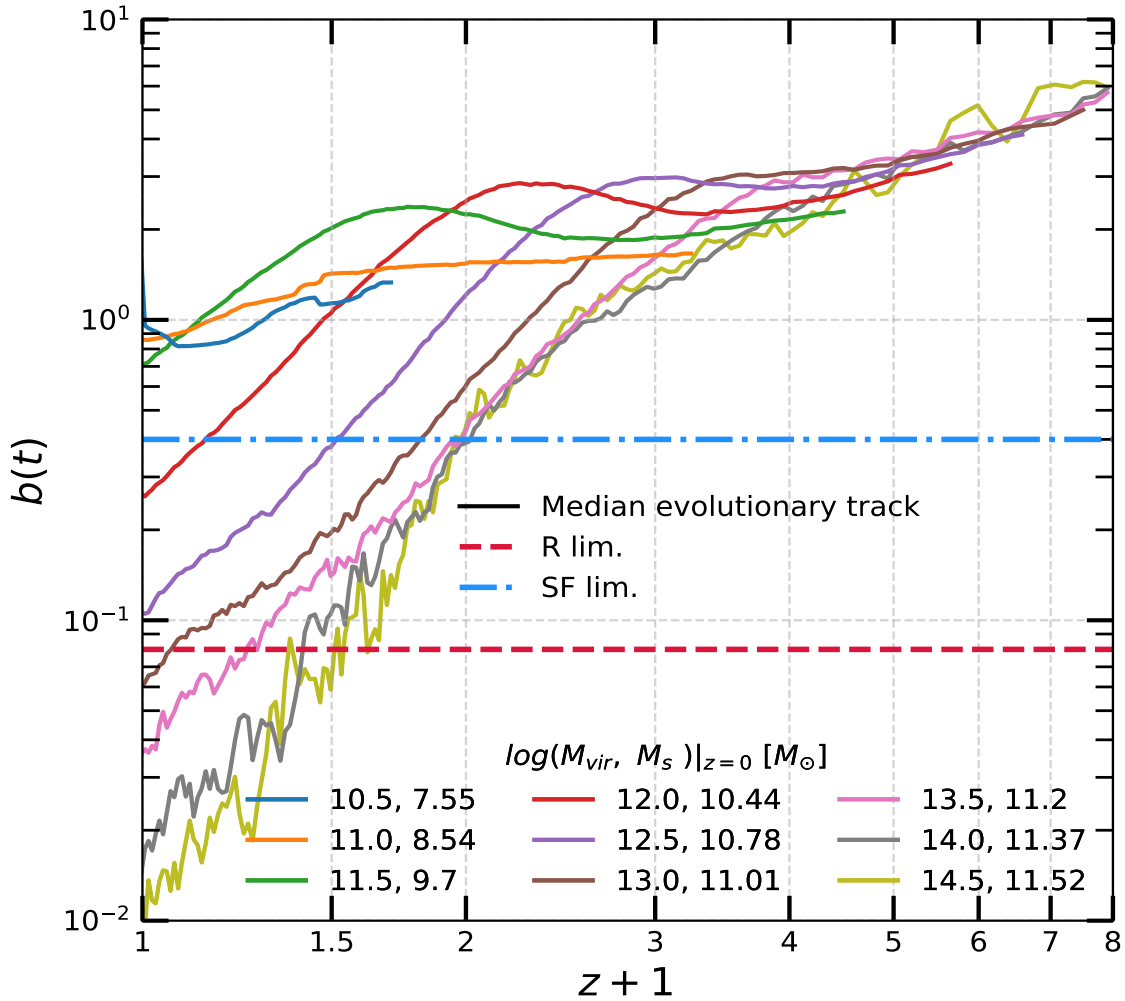


Figura 3.10: Similar a la Fig. 3.9 pero para el parámetro de tasa de natalidad  $b$  en vez de la TFEe.

De acuerdo con los criterios basados en el parámetro  $b$ , en promedio, todas las

galaxias son formadoras de estrellas activas para  $z \gtrsim 1$ , incluso las masivas. Y las que llegan a un régimen de apagado definitivo (retiradas) son en promedio solo las más masivas que  $M_s \gtrsim 9 \times 10^{10} M_\odot$  al día de hoy, además dicho estado lo alcanzan relativamente reciente. En promedio, las galaxias con masas en el presente entre  $M_s \sim 9 \times 10^{10} M_\odot$  y  $M_s \sim 2 \times 10^{10} M_\odot$  están en un régimen intermedio de actividad de formación estelar (transitorias) y las menos masivas son formadoras de estrellas activas. Como se ve, los criterios usando  $b$  implican galaxias apagadas con masas ligeramente más bajas que usando el criterio en TFEe. De igual manera, extienden hasta  $z \sim 1$  (versus  $z \sim 0.7$ ) el límite de galaxias masivas que en promedio pueden estar en el régimen de apagadas de largo plazo, mejorando la comparación con observaciones directas basadas en catastros de altos  $z$ 's.

### 3.3.2. Historias de TFEe usando diferentes criterios de selección por $M_s$

Los estudios observacionales directos, basados en mediciones de propiedades de las galaxias a diferentes  $z$ 's a partir de catastros cosmológicos, proveen información muy valiosa sobre cómo evolucionan las galaxias a nivel poblacional pero *no a nivel individual*. Una de las virtudes del enfoque semi-empírico es que justamente permite usar esta información para inferir la evolución promedio individual de las galaxias seleccionadas, por ej., por su  $M_s$  o  $M_{\text{vir}}$  actuales, tal como se presentó en varias Figuras en este capítulo. En nuestro caso, se seleccionaron galaxias por la masa  $M_{\text{vir}}$  de sus halos a  $z = 0$  y para intervalos muy estrechos en torno a una dada  $M_{\text{vir}}$  (y su correspondiente  $M_s$ ) se calcularon las trayectorias evolutivas medianas. Existen muchos trabajos en la literatura donde se presentan trayectorias evolutivas de una dada propiedad (TFE, TFEe, etc.) seleccionando las galaxias observadas a diferentes  $z$ 's por una masa estelar que es la misma en todas las épocas. Por ejemplo, se define un intervalo de masas alrededor de una  $M_s$  fija y se mide la TFEe de las galaxias con esas masas a diferentes  $z$ 's. Como resultado, se obtiene TFEe en función de  $z$  y se interpreta esto como la trayectoria evolutiva de galaxias de masas  $M_s$ . En realidad al

fijar una  $M_s$  para todos los  $z$ 's, esto no es una trayectoria evolutiva pues las galaxias también cambian su  $M_s$  con  $z$ .

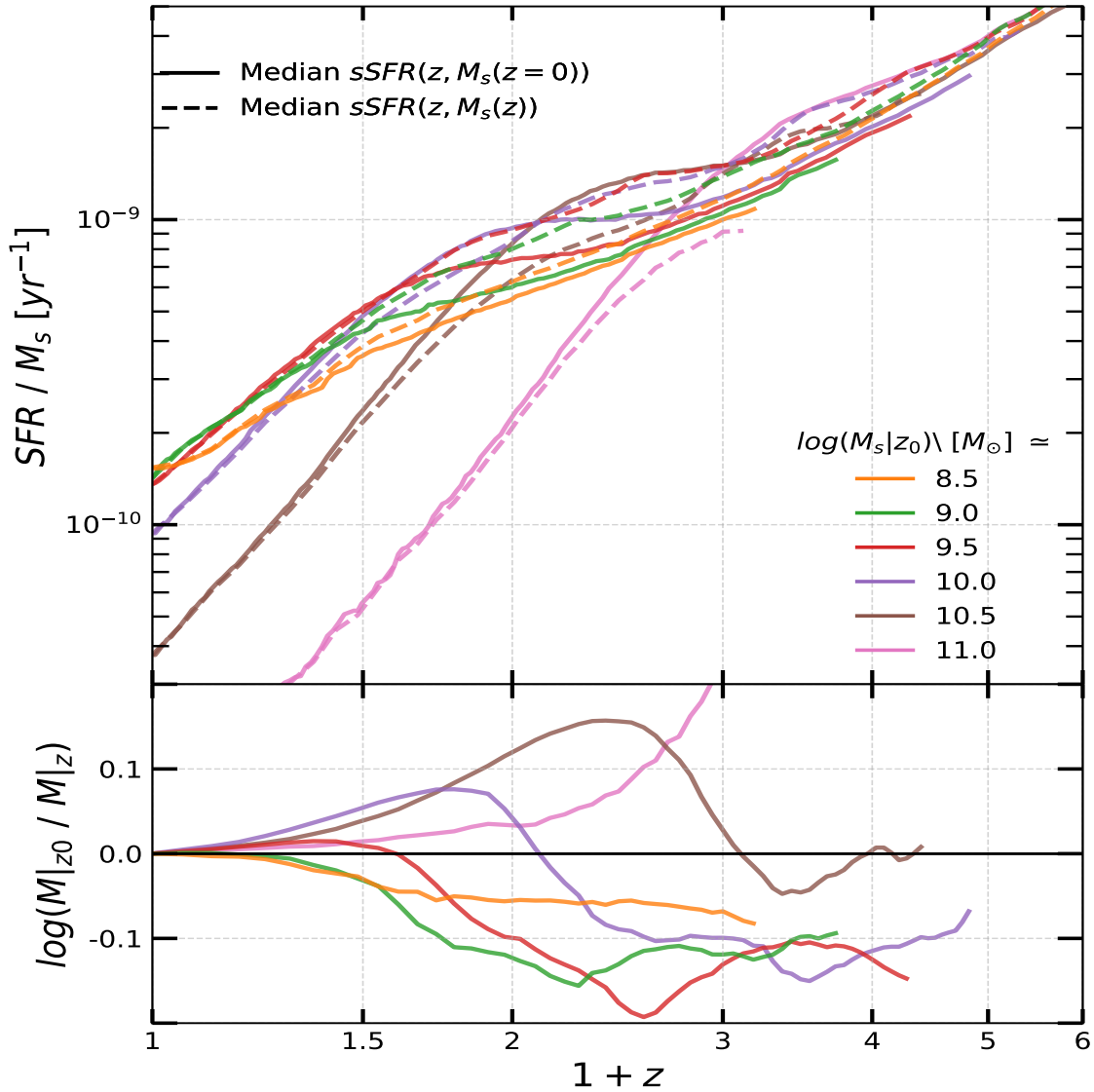


Figura 3.11: Trayectorias evolutivas medianas de la TFEe de galaxias en diferentes intervalos de masa estelar medida a  $z = 0$  (líneas sólidas); el valor central de  $\log M_s(0)$  de cada intervalo y su respectivo color se indica dentro del panel. Las líneas segmentadas corresponden a la mediana de la TFEe de las poblaciones de galaxias que a un dado  $z$  están en un intervalo de masas estelares con un valor central,  $\log M_s(z)$ , indicado por el color. Esto es similar a cómo se reporta la TFEe en función de  $M_s$  y  $z$  a partir de catálogos de galaxias observadas a diferentes  $z$ 's. El panel inferior muestra el cociente de las trayectorias evolutivas entre las determinaciones poblacionales a cada  $z$ .



En nuestro caso, podemos calcular tanto la trayectoria mediana de TFEe de galaxias con una dada  $M_s$ , por ejemplo definida a  $z = 0$  como de galaxias que a cualquier  $z$  tuvieron esa  $M_s$  dada. El primer caso es la trayectoria evolutiva media verdadera (individual) mientras que el segundo es una trayectoria evolutiva híbrida, donde  $M_s$  es la misma a todas las épocas. ¿Cuán diferentes son ambas trayectorias dependiendo de la masa  $M_s$ ? En la Figura 3.11 comparamos ambas mediciones para seis intervalos estrechos en  $M_s$ . Las líneas sólidas son parecidas a la Figura 3.9 y corresponden a las trayectorias evolutivas medianas de la TFEe de galaxias seleccionadas con una  $M_s$  dada a  $z = 0$  (note que en la fig. 3.9 la selección se hizo en  $M_{\text{vir}}$ ). Las líneas segmentadas son la trayectorias híbridas donde las masas  $M_s$  son fijas a todos los  $z$ 's. Obviamente para  $z$ 's cercanos a 0, las diferencias en los valores de TFEe son mínimas para las trayectorias verdaderas e híbridas. Hacia  $z$ 's más altos, para masas  $M_s \lesssim 3 \times 10^9 M_\odot$ , las trayectorias híbridas muestran TFEe's algo mayores a las correspondientes a las verdaderas. En cambio, para  $M_s \gtrsim 10^{10} M_\odot$ , las TFEes que se infieren de manera híbrida son menores, creciendo la diferencia con  $z$  pero luego, para  $z$ 's más altas las diferencias decrecen. En el panel inferior se puede apreciar cómo varían con  $z$  estas diferencias en unidades de dex.

### 3.4. Eficiencia instantánea y escala temporal de la FE en función de la masa y el tiempo

A manera de juntar todas las piezas presentadas en las secciones anteriores, en la Figura 3.12 se muestra sobre las historias medianas de crecimiento de  $M_{\text{vir}}$  (paneles izquierdos) y de  $M_s$  (paneles derechos) cómo cambian a lo largo de ellas la eficiencia bariónica instantánea de conversión a estrellas,  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$  (paneles superiores) y la TFEe (paneles inferiores). Los colores corresponden a diferentes valores de  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$  y TFEe, indicados respectivamente en las paletas superior e inferior. Estas figuras resumen la evolución de las galaxias centrales y sus halos en función de la masa.

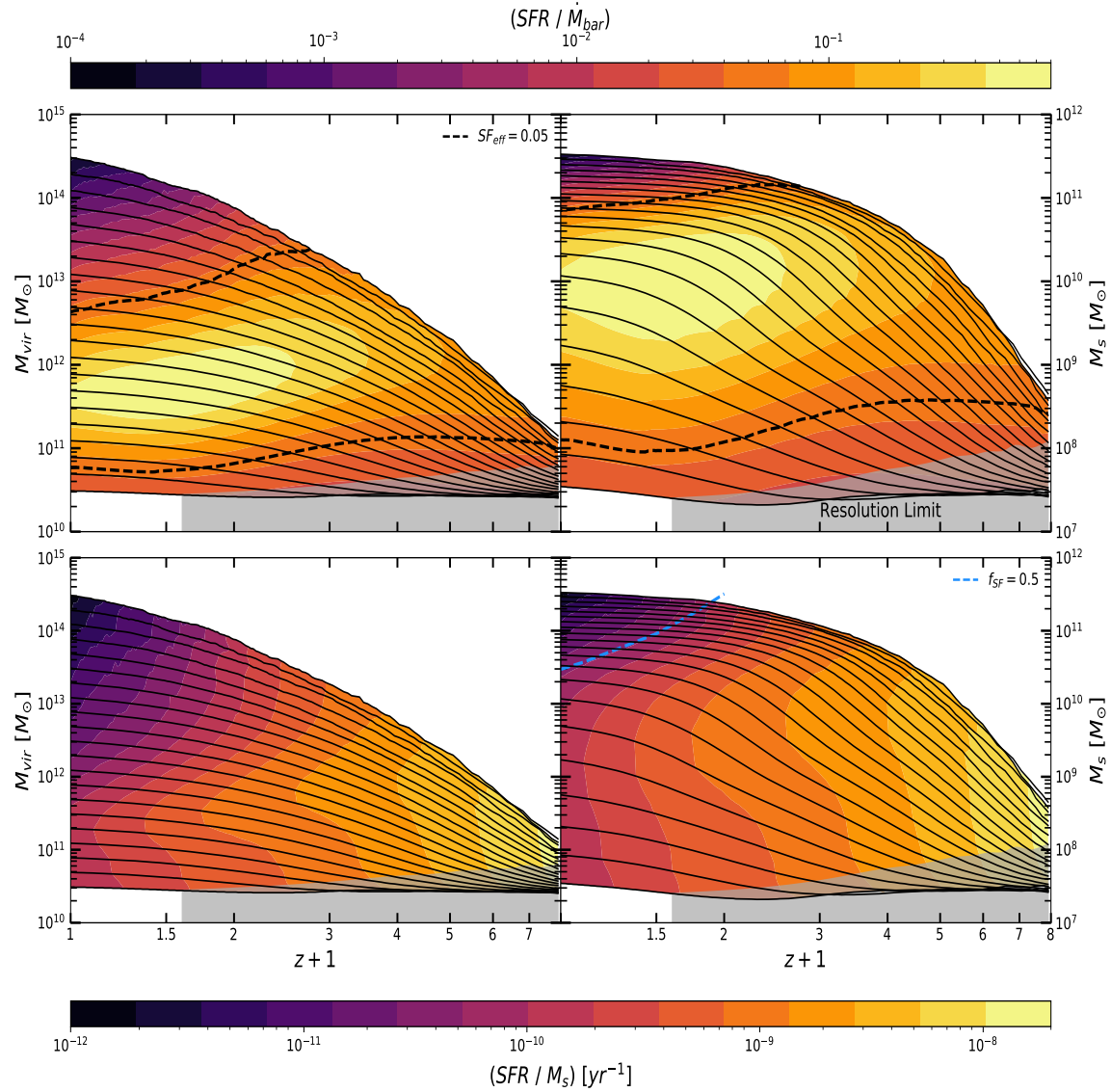


Figura 3.12: *Paneles superiores:* Eficiencia bariónica instantánea de conversión a estrellas de las galaxias en función de su masa virial y  $z$  (izquierda) y de su masa estelar y  $z$  (derecha). La paleta de colores superior indica los valores de la eficiencia. Las líneas negras son historias medianas de crecimiento de masa virial (izquierda) y de su correspondiente masa estelar (derecha). Las líneas segmentadas indican cuando el valor de la eficiencia instantánea es igual a 0.05. *Paneles inferiores:* TFEe de las galaxias en función de su masa virial y  $z$  (izquierda) y de su masa estelar y  $z$  (derecha). La paleta de colores inferior indica los valores de la TFEe. La línea celeste segmentada indica la TFEe a un dado  $z$ , correspondiente al criterio de formación estelar activa (SF). Todas las galaxias por debajo de esta línea son SF.

Una primera apreciación general es que la eficiencia instantánea de formación

estelar depende más de la masa (del halo o de la galaxia) que de la época, mientras que la TFE cambia más con la época (disminuye con el tiempo) que con la masa. En el primer caso, se trata de una cantidad que conecta a la galaxia con su halo, mientras que en el segundo, su inversa es un tiempo característico de la galaxia que cuantifica su actividad de formación estelar en curso con relación al pasado, incluyendo en ese pasado el crecimiento de masa por fusiones (*ex situ*) y la pérdida de masa por vientos y supernovas.

De acuerdo a los paneles superiores, las máximas eficiencias instantáneas de formación estelar,  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}} > 0.3$ , se dan en halos de  $\sim 0.5 - 1 \times 10^{12} M_{\odot}$ , desde  $z \lesssim 1.3$  (unos 9 G-años atrás); el pico de la eficiencia en estos halos (y por ende en el Universo en promedio) ocurre más concretamente entre  $z \sim 1$  y  $0.3$ , con valores  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}} \approx 0.7 - 0.8$ , es decir transforman 70-80% de los bariones acretaados por el halo en una época dada en estrellas. Son los halos que hoy terminan con masas  $M_{\text{vir}} \approx 0.7 - 1 \times 10^{12} M_{\odot}$  los que más tiempo a lo largo de su historia han mantenido estos niveles máximos de eficiencia instantánea de formación estelar (ver también Fig. 3.8). Hacia  $z$ 's más altos que  $\sim 1.3$ , las mayores eficiencias promedio del Universo se dan en halos ligeramente más masivos pero tienden a ser más bajas que  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}} \sim 0.3$ , en promedio. Las masas estelares correspondientes a las máximas eficiencias instantáneas de formación estelar en todas las épocas son  $\approx 0.7 - 2 \times 10^{10} M_{\odot}$  entre  $z \sim 1$  y  $0.3$ . Las galaxias que al día hoy terminan con masas  $M_s \approx 1 - 3 \times 10^{10} M_{\odot}$  son las que más tiempo a lo largo de su historia han mantenido niveles máximos de  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$  por lo que son también las que están en el pico de la relación  $M_s/M_{\text{vir}} - M_{\text{vir}}$  hacia  $z = 0$ , ver Figura 3.1.

En el otro extremo, la de las eficiencias instantáneas de formación estelar bajas, los paneles superiores de la Figura 3.12 muestran que éstas se dan en los halos/galaxias más masivos y, en menor grado, en los menos masivos. Esto se ve claramente si, de manera condicional, usamos un valor de  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}} = 0.05$ , es decir una eficiencia del 5%, misma que se pinta con la línea segmentada en la Figura 3.12. Galaxias por arriba de la línea superior y por debajo de la inferior tienen entonces eficiencias inferiores al 5%.

Las mínimas eficiencias se dan en los halos/galaxias más masivos. Por ejemplo, aquellos que terminan hoy con  $M_{\text{vir}} \gtrsim \times 10^{14} M_{\odot}$  ( $M_s \gtrsim 2 \times 10^{11} M_{\odot}$ ) tienen eficiencias por debajo del 0.1% desde  $z \sim 0.4$ . Sus eficiencias crecen paulatinamente con  $z$  y después de  $z \sim 2$  superan ya el 5%. En general, la eficiencia instantánea de formación estelar del 5% a las altas masas, ocurre en halos menos masivos a medida que  $z$  disminuye, desde  $M_{\text{vir}} \sim 3 \times 10^{13} M_{\odot}$  a  $z \sim 2$  (esos halos terminan hoy con masas  $M_{\text{vir}} \gtrsim 3 \times 10^{14} M_{\odot}$ ) hasta  $M_{\text{vir}} \sim 5 \times 10^{12} M_{\odot}$  a  $z = 0$ . Es decir las bajas eficiencias alcanzan cada vez a halos menos masivos y por ende galaxias menos masivas, aunque el límite en masa estelar que cae por debajo del 5% es  $M_s \sim 7 \times 10^{10} M_{\odot}$ ; galaxias menos masivas tienen en promedio eficiencias instantáneas de formación estelar más altas. En el lado de las masas más pequeñas, las eficiencias tienden a ser nuevamente bajas pero no tanto como en el caso de los halos más masivos, como se aprecia en la Figura 3.12. No obstante, a diferencia de los halos más masivos, la eficiencia en los halos/galaxias menos masivos ( $M_{\text{vir}} \lesssim 5 - 10 \times 10^{10} M_{\odot}$ ;  $M_s < 1 - 3 \times 10^8 M_{\odot}$ ) ha sido baja en todas las épocas. Y en general, son los halos/galaxias de bajas masas, para los cuales menos han cambiado sus eficiencias instantáneas de formación estelar en promedio con el tiempo, es decir han mantenido una eficiencia instantánea baja pero sostenida.

En cuanto a la TFEe de las galaxias en función de la masa y la época  $z$ , como se aprecia en los paneles inferiores de la Figura 3.12, ésta decrece sistemáticamente con el tiempo para todas las masas (ver también Fig. 3.9). Dicho decrecimiento es más pronunciado para los progenitores de los halos/galaxias más masivos. La línea segmentada celeste indica la masa estelar a cada  $z$  debajo de la cual más del 50% de las galaxias son formadoras activas de estrellas (SF; estas fracciones se determinarán en el Capítulo 4). Las galaxias que caen por arriba, corresponden al régimen de transición (Q) y a las ya apagadas o retiradas (R). El rango de valores de la TFEe a lo largo de la línea celeste, entre  $z = 0$  y  $z \sim 1$ , corresponde aproximadamente a los valores del criterio de SF en la TFEe establecido en la sección previa. Como ya se discutió, los resultados del modelo semi-empírico de RPAF17 implican en general épocas muy tardías para el proceso de apagado de las galaxias masivas.

Por otro lado, en la Figura 3.12 se aprecia que para una dada época, en especial entre  $z \sim 0.3$  y 3, hay una muy ligera tendencia a tener un pico en TFEe en masas viriales respectivamente entre  $M_{\text{vir}} \sim 2 \times 10^{11}$  y  $\sim 10^{12} M_{\odot}$  o masas estelares entre  $M_s \sim 3 \times 10^9$  y  $\sim 10^{10} M_{\odot}$  (ver también Fig. 3.2). En estas épocas, para masas mayores a la del pico, la TFEe decrece en promedio, más intensamente hacia  $z$ 's menores. Para masas menores, la TFEe también decrece pero muy poco. En épocas  $z < 0.3$  la TFEe tiende a decrecer monótonamente con la masa, siendo los halos/galaxias más masivos los más apagados.

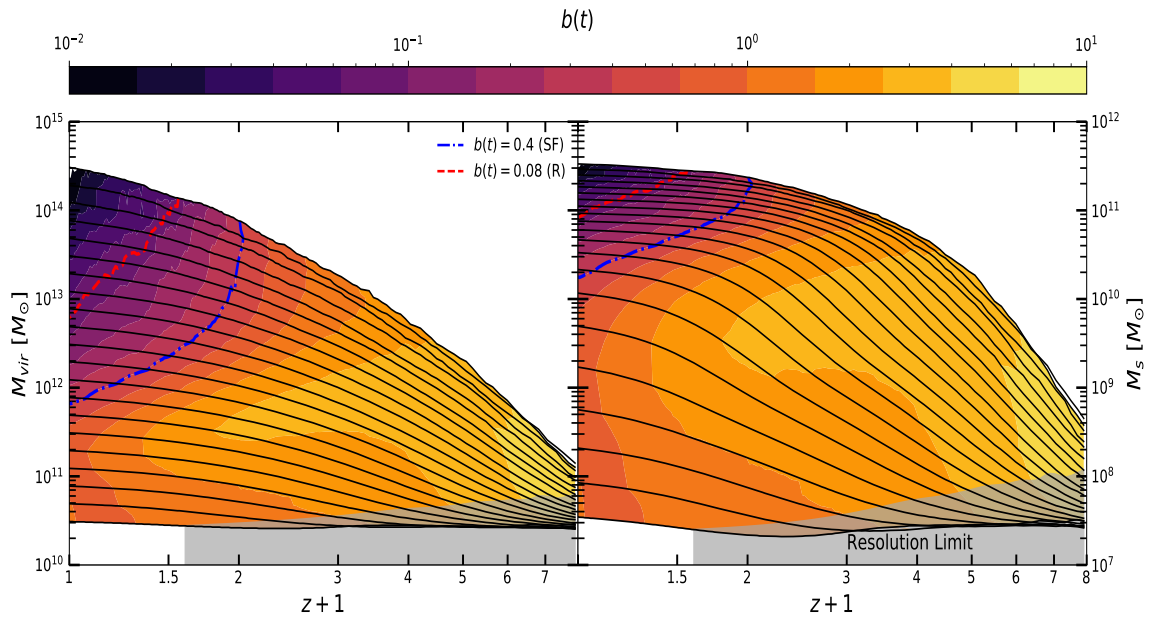


Figura 3.13: Parámetro de natalidad  $b$  de las galaxias en función de su masa virial y  $z$  (izquierda) y de su masa estelar y  $z$  (derecha). La paleta de colores inferior indica los valores de  $b$ . La línea segmentada roja y la línea punto-segmentada azul, corresponden al criterio en  $b$  de formación estelar activa (SF) y retirada (R) respectivamente. Todas las galaxias con  $b$  mayores a la línea roja son apagadas o retiradas (R), con  $b$  menor a la línea azul son formadoras de estrellas (SF) y las que están entre ambas líneas son transitorias o en proceso de apagado (Q).

Finalmente, en la Fig. 3.13 se presenta algo similar a los paneles inferiores de la Fig. 3.12 pero para el parámetro de natalidad  $b$  en vez de la TFEe. Las líneas azul y roja corresponden a los valores de  $b = 0.4$  y  $0.08$ , es decir aquellos valores que delimitan a las galaxias SF (por abajo de la línea azul) y a las R (por arriba de la

línea roja), siendo Q las que están en medio de las dos líneas. El comportamiento de  $b$  en función de la masa y el  $z$  en general es similar al de la TFEe.

### 3.5. Interpretación e implicaciones

Los resultados para halos principales (galaxias centrales) del modelo semi-empírico de RPAF17 presentados en este capítulo tienen una interpretación en acuerdo cualitativo con las principales fases de evolución de galaxias en los halos de MO enunciadas dentro del contexto teórico actual. De la manera más simplificada, este contexto y la interpretación de nuestros resultados dentro del mismo es como sigue:

1. El primer paso de formación de galaxias es la caída de gas frío. El gas no se deposita en las galaxias en un único momento sino que, en primera instancia, depende del acrecimiento de materia del halo oscuro, el cual arrastra materia bariónica. La Figura 3.3 muestra que mientras más masivos los halos de MO, mayor es la tasa de agregación de masa tardía con relación a halos de menores masas, lo cual podría implicar que las galaxias centrales que se forman en ellos tendrían que ser muy eficientes en acretar gas y formar estrellas tardíamente. No obstante no es así, como se ve en las Figs. 3.1, 3.3, 3.8 y 3.12, porque parte de esa agregación de masa, en especial en los halos más masivos, es por fusiones secas lo cual aporta menos gas y más estrellas, pero sobre todo, porque el gas es calentado por choques durante el proceso de virialización de los halos de MO; mientras más masivos, a mayores temperaturas viriales es calentado el gas, mismo que en su mayoría no alcanza a enfriar en un tiempo de Hubble (ver por ej., [81, 92, 108, 107, 40]).<sup>4</sup> En halos de masas más bajas, el gas atrapado y virializado enfría radiativamente con alta eficiencia. En general, trabajos más recientes y detallados, basados en simulaciones hidrodinámicas, han mostrado que halos con  $M_{\text{vir}} \gtrsim 10^{12} M_{\odot}$  están en el *modo caliente* y mientras más masivos, menos es la fracción de gas que alcanza a enfriar y caer a la galaxia central

---

<sup>4</sup>Es por eso que los cúmulos de galaxias presentan el grueso de sus bariones no dentro de la galaxia central y las galaxias satélites sino que en el gas caliente intracúmulo, mismo que emite en rayos X.

por influjos de enfriamiento (“*cooling flows*”), siendo los mecanismos de calentamiento por choque virial (v. gr. [16, 57, 34, 56]), o también calentamiento por caída gravitacional (v. gr. [35, 17, 58]), los responsables, además de la ayuda de la retroalimentación por núcleos galácticos activos (NGAs) acoplada al gas caliente del halo (v. gr. [34, 26, 27]; ver una reseña en Fabian 2012 [41] y más referencias abajo). En halos menos masivos que  $M_{\text{vir}} = 0.5 \times 10^{12} M_{\odot}$ , todo el gas atrapado enfría en escalas de tiempo cortas, del orden del tiempo dinámico del halo por lo que se hace disponible a la galaxia justamente en un tiempo de caída libre; el gas está en el así llamado *modo de acrecimiento frío*. En estudios teóricos más recientes (ver por ej. [38]) se ha encontrado que a altos corrimientos al rojo ( $z \gtrsim 1.5 - 2$ ) el gas en los halos masivos, mismo que es de baja metalicidad en esas épocas, puede llegar frío directamente a la galaxia por corrientes frías (“*cold streams*”) en medio del gas caliente del halo, así como a través de filamentos de MO que aún no alcanzaron a ser deglutidos (virializados) por el halo. Esto propicia que la formación de galaxias sea relativamente eficiente a altos  $z$ 's en halos más masivos que  $M_{\text{vir}} \sim 10^{12} M_{\odot}$  a pesar de estar en el modo caliente, justo como se aprecia en los paneles superiores de la Fig. 3.12. Y como se ve aquí (ver también Figura 3.8), es ya para  $z \lesssim 1.5$  que  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$  disminuye rápidamente en las galaxias formadas en halos masivos, los progenitores de halos de  $M_{\text{vir}} \gtrsim 10^{13} M_{\odot}$  o de galaxias con masas  $M_s \gtrsim 10^{11} M_{\odot}$  a  $z = 0$ .

2. El segundo aspecto importante en la evolución de galaxias tiene que ver con el metabolismo interno de transformación del gas frío en estrellas, es decir del proceso que regula el “envejecimiento” natural que se discutirá más adelante. Dicho proceso resulta también muy diferente entre las galaxias formadas en halos más masivos y menos masivos. En los primeros, cuando el gas frío seguramente por las corrientes frías es ampliamente disponible a altos  $z$ 's, el metabolismo de formación estelar, trazado por ej. por la TFEe o el parámetro  $b$ , es muy eficiente (ver Figs. 3.9–3.10 y 3.12–3.13) debido a procesos disipativos que concentran grandes cantidades de gas en regiones centrales de la galaxia, tanto por inesta-

bilidades del disco de gas turbulento como por fusiones de los discos gaseosos, mismas que son frecuentes por el alto grado de acumulamiento que tienen los halos masivos en el universo temprano.

Por su parte, el metabolismo de formación estelar en halos de bajas masas que siempre están en el “modo frío”,  $M_{\text{vir}} < 0.5 \times 10^{12} M_{\odot}$  ( $M_s \lesssim 10^{10} M_{\odot}$ ), es lento. Estas galaxias “economizan” el consumo de su gas en formación de estrellas o, en términos físicos, presentan eficiencias de formación galáctica (estelar),  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$ , bajas y con poco cambio en el tiempo, incluso ligeramente incrementando hacia el día de hoy, evidenciando un retraso en su formación con relación a la de sus halos, ver Figuras 3.8 y 3.12; sus historias de TFEe y del parámetro  $b$  que indican su grado de actividad de formación estelar con relación a su pasado, cambian menos también en el tiempo que las de galaxias más masivas (ver Figs. 3.9–3.10). La razón de esto es posiblemente un proceso de formación estelar autorregulado en el medio interestelar por la retroalimentación por supernovas que inyectan energía, calientan y agitan al gas como se ve en simulaciones hidrodinámicas (v. gr. [97, 49, 29, 4]) pero que requieren, para producir galaxias realistas, también de inyección de momento por presión radiativa de estrellas calientes y de vientos estelares, algo que llaman retroalimentación temprana (ver por ej. [53, 54, 2, 98, 33, 1] así como Hopkins et al. 2014 [52] y más referencias ahí). La retroalimentación inhibe temporalmente la formación estelar hasta que vuelve a enfriarse y disipar energía turbulenta o momento manteniendo así una formación estelar autoregulada, ver por ej. [44, 5, 63, 66].

3. Un tercer aspecto en la evolución de las galaxias son los posibles procesos de expulsión por fenómenos de retroalimentación. En el caso de las galaxias muy masivas, la alta disipación mencionada en el punto anterior (por inestabilidades de disco y fusiones húmedas), provoca una gran concentración de gas en el centro (compactificación) que así como desata brotes de formación estelar, produce luego una gran retroalimentación por supernovas, misma que propicia la eyección del gas frío restante, apagando a la galaxia de adentro hacia afuera



(ver por ej. [36, 112, 99, 100, 7]). Por otro lado, estos procesos disipativos propician también el crecimiento de hoyos negros supermasivos en el centro que, al acretar gas, producen poderosos NGAs que ejercen retroalimentación sobre el gas de la galaxia, como se mencionó en el punto 1. En modelos semi-analíticos y simulaciones tempranas, se consideraba un único modo de retroalimentación por NGAs [39, 32, 19], mientras que en trabajos posteriores se distinguieron dos modos diferentes, con efectos diferentes también: el modo “radio” que calienta el gas del halo con los chorros en radio y el modo “radiativo o cuasar” capaz de eyectar el gas frío de la galaxia (v. gr. [90, 95, 42, 50], aunque no queda aún clara la necesidad de ambos modos; simulaciones hidrodinámicas cosmológicas más recientes, han usado solo un modo (EAGLE; [89]) o los dos modos (Illustris; [103]). Estos procesos de retroalimentación y el calentamiento del gas por choques viriales hacen que las galaxias en halos masivos, mientras más masivas, más pronto comiencen a apagarse después de una fase eficiente de crecimiento y formación estelar. En el caso de los halos de muy bajas masas, sus potenciales gravitacionales son poco profundos por lo que la retroalimentación de las supernovas, aunque sean pocas, propicia la eyección del gas frío de la galaxia ([37, 71, 98]), mismo que se puede perder por completo o regresar más tarde (fenómeno de fuente, ver por ej. [46] y más referencias ahí), lo cual baja en general (en cualquier época) sus eficiencias galácticas de formación estelar,  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$ .

4. Un aspecto menos importante del ensamblaje de masa de las galaxias son las fusiones secas, mismas que aportan al crecimiento *ex situ* de la masa estelar, es decir sin implicar formación estelar. Como se discute en RPAF17, las fusiones secas pueden ser relevantes solo para las galaxias más masivas y en épocas relativamente tardías.

Nuestros resultados tienen implicaciones cuantitativas dentro del paradigma descrito arriba. Las galaxias formadas en halos que al día de hoy tienen masas  $M_{\text{vir}} = 0.7 - 1 \times 10^{12} M_{\odot}$  (masas estelares  $M_s \sim 2 - 4 \times 10^{10} M_{\odot}$ ) resultan ser las más eficien-

tes en formar estrellas dentro de sus halos; son las que están el pico de las relaciones  $M_s/M_{\text{vir}}-M_{\text{vir}}$  o  $M_s/M_{\text{vir}}-M_s$  (ver Figura 3.1). Por un lado, estos tendrían que ser los halos donde el gas incorporado a los mismos está en el modo frío (enfriamiento eficiente) desde siempre y los núcleos galácticos activos no son tan potentes; y, por otro lado, son los halos donde el gas calentado por las supernovas no alcanza a ser expulsado pues el potencial gravitacional es lo suficientemente profundo como para ello.

A la luz de las fases y procesos físicos de evolución de galaxias en los halos de MO mencionados arriba el comportamiento de las historias de TFEe reportado aquí (Figs. 3.9 y 3.12) tiene también implicaciones interesantes. El que ellas decrezcan en promedio sistemáticamente con el tiempo se explica: (1) por el proceso de “envejecimiento” natural de las galaxias, es decir, del hecho de agotar las reservas de gas en favor de la formación de estrellas a través de un dado metabolismo, y (2) de la combinación del comportamiento de la tasa de acrecimiento de materia del halo (que arrastra gas) con los procesos físicos de enfriamiento, calentamiento y eventual expulsión de ese gas que determinan finalmente la cantidad de gas acretado y expelido por la galaxia. Por “envejecimiento” natural se entiende el incremento gradual de la edad promedio pesada por masa de la población estelar:

$$\tau_*(t) = t - \frac{\int_0^t t' \text{TFE}(t') dt'}{\int_0^t \text{TFE}(t') dt'} , \quad (3.3)$$

sin ningún cambio abrupto en  $\text{TFE}(t)$ , ver por ej. Casado et al. 2015 [25]. En este sentido, todas las galaxias están sujetas al “envejecimiento”, sufran o no episodios de apagado (o eventual “rejuvenecimiento”). Como se mencionó arriba (punto 2), las galaxias más masivas tuvieron en el pasado un metabolismo acelerado de formación estelar que propició también su “envejecimiento” prematuro, mientras que las galaxias menos masivas, al contrario tienen un metabolismo lento que propicia un “envejecimiento” más lento.

Por otro lado, además del metabolismo acelerado que sufrieron, para las galaxias formadas en halos al día de hoy más masivos que  $\sim 10^{12} M_\odot$  ( $M_s \gtrsim 3 \times 10^{10} M_\odot$ ), la

disponibilidad de gas frío acretao disminuye drásticamente mientras más masivos son los halos, en especial desde  $z \sim 2 - 1.5$ , seguramente por el proceso de calentamiento virial del gas por choques durante la formación del halo, mismo que es más efectivo mientras más masivo es el halo. Este corte en el suministro de gas frío hacia la galaxia provoca el inminente decrecimiento en la eficiencia de formación estelar y apagado consecuente de la formación estelar (“*quenching*” por masa), tal como se aprecia en la Figura 3.12. Dicho apagado puede ser acelerado además por la retroalimentación de los NGAs. Los procesos de acelerado metabolismo y de apagado de las galaxias masivas, explican seguramente el que en épocas tempranas,  $z > 2 - 3$ , la mayor eficiencia e intensidad de formación estelar ocurre en los halos/galaxias más masivos pero luego, son estos los que sufren un fuerte decaimiento de la eficiencia y el apagado de la formación estelar, tal como se aprecia en las Figs. 3.8 y 3.12.

Por otro lado, galaxias formadas en halos menores a  $M_{\text{vir}} \sim 0.5 \times 10^{12} M_{\odot}$ , crecen en condiciones más tranquilas, seguramente por el metabolismo de formación estelar más lento y auto-regulado por la misma formación estelar (retroalimentación de supernovas), de tal modo que sus eficiencias de formación estelar,  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$ , son relativamente bajas y constantes con  $z$ , implicando esto también un decrecimiento más lento de la TFEe con relación a las galaxias masivas (ver Figs. 3.12, 3.8 y 3.9).

Por último, las galaxias en los halos actuales de masas  $M_{\text{vir}} \sim 0.5 - 1 \times 10^{12}$  muestran altas TFEe’s en el pasado, mismas que decrecen pero luego se estancan (periodos de activa FE) para finalmente luego declinar, presentando una “rodilla” pronunciada en sus trayectorias de TFEe (Fig. 3.9) o incluso una joroba (reactivación de la actividad de FE) en el caso de las trayectorias del parámetro  $b$  (Fig. 3.10). Estas galaxias con relativamente altas TFEe (o valores de  $b$ ) por periodos largos son en efecto las que mayor eficiencia de formación estelar integral muestran hacia el día de hoy; sus cocientes  $M_s/M_{\text{vir}}$  son los más altos, ver Figura 3.1.

# Capítulo 4

## Frecuencias de galaxias formadoras de estrellas, en transición y apagadas

En §3.3 se introdujeron algunos criterios para definir el estado de actividad de formación estelar de las galaxias usando la  $\text{TFEe} \equiv \text{TFE}/M_s$  o el parámetro de tasa de natalidad  $b \equiv \text{TFE}/\langle \text{TFE} \rangle$ . Dichos criterios fueron aplicados sobre las trayectorias evolutivas medianas de  $\text{TFEe}$  y  $b$ , Figuras 3.9 y 3.10 respectivamente. En este capítulo vamos a estudiar las distribuciones frecuenciales de ambas cantidades a diferentes épocas en función de la masa de las galaxias semi-empíricas. ¿Siguen estas distribuciones, en particular de  $\text{TFEe}$ , lo que muestran las observaciones? ¿Cuáles son las fracciones de galaxias formadoras de estrellas (SF), en proceso de apagado (Q) y apagadas o retiradas (R) en función de la masa y el corrimiento al rojo  $z$ ?

Antes de presentar los resultados, es importante notar que el modelo semi-empírico de RPAF17 ([87]) que se implementó aquí en la simulación de N-cuerpos `Bolshoi-P`, fue restringido con inferencias observacionales a diferentes  $z$ 's de las Funciones de Masa Estelar de Galaxias y de relaciones observacionales promedio  $\text{TFE}-M_s$  y su dispersión a diferentes  $z$ 's, en ambos casos referidos a la población *total* de galaxias; es decir, no se hizo una segregación entre galaxias formadoras de estrellas y apagadas o retiradas (ver §2.1). Tampoco se impuso ningún criterio en la conexión galaxia-halo más que a nivel de masas,  $M_{\text{vir}}$  y  $M_s$ . Por lo tanto, los resultados que se obtengan en cuanto a las distribuciones frecuenciales de  $\text{TFEe}$  o  $b$  (para diferentes masas y  $z$ 's)

son predicciones del modelo, *asociadas a las dispersiones e historias de ensamblaje de los halos de materia oscura en la simulación Bolshoi-P.*

Las diferentes distribuciones frecuenciales normalizadas de la población de galaxias semi-empíricas que presentaremos abajo se calcularon como sigue. Para cada halo principal de las simulación Bolshoi-P definido en la “instantánea”  $z = 0$  y su rama principal en anteriores “instantáneas”, contamos con las masas estelares (y consecuentemente con las TFEs’s o parámetros  $b$ ) de la galaxia que se asignaron con el modelo semi-empírico. Como ya se dijo anteriormente, a nivel individual, las trayectorias de  $TFEe(z)$  y  $b(z)$  suelen ser fluctuantes. En ocasiones pueden incluso llegar a 0 o ser negativas para en siguientes “instantáneas” volver a tener valores altos. El comportamiento fluctuante tiene su origen en las asignaciones estocásticas de  $M_s$  dada una  $M_{\text{vir}}$  dentro de una distribución lognormal relativamente estrecha que hace el modelo en cada “instantánea” ( $z$ ), ver §§2.1 y ec. (2.3). No obstante, existen también casos más bien asociados a cuestiones numéricas y de reconstrucción de los árboles de fusión. Esto último afecta especialmente a los halos con menos partículas, es decir los menos masivos. En ocasiones, el problema ocurre en una “instantánea” mientras que para “instantáneas” adyacentes no es el caso. Por lo tanto, cuando la TFEe de una dada rama, yendo de  $z = 0$  hacia atrás, cae por debajo de un valor extremadamente pequeño (por ej.  $TFEe < 10^{-15} \text{ yr}^{-1}$ ), preguntamos por el valor de TFEe en la “instantánea” anterior y si el valor es superior, se usa ese valor entonces. En realidad hacemos esta exploración, si es necesario, hasta en las 5-8 “instantáneas” anteriores para  $z \lesssim 1$  y hasta 2-4 “instantáneas” para  $z$ 's mayores donde son más espaciadas en  $z$ . Encontramos que la fracción de halos con valores de  $TFEe < 10^{-15} \text{ yr}^{-1}$  se incrementa hacia las masas bajas y en esos casos es por problemas numéricos y errores en la construcción de los árboles de fusión. Después de usar para esos casos valores de TFEe en “instantáneas” aledañas de  $z$ 's mas altos, se “corrigen” en promedio alrededor del 10 % de los casos, pero quedan de todos modos el  $\sim 14$  % de casos que continúan teniendo valores por debajo de  $TFEe < 10^{-15} \text{ yr}^{-1}$ ; en realidad, la gran mayoría de esos casos ( $\sim 86$  %) tiene valores cero o negativos. Consideramos que estos casos son simplemente accidentes y no se toman en cuenta. Conociendo la TFEe de cada una

de las ramas principales de cada halo en los intervalos de  $z$  centrados en 0.1, 0.5, 0.75, 1.0, 1.5, 2.0 y 3.0 (con un ancho de  $10^9 \text{ yr}^{-1}$  para  $z \leq 1.0$  y de  $0.5 \times 10^9 \text{ yr}^{-1}$  para el resto) y su  $M_s$  asociada a cada “instantánea” en ese rango, así como la  $M_s$  a  $z = 0$ , se procedió a realizar un histograma de TFEe por cada intervalo de  $z$  y de  $M_s$  (centrados en  $10^{9.4}$ ,  $10^{9.7}$ ,  $10^{10}$ ,  $\dots$ ,  $10^{11.5} [M_\odot]$ ). Cada uno de los 56 histogramas fué normalizado por el número de elementos pertenecientes a los intervalos y por el ancho de los intervalos de TFEe.

Para obtener las fracciones de galaxias con un grado de actividad específico (SF, Q, R) a un  $z$  y  $M_s$  dado; se suman los elementos del histograma adecuado, los cuales pertenezcan a una región de actividad particular. Iterando sobre las masas estelares a un  $z$  fijo, se obtiene la fracción para cada intervalo de masa estelar.

Con la  $M_s$  a  $z = 0$  de cada rama principal y sus TFEe’s asociadas, es viable obtener las fracciones de galaxias con su  $M_s$  proyectadas a  $z = 0$ . Es posible asignar dicha  $M_*|z_0$  con el panel superior derecho de la Figura 3.3, pero se optó por mostrar la mediana de las  $M_*|z_0$  pertenecientes al histograma relevante para un  $M_s$  y  $z$  dado. Con estas fracciones es posible determinar la masa estelar característica donde un grado de actividad específico domina sobre los otros dos, para esto se encuentra el punto donde la fracción es 0.5 evaluando sobre una interpolación lineal de la función definida por los puntos. Cuando se determina que existe un punto de inflexión en valores mayores a 0.5 se exponen las masas donde comienza y termina la dominación de cierto grado de actividad; así mismo, si no existen puntos donde la interpolación sea mayor o igual el umbral de dominancia, no se presenta masa característica.

## 4.1. Distribuciones frecuenciales de TFEe y del parámetro $b$ en función de $M_s$ a diferentes $z$ 's

En la Figura 4.1 se presentan las distribuciones frecuenciales relativas de la TFEe en intervalos delgados ( $\pm 0.05 \text{ dex}$  y  $\pm 0.075 \text{ dex}$ ) de  $M_s$ , normalizadas al número total en cada intervalo, para diferentes épocas ( $z$ 's). Las masas estelares  $M_s(z)$  son

medidas al  $z$  en cuestión. En el panel inferior se indican los colores que corresponden a las masas. En realidad, en cada panel se muestran las distribuciones correspondientes no a una “instantánea”  $z$  dada sino que a varias aledañas, cubriendo un rango en corrimientos al rojo,  $z \pm \Delta z$ , indicado en cada panel; los conteos y normalizaciones se hacen entonces en todas las “instantáneas” que abarcan  $z \pm \Delta z$ . Nótese que los resultados obtenidos a partir de catastró de galaxias a diferentes  $z$ 's se reportan también en intervalos de  $z$ . Las líneas verticales segmentadas y punto-segmentadas corresponden a los criterios dependientes de  $z$  respectivamente de galaxias apagadas a o retiradas (R) y de galaxias formadoras activas de estrellas (SF); las galaxias entre ambas líneas las consideramos como transitorias o en proceso de apagado (Q). La Figura 4.2 es similar a la Figura 4.1 pero aquí se muestran las distribuciones acumulativas relativas donde se puede ver que la distribución en cada intervalo de  $M_s$  está normalizada al número total de galaxias en ese intervalo; por eso la distribución acumulativa de TFEe alcanza el valor de 1 para cada intervalo de masas.

Para el intervalo de  $z$  más cercano al presente, las distribuciones claramente se segregan de acuerdo a  $M_s$ : las galaxias más masivas tienen valores bajos de TFEe mientras que para las menos masivas, los valores de TFEe son altos. La forma de la distribución también cambia ligeramente con la masa, siendo más picuda para las galaxias menos masivas. Como puede apreciarse en la figura de distribuciones acumulativas, el 50% de la distribución va desde  $\approx 2 \times 10^{-12} \text{ yr}^{-1}$  para galaxias con  $\log(M_s/M_\odot) \approx 11.5$  en promedio, hasta  $\approx 2 \times 10^{-10} \text{ yr}^{-1}$  para galaxias con  $\log(M_s/M_\odot) \approx 9.4$ . Para ninguna masa se ve una bimodalidad; las distribuciones son unimodales. En el caso de las observaciones directas, es bien conocido que para galaxias locales la distribución de TFEe es claramente bimodal, sobre todo para las galaxias de masas intermedias, v. gr. [105, 8, 70, 28, 51], algo que todavía se alcanza a ver hasta  $z \sim 1 - 2$ , aunque con menor intensidad a medida que  $z$  es mayor, v. gr. [28, 70].

El modelo semi-empírico de RPAF17 predice relativamente bien la dependencia de las TFEe y el ancho de su distribución con la masa pero no las bimodalidades en su distribución para masas intermedias y bajas. Lo último se debe a que las restric-

ciones observacionales que se usaron en el modelo semi-empírico se refieren a toda la población de galaxias, sin distinguir entre formadoras de estrellas y apagadas. Se espera que un modelo que haga esta distinción y se construya adecuadamente con las observaciones, podrá reproducir la bimodalidad; ver intentos en esta dirección en [51, 10]. Concluimos que la masa e historia de crecimiento de los halos de materia oscura no son capaces de imprimir del todo esta bimodalidad en la distribución de la TFEe de las galaxias. Condiciones o procesos independientes a estas propiedades de los halos estarían detrás de dicha bimodalidad. Desde un punto de vista operacional en el método semi-empírico, podría ser que la dispersión alrededor de la relación  $M_s - M_{\text{vir}}$ , supuesta como aleatoria, en realidad no es aleatoria y correlaciona, por ejemplo, con la TFEe. Esto podría ser físicamente debido a un efecto del medio ambiente y/o la historia de ensamblaje de los halos (un proceso llamado sesgo por ensamblaje), etc.



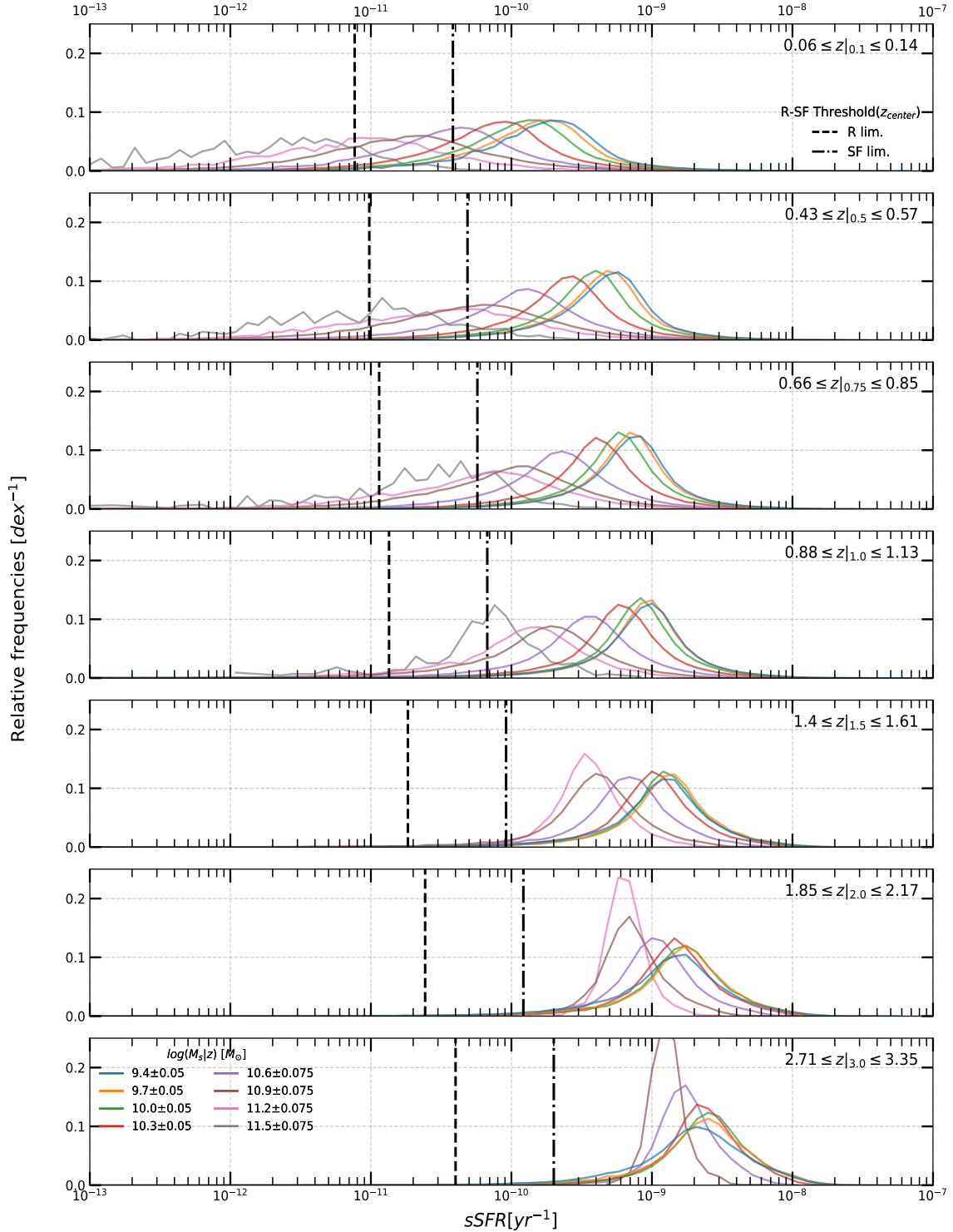


Figura 4.1: Distribuciones de frecuencia relativa de la TFEe de las galaxias en varios intervalos de  $M_s(z)$  (indicados en el panel inferior) y en diferentes intervalos de  $z$  (indicados en la parte superior derecha de cada panel). Las líneas verticales segmentadas (punto-segmentadas) indican las TFEe's debajo (arriba) de las cuales las galaxias se consideran retiradas (formadoras activas de estrellas) en cada  $z$ . En el medio están las galaxias transitorias o en proceso de apagado.

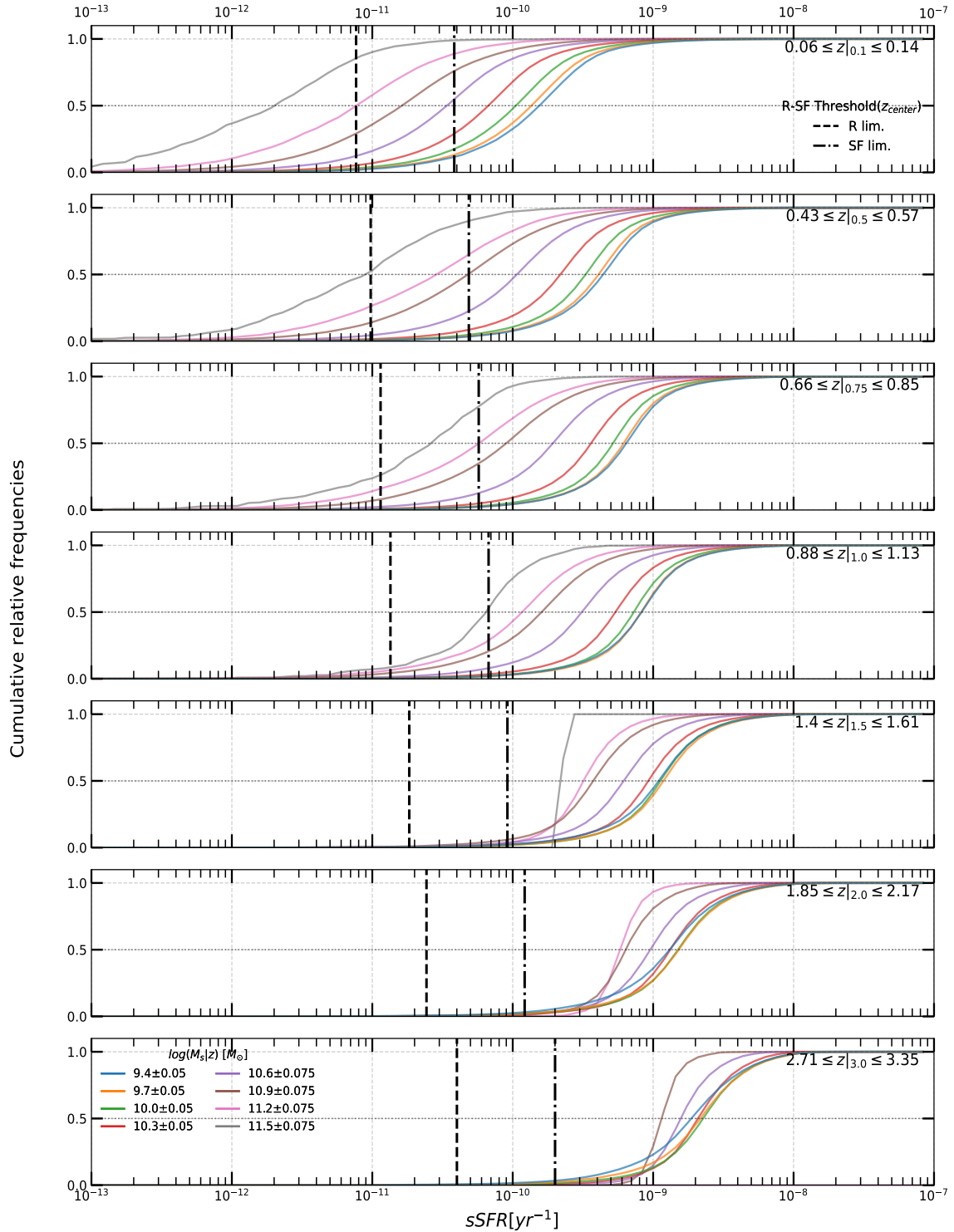


Figura 4.2: Distribuciones acumulativas para diferentes intervalos de  $M_s(z)$  correspondientes a las presentadas en la Fig. 4.2. Las curvas muestran la fracción de galaxias hasta una dada TFEe para diferentes intervalos de  $M_s$  y  $z$ .

Las distribuciones de TFEe hacia  $z$ 's más altos se desplazan a valores más altos y las diferencias con  $M_s$  se hacen más pequeñas, lo cual se puede apreciar especialmente en cómo el intervalo de valores en los que el 50% de las distribuciones se alcanza se encoge drásticamente hacia  $z$ 's altos (fig. 4.2). Para  $z \gtrsim 1$  los picos de las distribuciones, incluso de las galaxias más masivas, tienen valores de TFEe arriba del criterio de formadoras activas de formación estelar (SF). No obstante, hay todavía una fracción de galaxias masivas con TFEes menores a este criterio (se pueden ver los valores de las fracciones en diferentes épocas en la Fig. 4.2). Las formas de las distribuciones en función de la masa también cambian. Después de  $z > 1$ , las distribuciones ahora tienden a ser más picudas para las galaxias de menores masas. Las Figuras 4.3 y 4.4 son similares a las Figuras 4.1 y 4.2 pero para las respectivas distribuciones del parámetro de tasa de natalidad  $b$  (ver ec. 3.2) en vez de la TFEe. Las líneas verticales segmentadas y punto-segmentadas corresponden a los criterios en  $b$  (no dependen de  $z$ ) respectivamente de galaxias apagadas o retiradas (R) y de galaxias formadoras activas de estrellas (SF), ver §§ 3.3; las galaxias entre ambas líneas las consideramos como transitorias o en proceso de apagado (Q).

Las distribuciones del parámetro  $b$  son cualitativamente similares a las de la TFEe tanto en su dependencia con  $M_s$  como con  $z$ . Si acaso, con los criterios en  $b$ , hay un ligero incremento de galaxias retiradas y en transición (R y Q) que usando la TFEe, especialmente hacia las masas altas. Estas diferencias se aprecian mejor en la siguiente sección donde se presentan justamente las fracciones de diferentes tipos de galaxias.

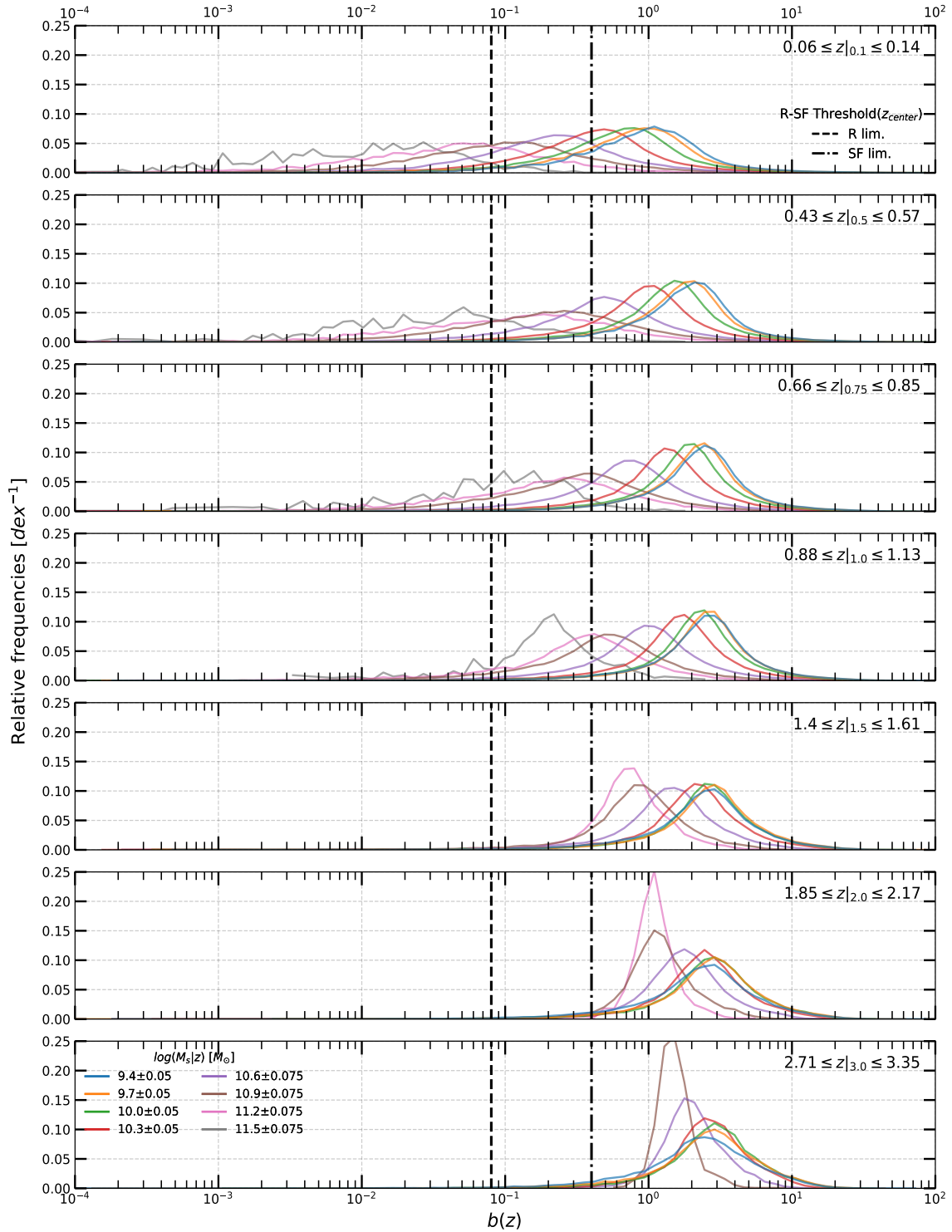


Figura 4.3: Distribuciones de frecuencia relativa de la  $b$  en varios intervalos de  $M_s(z)$  (indicados en el panel inferior) y en diferentes intervalos de  $z$  (indicados en la parte superior derecha de cada panel). Las líneas verticales segmentadas (punto-segmentadas) indican las  $b$ 's debajo (arriba) de las cuales las galaxias se consideran retiradas (formadoras activas de estrellas) en cada  $z$ . En el medio están las galaxias transitorias o en proceso de apagado.

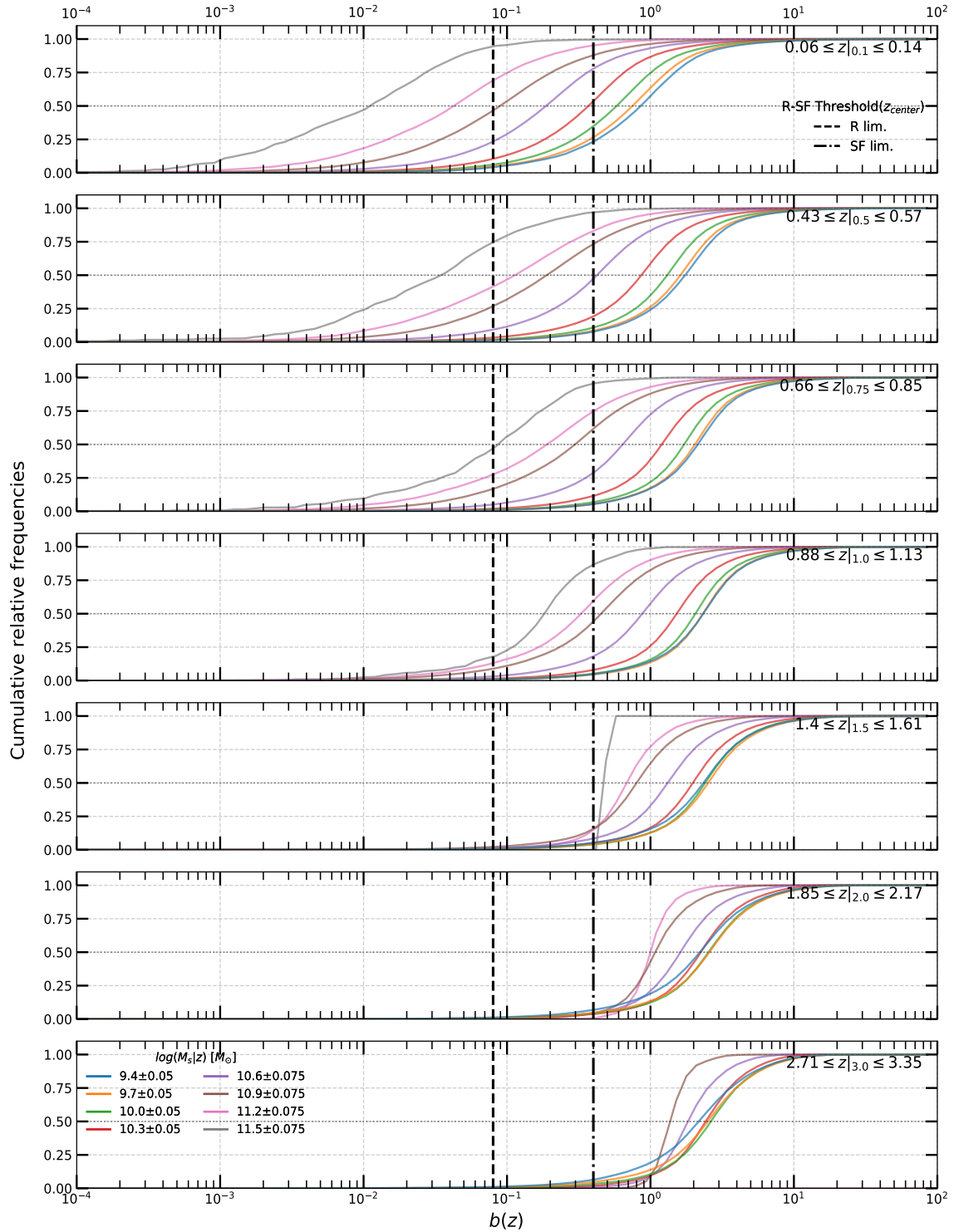


Figura 4.4: Distribuciones acumulativas para diferentes intervalos de  $M_s(z)$  correspondientes a las presentadas en la Fig. 4.3. Las curvas muestran la fracción de galaxias hasta una dada  $b$  para diferentes intervalos de  $M_s$  y  $z$ .

## 4.2. Fracciones de galaxias SF, Q y R en función de $M_s$ y $z$

En las Figuras 4.5 y 4.6 se presentan las fracciones de galaxias SF (línea azul), Q (línea naranja) y R (línea roja) en función de  $M_s$  y  $z$ , usando respectivamente la TFEe y el parámetro  $b$ . En estas figuras las masas  $M_s$  corresponden a la época en cuestión  $z$ , tomadas como el  $z$  central del intervalo. Claramente la fracción de galaxias SF se incrementa hacia bajas masas y  $z$ 's altos. Las líneas verticales segmentadas azules indican la masa donde su fracción es 50 %; para masas menores dominan las galaxias SF. De igual manera, las líneas verticales segmentadas naranjas y rojas indican la masa donde la fracción de Q y R son el 50 % respectivamente.

En el caso de la TFEe, en épocas recientes (paneles superiores, Fig. 4.5) las galaxias SF dominan de  $\log(M_s/M_\odot) = 10.57$  para abajo, las que están en proceso de apagado llegan casi al 50 % solo para masas alrededor de  $\log(M_s/M_\odot) = 10.9$ , mientras que las galaxias R dominan desde  $\log(M_s/M_\odot) = 11.23$ . Hacia  $z \sim 1$ , las galaxias SF dominan de por mucho en masas intermedias y bajas; solo para masas arriba de  $\log(M_s/M_\odot) \sim 11$  hay todavía una fracción de galaxias en proceso de apagado o retiradas. En épocas  $z \gtrsim 1$  dominan las galaxias SF para todas las masas, aunque para las masas más grandes en las épocas  $z \sim 1$ , apenas llegan a superar el 50 % de las galaxias. Hacia  $z \sim 1.5$ , prácticamente todas las galaxias de todas las masas son SF.

En el caso del parámetro  $b$  las fracciones de galaxias Q y R son un poco más altas que con la TFEe. En épocas recientes (paneles superiores, Fig. 4.6) las galaxias SF dominan de  $\log(M_s/M_\odot) = 10.32$  para abajo, las que están en proceso de apagado, Q, dominan en el intervalo de masas de  $10.5 \lesssim \log(M_s/M_\odot) \lesssim 11$  y para masas mayores dominan las galaxias apagadas R. Hacia  $z \sim 1$ , las galaxias SF son más del 50 % en masas por debajo de  $\log(M_s/M_\odot) = 11.13$ , mientras que para masas por arriba de  $\log(M_s/M_\odot) \sim 11.29$ , las galaxias Q son más del 50 %. En épocas anteriores a  $z \sim 1$  dominan ya las galaxias SF, aunque para las masas más altas, apenas superan el 50 %.

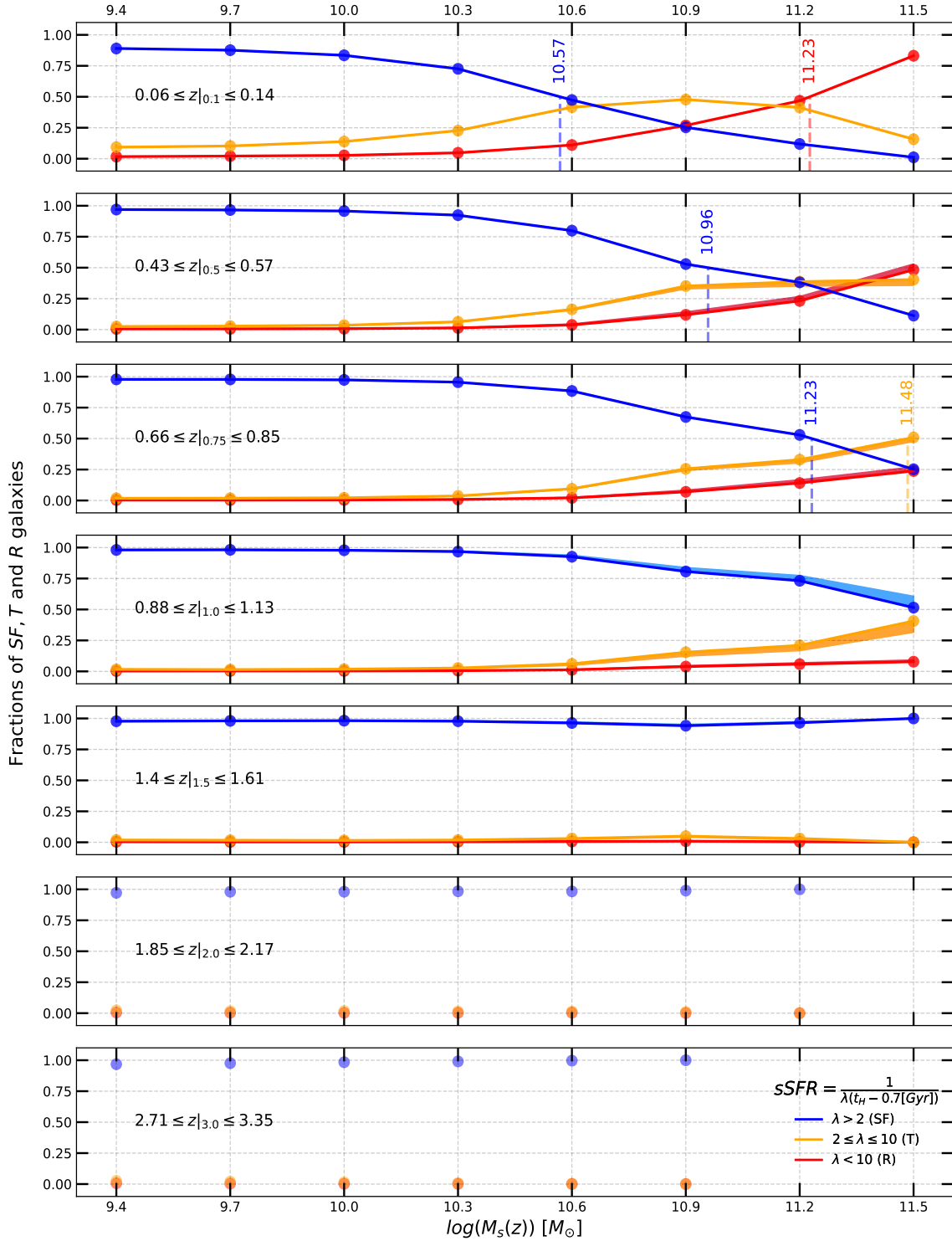


Figura 4.5: Fracciones de galaxias en los regímenes SF, T y R de acuerdo a su TFEe en función de  $M_s(z)$  y en diferentes intervalos de  $z$ . Las líneas verticales segmentadas indican la masa estelar donde se encuentra el 50% de la población en cada régimen.

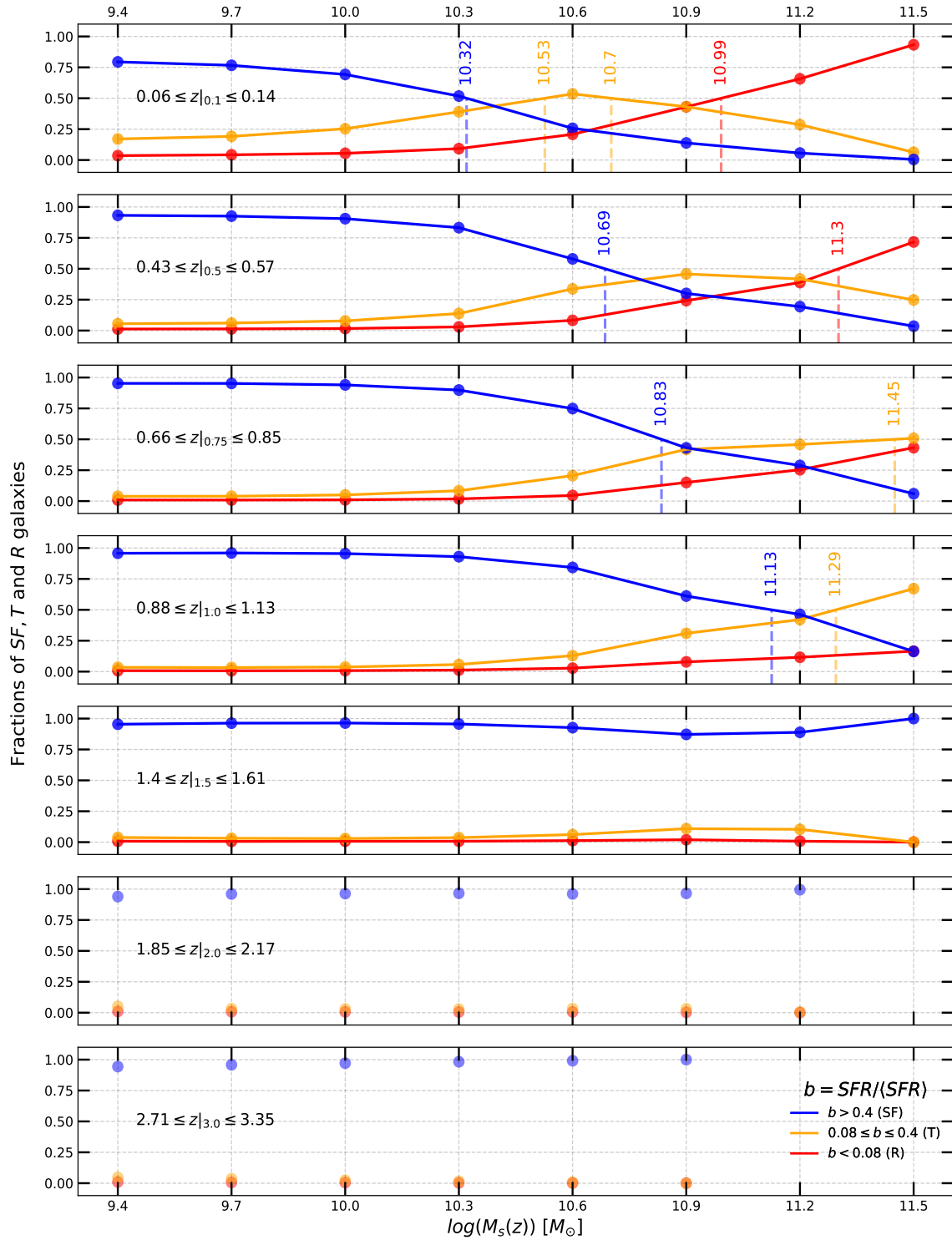


Figura 4.6: Fracciones de galaxias en los regímenes SF, T y R de acuerdo al valor de  $b$  en función de  $M_s(z)$  y en diferentes intervalos de  $z$ . Las líneas verticales segmentadas indican la masa estelar donde se encuentra el 50% de la población en cada régimen.



Por completitud, en las Figuras 4.7 y 4.8 se presenta lo mismo que en las figuras 4.5 y 4.6 pero esta vez fijando la masa de las galaxias a su valor actual,  $z = 0$ . Entonces las fracciones a diferentes  $z$ 's se refieren a las que hubo para los progenitores de las galaxias actuales de masa  $M_s(z = 0)$ .

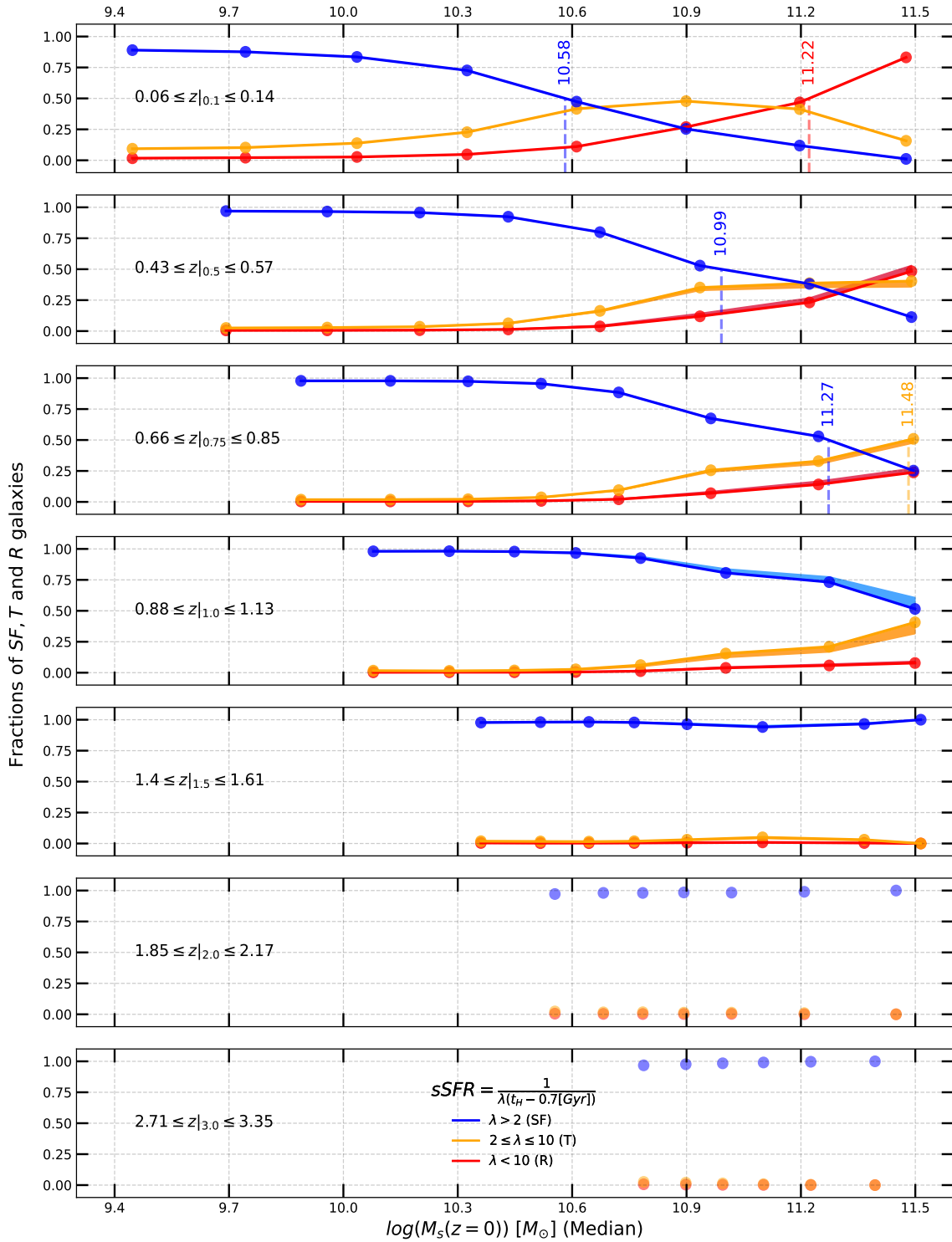


Figura 4.7: Similar a la Fig. 4.5 pero fijando la masa a su valor final,  $M_s(z=0)$ .

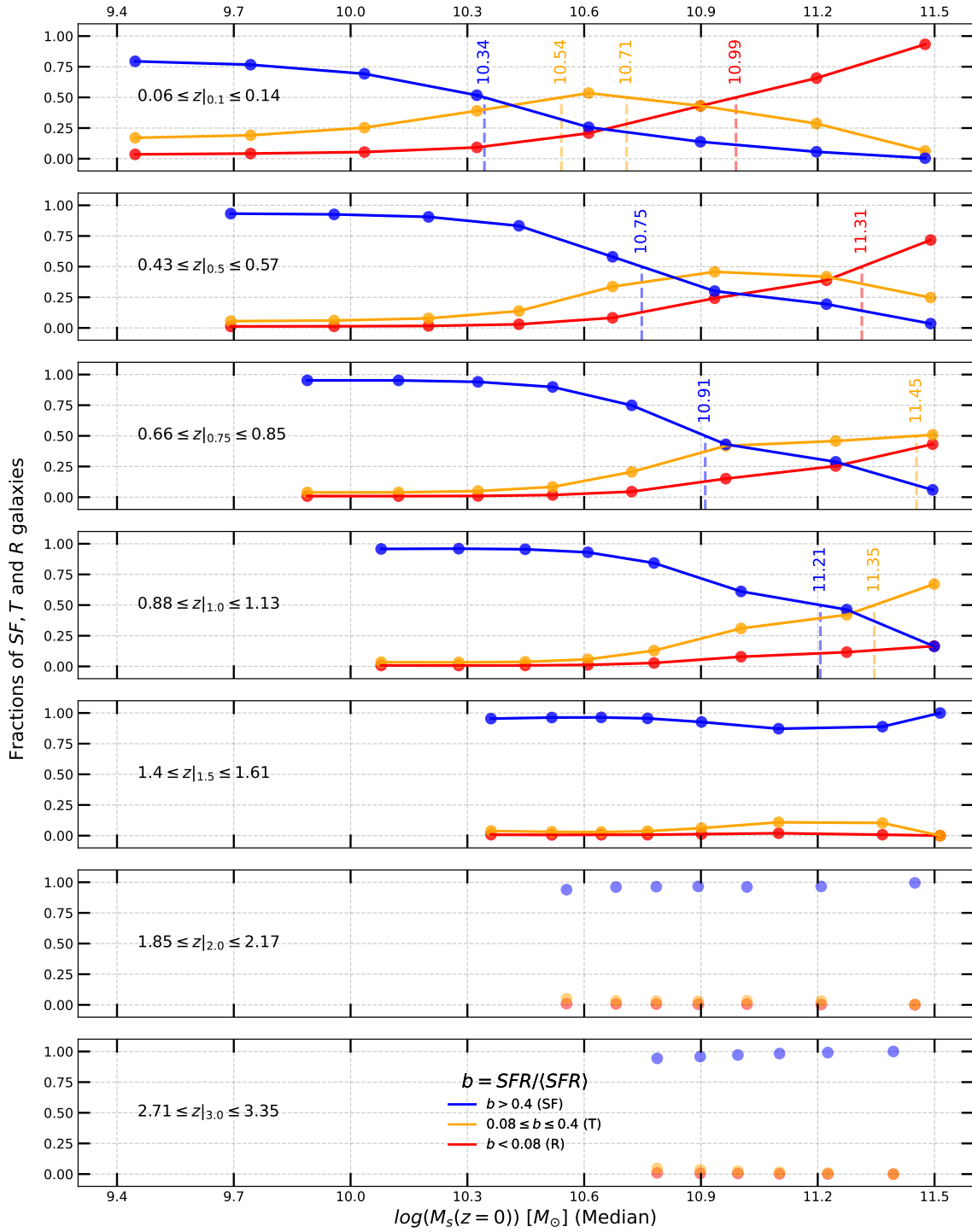


Figura 4.8: Similar a la Fig. 4.6 pero fijando la masa a su valor final,  $M_s(z=0)$ .

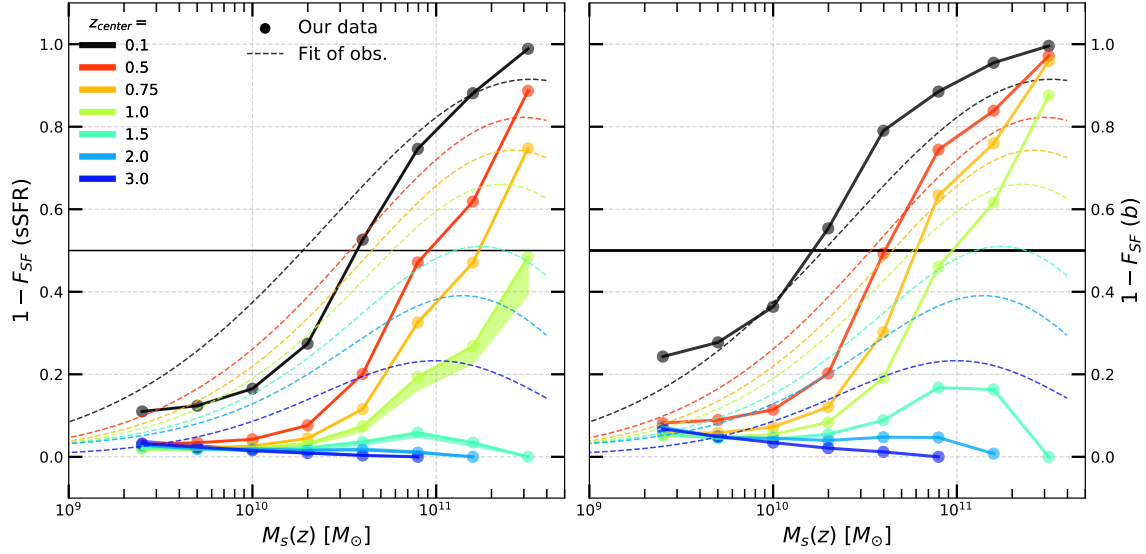


Figura 4.9: Fracciones de galaxias en los regímenes T y R (es decir que no son SF) usando los criterios en TFEe (der.) y en  $b$  (izq.) para diversos  $z$ 's representados con los diversos colores. Los puntos son extraídos de las Figuras 4.5 y 4.6. Las líneas segmentadas muestran ajustes a estimaciones observacionales de galaxias que no son SF en los mismos  $z$ 's de nuestros datos (ver texto).

Finalmente, en la Figura 4.9 se presenta el complemento de las fracciones de galaxias SF, es decir aquellas que son retiradas R o están en proceso de apagado Q, en función de la masa estelar a diferentes  $z$ 's (en realidad, intervalos de  $z$ 's alrededor de los indicados en los paneles). Las masas son las que tienen las galaxias en la dada época. El panel izquierdo es usando los criterios en TFEe y el derecho es usando los criterios en el parámetro  $b$ . Claramente se ven las tendencias de dominio de galaxias Q y R hacia masas altas pero un rápido decrecimiento, en todas las masas, incluso las más altas, a  $z$ 's mayores de  $\sim 1$ .

En la Figura 4.9 se incluyen estimaciones de las fracciones de galaxias apagadas (no SF) inferidas de observaciones, en los mismos intervalos de  $z$  mostrados para nuestros resultados. Las inferencias observacionales provienen de varios catastros de galaxias a diferentes  $z$  y usando también diferentes criterios para definir una galaxia como SF o apagada (a diferencia nuestra, en este tipo de estudios observacionales suelen separarse a las galaxias solo en dos grupos). El principal criterio usado es fotométrico, por la posición de la galaxia en un diagrama de índices de color, principalmente el

$U - V$  vs.  $V - J$ , en el cual se ha estimado una región de colores rojos en ambos índices que corresponde a galaxias apagadas (llamadas “*quiescent*”, “*passive*” o “*quenched*”), ver por ejemplo [60, 110, 21, 109, 101, 72, 64, 75]. Otro de los criterios que se usan son, después de definir la secuencia principal de galaxias SF, considerar que las apagadas son aquellas que están desplazadas hacia abajo por una dada cantidad (por ej.  $\sim 0.3 - 0.4$  dex o  $x - \sigma$ ) o simplemente imponiendo un valor de TFEe crítico, v. gr. [80, 55, 70, 96, 76]. Usando la compilación de fracciones de galaxias apagadas así definidas a diferentes  $z$ 's, Rodríguez-Puebla et al. (2021, en prep.) propusieron una función de  $M_s$  y  $z$  y realizaron un ajuste continuo a las observaciones para obtener las curvas (líneas segmentadas) reproducidas en la Figura 4.9; ver también [70, 10].

Es interesante que usando los criterios de separación con el parámetro de tasa de natalidad estelar  $b$ , nuestras fracciones se acercan más a las observadas. Usando la TFEe, las fracciones de galaxias no SF, son menores para casi todas las masas y en todos los  $z$ 's, aunque las tendencias son similares, por lo menos hasta  $z \sim 1$ . En el caso de usar el parámetro  $b$  para separar galaxias, a  $z \sim 0$ , nuestra fracción de galaxias no SF en función de  $M_s$  está aproximadamente en acuerdo con la observada. Para  $z \gtrsim 0.5$ , es cada vez menor la fracción en nuestro caso hacia masas menores y para  $z > 1$  definitivamente hay un gran déficit de galaxias retiradas/en proceso de apagado a todas las masas con relación a lo que se encuentra en estudios observacionales directos.

Es un tema de discusión actual el de las fracciones de galaxias retiradas o en proceso de apagado que se infieren de las observaciones. Los criterios usados para determinar galaxias SF y apagadas son indirectos como se mencionó arriba. Además, para obtener fracciones es importante garantizar completitud y ausencia de sesgos en los catastros de galaxias usados. No obstante, hay consenso entre los especialistas en que sí hubo cierta fracción de galaxias masivas apagadas incluso a  $z \sim 2 - 3$ . Por otro lado, basados en el método arqueológico, la inferencia individual que se hace de la historia de TFEe o del parámetro  $b$  de galaxias actuales, muestra que incluso las galaxias masivas, elípticas y totalmente retiradas actualmente, a  $z \gtrsim 1$  eran intensas formadoras de estrellas; ver por ejemplo Lacerna et al. (2020; [61]) o a nivel

más general, para todo tipo de galaxias, ver por ejemplo [88, 77]. Estas inferencias arqueológicas están más de acuerdo con nuestros resultados. Es definitivamente un problema abierto.

# Capítulo 5

## Comparaciones preliminares con simulaciones cosmológicas hidrodinámicas

En este capítulo se presentan comparaciones cualitativas entre los resultados de simulaciones hidrodinámicas cosmológicas con los del catálogo sintético semi-empírico estudiado en esta tesis. La finalidad es denotar las discrepancias cualitativas y con base a ellas poder acotar y constreñir parámetros sub-malla de las simulaciones cosmológicas.

### 5.1. Eficiencia de formación estelar en la simulación de Faucher-Gigère et al. (2011)

Entre los resultados de simulaciones hidrodinámicas cosmológicas, consideramos aquí los de Faucher-Gigère et al. (2011; [43]) pues ellos reportan la eficiencia de formación estelar ( $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{vir}}$ ) y exploran el impacto de la retroalimentación en la eficiencia de formación estelar instantánea o diferencial (EFE) en función de la masa de halo. Modificando la parametrización del viento galáctico es posible alterar la intensidad de la retroalimentación. La parametrización de los vientos es descrita por

el factor de carga de masa ( $\eta$ ) y la fracción constante de energía transmitida al viento por supernovas ( $\chi$ ). Ellos presentan 4 prescripciones de viento galáctico: **no winds**:  $v_w = 0 \text{ km s}^{-1}$  y  $\eta = 0$ , **winds**  $v_w = 342 \text{ km s}^{-1}$  y  $\eta = 1$ , **swinds**  $v_w = 342 \text{ km s}^{-1}$  y  $\eta = 2$ , **fwinds**  $v_w = 684 \text{ km s}^{-1}$  y  $\eta = 2$ ,

La Figura 5.1 muestra la superposición de la simulación hidrodinámica con los resultados semi-empíricos a diferentes épocas; estos últimos se dibujan con la línea color azul. El caso sin vientos (no retroalimentación) implica EFEs muy altas en todas las masas en épocas remotas ( $z > 3$ ), en completo desacuerdo con los resultados semi-empíricos. El caso de vientos rápidos, fwinds, produce EFEs extremadamente bajas a todas las masas y épocas, aunque para  $z > 3$  parece concordar con los resultados semi-empíricos, sugiriendo que en estas épocas remotas la retroalimentación fue muy eficiente, bajando la EFE en halos de todas masas. En el caso de vientos normales y lentos (wind y swind), hasta  $z \sim 2$ , hay un acuerdo cualitativo, aunque para  $z \sim 0$  a altas masas la EFE es más alta en las simulaciones; hay que tomar en cuenta que las mismas no consideraron la retroalimentación por AGN. La comparación sugiere entonces que esta retroalimentación es crucial para las altas masas y hacia épocas recientes. En general, las simulaciones hidrodinámicas de Faucher-Gigere et al. (2011) muestran muy altas EFEs a altos  $z$ 's, sugiriendo que la retroalimentación temprana por FE no es eficiente en estas simulaciones.

## 5.2. Diversas trayectorias evolutivas en la simulación hidrodinámica EAGLE

EAGLE es una simulación hidrodinámica cosmológica cuyos datos son públicos bajo suscripción a su sitio [89]. Dada la amplia gama de resultados reportados es posible hacer comparaciones directas de cantidades barionicas y oscuras.

Para presentar parte de los resultados de EAGLE de la manera más acorde se hizo uso de la simulación fiducial RefL0100N1504, la cual tiene un tamaño comóvil de



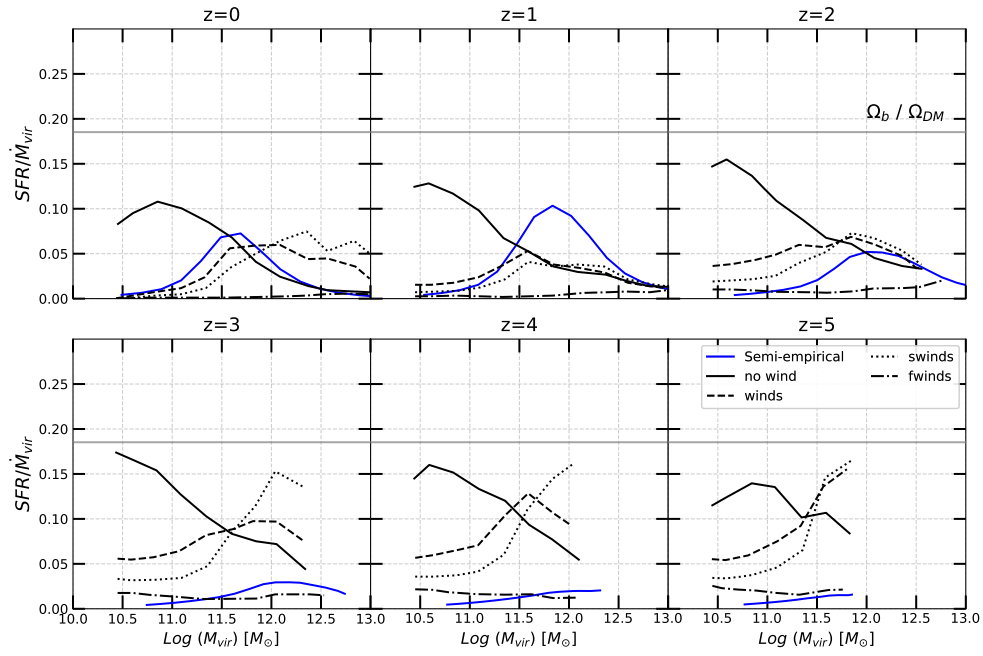


Figura 5.1: Superposición de la figura 6 de Faucher-Gigère et al. 2011. En donde la línea sólida negra representa el modelo sin retroalimentación, segmentada indica vientos con  $v_w = 342 \text{ km s}^{-1}$  y  $\eta = 1$ , punteada indica vientos con  $v_w = 342 \text{ km s}^{-1}$  y  $\eta = 2$ , segmentada-punteada  $v_w = 684 \text{ km s}^{-1}$  y  $\eta = 2$ ; la línea azul representa la mediana del cociente de la tasa de formación estelar y la tasa de acreción de materia oscura al radio virial, con un intervalo temporal de 100Myr.

100Mpc de lado y  $2 \times 1504^3$  partículas en total. Para nuestro análisis, usamos solo las galaxias centrales que habitan halos principales a  $z = 0$ . Asimismo, se ignoraron las galaxias marcadas como artificios de la simulación (“spurious”). Acoplando los datos galácticos con los de halos oscuros, en cada instantánea y en un rango de masa de halo particular ( $\pm 0.005dex$ ) se extrajo: la masa virial de halo, la masa estelar y la tasa de formación estelar totales de las galaxias.

En la Figura 5.2 se presentan los mismos resultados que en la Figura 3.3, sin embargo, la línea segmentada ahora denota los datos obtenidos de la base de datos de EAGLE. Los paneles superiores denotan las historias medianas de crecimiento de masa de halo (`Group M Mean200`, en el caso de EAGLE), a la izquierda, y de la masa estelar asociada (`MassType Star`) a la derecha. Los paneles intermedios muestran las cantidades diferenciales de los respectivos paneles superiores; cabe destacar que para obtener la tasa de crecimiento de halo ( $\dot{M}_{vir}$ ), se utilizó la historia de crecimiento de halo y la diferencia finita central con un  $\Delta t = 100\text{Myr}$ , puesto que EAGLE no presenta dicho parámetro. Los paneles inferiores muestran: la mediana del cociente  $M_s/M_{vir}$  a la izquierda y la eficiencia de formación a la derecha. En la Figura 5.2 se aprecia ciertas oscilaciones en las trayectorias evolutivas de EAGLE para los halos/galaxias más masivos. Esto es debido al bajo número de objetos en los intervalos de masa mayor. En total se utilizaron 10408 halos/galaxias, siendo que el rango de masas mas pequeño presenta 6617 halos/galaxias, mientras que el mas grande, solo una.

A pesar de las oscilaciones en las trayectorias medianas debido a los escasos elementos analizados, se observa que las historias de crecimiento de masa de halo y estelar están en acuerdo cualitativo con los resultados del Modelo Semi-empírico. En más detalle, la masa estelar de EAGLE presenta sistemáticamente sub-estimaciones a  $z$ 's pequeños y para masas intermedias y bajas, mientras que a  $z$ 's mayores se invierte esta tendencia.

En cuanto a la historia de tasa de formación estelar de EAGLE, presenta valores menores a todas las masas y especialmente hacia  $z$ 's bajos. Posiblemente la eficiencia de formación estelar en EAGLE está subestimada debido a efectos de retroalimenta-

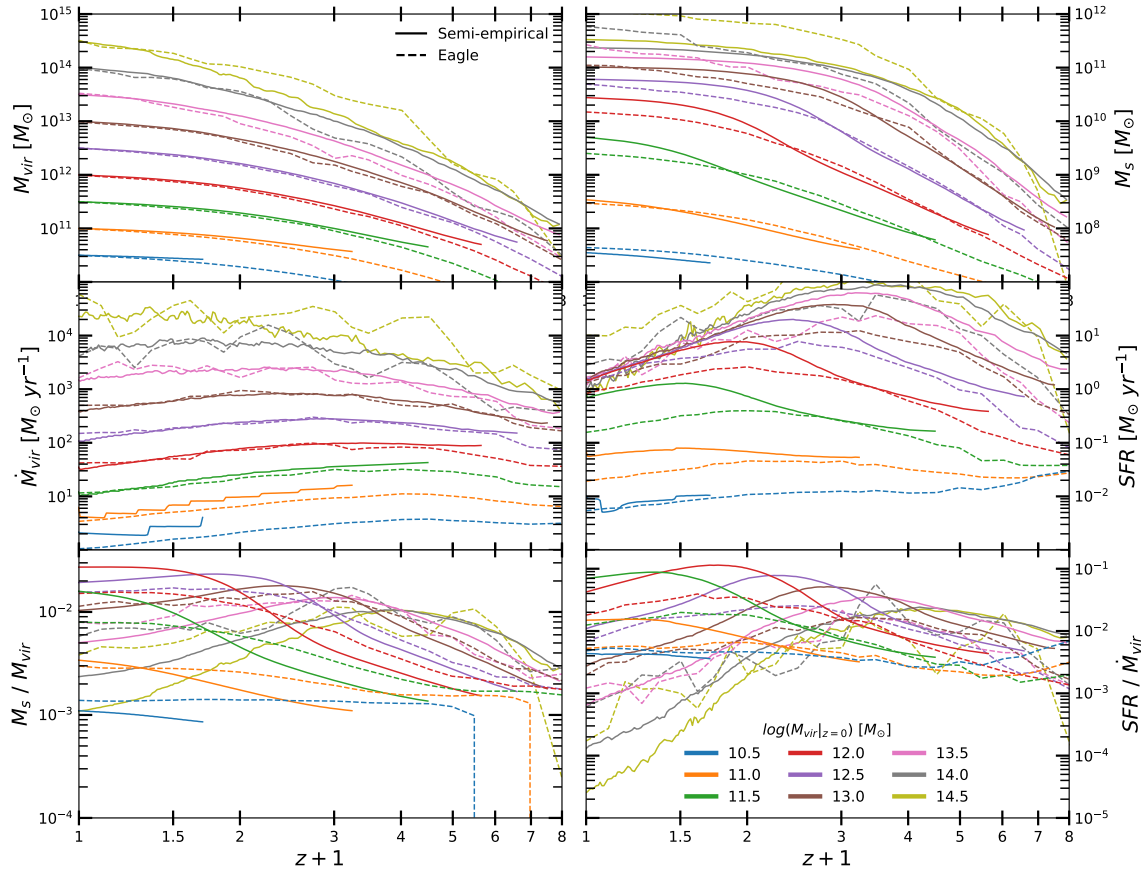


Figura 5.2: Trayectorias evolutivas medianas similares a la Figura 3.3. Las líneas sólidas representan el modelo semi-empírico, mientras que las segmentadas son las medianas calculadas para la simulación EAGLE [89].

ción demasiado eficientes.

# Capítulo 6

## Resumen y Conclusiones

En esta tesis se presentaron resultados del análisis de un catálogo de galaxias sintéticas producido en la simulación cosmológica de N-cuerpos **Bolshoi-P** usando recetas del modelo semi-empírico de Rodríguez-Puebla et al. 2018 [87]. El análisis se realizó para las galaxias *centrales* a  $z = 0$ , aquellas asignadas a los halos principales en la “instantánea”  $z = 0$  y sus progenitores en “instantáneas” anteriores hasta  $z = 7$ . El catálogo de galaxias sintéticos por construcción reproduce las funciones de masa estelar de las galaxias,  $\phi_{g_{\text{obs}}}$ , a diferentes  $z$ 's, las relaciones de TFE– $M_s$  totales de las galaxias a diferentes  $z$ 's y la historia de TFE cósmica (por unidad de volumen comóvil). El análisis se hizo tanto a nivel demográfico, es decir obtención de resultados para la población de galaxias a diferentes épocas ( $z$ 's), como evolutivo, es decir obtención de trayectorias evolutivas medianas de las galaxias en función de la masa de su halo o su masa estelar, definidas en el presente,  $z = 0$ . A continuación se enuncian los principales resultados y conclusiones del análisis.

**(1) Relaciones de escala galaxia-halo de las poblaciones a diferentes épocas (Fig. 3.1).** Se presentaron las relaciones promedio de las eficiencias integral e instantánea de conversión a estrellas,  $M_s/M_{\text{vir}}$  y  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{vir}}$  (o  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$ ) en función tanto de  $M_{\text{vir}}$  como de  $M_s$  a diferentes  $z$ 's. Se encontró que:

- Para épocas  $z > 2$  el pico de la eficiencia integral  $M_s/M_{\text{vir}}$  corresponde a masas viriales  $M_{\text{vir}} \gtrsim 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  (masas estelares  $M_s \gtrsim 4 \times 10^{10} M_{\odot}$ ) mientras que

para  $z$ 's menores el pico decrece (*downsizing*) hasta la masa de  $M_{\text{vir}} \approx 10^{12} M_{\odot}$  ( $M_s \approx 2.5 \times 10^{10} M_{\odot}$ ) a  $z = 0.1$ . El valor de  $M_s/M_{\text{vir}}$  en el pico decrece por un factor  $\sim 3$  de  $z = 5$  a  $z = 0.5$  y luego se mantiene casi igual. Para masas mayores y menores a las de los picos mencionadas arriba,  $M_s/M_{\text{vir}}$  cambia menos con la época; para las masas más altas, prácticamente no cambia con la época.

- En el caso de la eficiencia instantánea,  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{vir}}$ , su máximo decrece desde  $M_{\text{vir}} > 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  ( $M_s > 2 \times 10^{10} M_{\odot}$ ) a  $z \sim 4$  hasta  $M_{\text{vir}} \approx 4 \times 10^{11} M_{\odot}$  ( $M_s \approx 10^{10} M_{\odot}$ ) a  $z = 0.1$ . La eficiencia instantánea a una dada masa cambia poco con el tiempo para las galaxias menos masivas, crece significativamente con el tiempo para las galaxias de masas intermedias pero desde  $z \sim 0.5$  decrece ligeramente, y para las galaxias más masivas decrece significativamente con el tiempo. Estas galaxia, hacia  $z \sim 0$ , a pesar de tener una alta acreción cosmológica de materia, forman pocas estrellas.
- El cociente de las eficiencias instantánea a integral puede entenderse también como un cociente de eficiencias específicas de TFE y de TAM ( $\dot{M}_{\text{vir}}$ ),  $(\text{TFE}/M_s)/(\text{TAM}/M_{\text{vir}}) = (t_{\text{gal}}/t_{\text{halo}})^{-1}$ . Para masas  $M_{\text{vir}} > 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  o  $M_s > 4 \times 10^{10} M_{\odot}$  a  $z = 0.1$  (incrementan estas masas límites hacia  $z$ 's mayores),  $t_{\text{gal}}/t_{\text{halo}} > 1$ , es decir el tiempo característico de crecimiento de la galaxias por FE es más lento que el tiempo característico de crecimiento de sus halos (y por ende de incorporación de bariones); las galaxias formadas en halos masivos se vuelven lugares poco eficientes para atrapar los bariones acretados en el halo (que sigue creciendo eficientemente) y formar consecuentemente estrellas. Por el contrario, en halos de masas más bajas,  $< 3 - 10 \times 10^{11} M_{\odot}$  dependiendo de  $z$  ( $M_s < 0.5 - 2 \times 10^{10} M_{\odot}$ ),  $t_{\text{gal}}/t_{\text{halo}} < 1$  disminuyendo con el tiempo hasta  $z \sim 0.5$ , es decir las galaxias crecen tardíamente por FE con una mayor eficiencia específica que la del crecimiento de sus halos.

**(2) Trayectorias evolutivas medianas por masa de los halos/galaxias definidos a  $z = 0$  (Fig. 3.8):**

- Se confirma la tendencia de que los halos de MO ensamblan en promedio sus masas más tardíamente mientras mas masivos son (de lo chico a la grande), mientras que las galaxias ensamblan sus masas estelares mas temprano mientras mas masivas son (de lo grande a lo chico). Este desacoplamiento en las historias de crecimiento de halos y galaxias es menor para halos que terminan con  $M_{\text{vir}}(z = 0) \approx 2 - 5 \times 10^{10} M_{\odot}$  ( $M_s(z = 0) \approx 3 - 6 \times 10^{10} M_{\odot}$ ), siendo los casos donde el crecimiento en  $M_s$  sigue grosso modo el crecimiento de  $M_{\text{vir}}$  desde  $z \sim 1$ .
- Se calcularon las épocas (en  $z$  y tiempo regresivo  $T$ ) cuando los halos principales y sus galaxias formaron el 50 % (90 %) de sus masas actuales (Figs. 3.4–3.6). Mientras más masivos son los halos, más tardíamente ensamblan el 50 % y 90 % de sus masas (para  $M_{\text{vir}} = 10^{11}$  y  $10^{14} M_{\odot}$ ,  $z_{50\%} = 1.47$  y  $0.67$  respectivamente); en el caso de  $M_s$ , es a la inversa, aunque para  $M_s < 5 \times 10^9 M_{\odot}$ ,  $z_{50\%}$  muy ligeramente se incrementa mientras menor es la masa, es decir hay un rebote en la tendencia. Para esta masa, la mediana es  $z_{50\%} = 0.52$  y para  $M_s = 2 \times 10^{11} M_{\odot}$ , es  $z_{50\%} = 1.68$ . Para masas mayores,  $z_{50\%}$  ligeramente disminuye, pero  $z_{25\%}$  mantiene la tendencia de incrementar con la masa (Fig. 3.7). Este comportamiento se debe a que las galaxias más masivas tienen historias de crecimiento de  $M_s$  muy rápidas al principio, luego cierto estancamiento y tardíamente crecen por agregación *ex situ*. Los tiempos regresivos  $T_{50\%}$  y  $T_{90\%}$  en función de  $M_s$  estimados para galaxias del SDSS concuerdan aproximadamente con nuestros resultados, a excepción de que a bajas masas (donde efecto de completitud pueden afectar) siguen decreciendo mientras que en nuestro caso se da el rebote mencionado arriba.
- Las trayectorias evolutivas medianas de las eficiencias instantáneas de conversión a estrellas dada la tasa a acreción de materia,  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$ , varían notablemente de acuerdo a la masa. En halos masivos ( $M_{\text{vir}} > 2 \times 10^{12} M_{\odot}$ ) mientras mayor la masa, esta eficiencia creció más rápido en el pasado pero también más pronto llegó a un máximo y más fuertemente decreció. En halos menos masivos,

$M_{\text{vir}} < 5 \times 10^{11} M_{\odot}$ , las trayectorias son más constantes y para las masas más chicas, aún están en crecimiento. En los halos de masas intermedias, las eficiencias instantáneas alcanzan los mayores máximos (hacia  $z \lesssim 1$ ) y luego decrecen un poco. Son estos halos justamente en los que la eficiencia integral de conversión a estrellas,  $M_s/M_{\text{vir}}$ , alcanza en promedio valores históricos máximos.

- Las trayectorias evolutivas medianas de la TFEe (Fig. 3.9) empiezan con valores muy altos en especial para las galaxias más masivas, pero luego, mientras más masiva, más pronto declina fuertemente la TFEe. Para masas intermedias, las TFEe's pasan por un periodo de leve decrecimiento antes de finalmente declinar rápido, y en el caso de las galaxias menos masivas, las TFEe's disminuyen en menor medida pero también tuvieron menores amplitudes en el pasado. Para los criterios de FE activa (SF), en proceso de apagado o transición (Q) y de apagadas o retiradas (R) que establecimos usando la TFEe( $z$ ), las galaxias en promedio, incluso las más masivas, son SF a  $z \gtrsim 0.7$  y sólo las más masivas que  $\sim 10^{11} M_{\odot}$  están retiradas a  $z = 0$ . Si se usan los criterios basados en el parámetro de natalidad  $b$ , galaxias un poco menos masivas pueden estar retiradas a  $z = 0$  y, de acuerdo a las trayectorias medianas de  $b(z)$  (Fig. 3.10), el  $z$  en el que todas las galaxias (incluso las más masivas) son en promedio SF, se desplaza a  $z \sim 1$ .

- A manera de resumir toda la información evolutiva de las galaxias/halos del catálogo sintético semi-empírico, se presentaron (a) los valores promedios de la eficiencia instantánea de conversión a estrellas,  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$ , en función de la masa en curso (del halo y de la galaxia) y de la época,  $z$ , junto a las trayectorias medianas de  $M_{\text{vir}}$  y de  $M_s$ , y (b) similar pero para la TFEe en vez de  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$  (Fig. 3.12).

En general, la  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}}$  depende más de la masa que de la época mientras que TFEe depende más de la época que de la masa. Las máximas eficiencias en promedio,  $\text{TFE}/\dot{M}_{\text{h,bar}} \approx 0.7 - 0.8$ , se dan en halos de  $0.5 - 0.9 \times 10^{12} M_{\odot}$  ( $M_s 0.7 - 2 \times 10^{10} M_{\odot}$ ) entre  $z \sim 1$  y 0.3 y que hoy terminan con masas

$M_{\text{vir}} \approx 0.7 - 1 \times 10^{12} M_{\odot}$  ( $M_s \approx 1 - 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ ). Para  $z > 1.3$ , las máximas eficiencias promedio se dan en halos ligeramente más masivos (más raros por ende) y con valores menores a 0.3. Las eficiencias más bajas de conversión a estrellas dada la tasa de acreción bariónica cosmológica se dan en los halos más masivos ( $> 10^{13} M_{\odot}$ ) hacia épocas tardías (en el pasado sus progenitores fueron más eficientes). En el caso de los halos menos masivos ( $M_{\text{vir}} \lesssim 5 \times 10^{10} M_{\odot}$ ), las eficiencias son bajas pero aproximadamente constantes a lo largo de su historia. La TFEe decrece con el tiempo para todas las masas, de manera más pronunciada para los progenitores de los halos/galaxias más masivos. El comportamiento del parámetro de natalidad  $b$  es muy similar (Fig. 3.13) a diferencia de las trayectorias de los halos que terminan con masas alrededor de  $10^{12} M_{\odot}$ , para los que se ve un periodo de clara reactivación de la FE (incremento de  $b$ ) hacia  $z \sim 2 - 1$  (ver también Fig. 3.10).

### (3) Distribución poblacional de las galaxias de acuerdo a su nivel de actividad de FE a diferentes épocas

- La distribución frecuencial de TFEe en épocas alrededor de  $z = 0.1$  de las galaxias agrupadas por su  $M_s$  es picuda y centrada en altos valores de TFEe para las galaxias menos masivas y extendida y con valores muy bajos de TFEe para las galaxias más masivas (Fig. 4.1). En ningún caso se observa una distribución bimodal como es el caso de las observaciones, en particular para masas intermedias. La fracción de galaxias retiradas (R) incrementa con la masa y para  $M_s \gtrsim 1.5 \times 10^{11} M_{\odot}$  ya más del 50% de las galaxias son R (Fig. 4.5). Al contrario, para  $M_s \lesssim 4 \times 10^{10} M_{\odot}$  más del 50% de las galaxias son SF. Las galaxias con masas intermedias están mayormente en proceso de apagado (Q).
- A medida que  $z$  aumenta, las distribuciones frecuenciales de todas las masas se desplazan a valores mayores de TFEe y tienden a hacerse más picudas (nunca bimodales), en particular las de las (cada vez más escasas) galaxias de altas masas. Hacia  $z = 1$ , incluso para las galaxias más masivas ( $M_s > 2 \times 10^{11} M_{\odot}$ ), más del 50% son SF; el resto son en transición Q y solo una fracción muy menor



son R (Fig. 4.5). Hacia  $z$ 's mayores prácticamente todas las galaxias son SF. Estas fracciones cambian un poco si se usan los criterios en base a la parámetro  $b$  (Fig. 4.6).

- La fracción de galaxias que no son SF ( $1 - F_{\text{SF}}$ ) en función de  $M_s$  en  $z = 0.1$  es baja a las bajas masas y luego crece rápidamente hacia las altas masas, ya sea usando el criterio con la TFEe o el parámetro  $b$ . El acuerdo con las observaciones, mismas que usan diversos criterios empíricos para definir galaxias SF, es relativamente bueno, en especial cuando usamos el parámetro  $b$  (Fig. 4.9). Esta fracción decrece con  $z$ , en especial hacia las masas intermedias y bajas, al igual que en el caso de observaciones directas basadas en catastró de altos  $z$ 's, siendo menor el acuerdo con las mismas a medida que  $z$  es mayor, especialmente para  $z > 1$ .

La descripción de la evolución promedio de las galaxias centrales presentada en esta tesis en base a un catálogo sintético obtenido con la conexión galaxia-halo en la simulación cosmológica de N-cuerpos Bolshoi-P resume gran parte de los procesos físicos y evolutivos en función de la masa que sufrieron las galaxias dentro de sus correspondientes halos de MO. Al tratarse de un enfoque semi-empírico, no se modelan en ningún momento estos procesos en sí. El valor de este tipo de resultados es más bien que ofrecen restricciones muy completas a los modelos físicos y evolutivos propuestos para explicar la evolución y naturaleza de las galaxias en el contexto cosmológico del escenario  $\Lambda$ CDM. En la Sección 3.5 se discutió ampliamente las implicaciones de los resultados a la luz del paradigma actual de formación y evolución de galaxias, enfocando las diferencias con la masa (de los halos o de las galaxias) y la época. Los resultados están de acuerdo con las principales propuestas teóricas para entender la evolución de las galaxias y proveen restricciones cuantitativas como masas y épocas características de funcionamiento de uno u otro mecanismo evolutivo.

Las restricciones cuantitativas de nuestros resultados semi-empíricos se pueden usar para poner a prueba los Modelos Semi-analíticos y las simulaciones hidrodinámicas de evolución de galaxias. Esto es algo que se hizo de manera muy preliminar

en la presente tesis usando las simulaciones de Faucher-Gigère et al. (2011; [43]) y las simulaciones EAGLE [89].

# Bibliografía

- [1] O. Agertz and A. V. Kravtsov. On the Interplay between Star Formation and Feedback in Galaxy Formation Simulations. *ApJ*, 804(1):18, May 2015.
- [2] O. Agertz, A. V. Kravtsov, S. N. Leitner, and N. Y. Gnedin. Toward a Complete Accounting of Energy and Momentum from Stellar Feedback in Galaxy Formation Simulations. *ApJ*, 770(1):25, June 2013.
- [3] V. Avila-Reese. Understanding Galaxy Formation and Evolution. *ArXiv Astrophysics e-prints*, May 2006.
- [4] V. Avila-Reese, P. Colín, A. González-Samaniego, O. Valenzuela, C. Firmani, H. Velázquez, and D. Ceverino. The Specific Star Formation Rate and Stellar Mass Fraction of Low-mass Central Galaxies in Cosmological Simulations. *ApJ*, 736:134, Aug. 2011.
- [5] V. Avila-Reese and C. Firmani. Properties of Disk Galaxies in a Hierarchical Formation Scenario. *RMxAA*, 36:23, Apr. 2000.
- [6] V. Avila-Reese and C. Firmani. The dark and stellar mass assembly of galaxies. In *RevMexAA Conf. Series*, volume 40, pages 27–35, Oct. 2011.
- [7] V. Avila-Reese, A. González-Samaniego, P. Colín, H. Ibarra-Medel, and A. Rodríguez-Puebla. The Global and Radial Stellar Mass Assembly of Milky Way-sized Galaxies. *ApJ*, 854(2):152, Feb. 2018.

- [8] I. K. Baldry, M. L. Balogh, R. G. Bower, K. Glazebrook, R. C. Nichol, S. P. Bamford, and T. Budavari. Galaxy bimodality versus stellar mass and environment. *MNRAS*, 373:469–483, Dec. 2006.
- [9] A. E. Bauer, A. M. Hopkins, M. Gunawardhana, E. N. Taylor, I. Baldry, S. P. Bamford, J. Bland-Hawthorn, S. Brough, M. J. I. Brown, M. E. Cluver, M. Colless, C. J. Conselice, S. Croom, S. Driver, C. Foster, D. H. Jones, M. A. Lara-Lopez, J. Liske, Á. R. López-Sánchez, J. Loveday, P. Norberg, M. S. Owers, K. Pimbblet, A. Robotham, A. E. Sansom, and R. Sharp. Galaxy And Mass Assembly (GAMA): linking star formation histories and stellar mass growth. *MNRAS*, 434:209–221, Sept. 2013.
- [10] P. Behroozi, R. H. Wechsler, A. P. Hearin, and C. Conroy. UNIVERSEMA-CHINE: The correlation between galaxy growth and dark matter halo assembly from  $z = 0-10$ . *MNRAS*, 488(3):3143–3194, Sept. 2019.
- [11] P. S. Behroozi, C. Conroy, and R. H. Wechsler. A Comprehensive Analysis of Uncertainties Affecting the Stellar Mass-Halo Mass Relation for  $0 < z < 4$ . *ApJ*, 717:379–403, July 2010.
- [12] P. S. Behroozi, R. H. Wechsler, and C. Conroy. The Average Star Formation Histories of Galaxies in Dark Matter Halos from  $z = 0-8$ . *ApJ*, 770:57, June 2013.
- [13] P. S. Behroozi, R. H. Wechsler, and C. Conroy. The Average Star Formation Histories of Galaxies in Dark Matter Halos from  $z = 0-8$ . *ApJ*, 770:57, June 2013.
- [14] P. S. Behroozi, R. H. Wechsler, and H.-Y. Wu. The ROCKSTAR Phase-space Temporal Halo Finder and the Velocity Offsets of Cluster Cores. *ApJ*, 762:109, Jan. 2013.

- [15] P. S. Behroozi, R. H. Wechsler, H.-Y. Wu, M. T. Busha, A. A. Klypin, and J. R. Primack. Gravitationally Consistent Halo Catalogs and Merger Trees for Precision Cosmology. *ApJ*, 763:18, Jan. 2013.
- [16] Y. Birnboim and A. Dekel. Virial shocks in galactic haloes? *MNRAS*, 345:349–364, Oct. 2003.
- [17] Y. Birnboim and A. Dekel. Gravitational quenching by clumpy accretion in cool-core clusters: convective dynamical response to overheating. *MNRAS*, 415(3):2566–2579, Aug. 2011.
- [18] M. R. Blanton and J. Moustakas. Physical Properties and Environments of Nearby Galaxies. *ARA&A*, 47:159–210, Sept. 2009.
- [19] R. G. Bower, A. J. Benson, R. Malbon, J. C. Helly, C. S. Frenk, C. M. Baugh, S. Cole, and C. G. Lacey. Breaking the hierarchy of galaxy formation. *MNRAS*, 370:645–655, Aug. 2006.
- [20] G. L. Bryan and M. L. Norman. Statistical Properties of X-Ray Clusters: Analytic and Numerical Comparisons. *ApJ*, 495:80–99, Mar. 1998.
- [21] K. Bundy, C. Scarlata, C. M. Carollo, R. S. Ellis, N. Drory, P. Hopkins, M. Salvato, A. Leauthaud, A. M. Koekemoer, N. Murray, O. Ilbert, P. Oesch, C.-P. Ma, P. Capak, L. Pozzetti, and N. Scoville. The Rise and Fall of Passive Disk Galaxies: Morphological Evolution Along the Red Sequence Revealed by COSMOS. *ApJ*, 719:1969–1983, Aug. 2010.
- [22] A. R. Calette, V. Avila-Reese, A. Rodríguez-Puebla, H. Hernández-Toledo, and E. Papastergis. The HI- and H<sub>2</sub>-to-Stellar Mass Correlations of Late- and Early-Type Galaxies and their Consistency with the Observational Mass Functions. *RMxAA*, 54:443–483, Oct. 2018.
- [23] A. R. Calette, V. Avila-Reese, A. Rodríguez-Puebla, C. d. P. Lagos, and B. Catinella. The H I and stellar mass bivariate distribution of centrals and satellites for all, late-, and early-type local galaxies. *MNRAS*, 505(1):304–324, July 2021.

- [24] A. C. Carnall, R. J. McLure, J. S. Dunlop, and R. Davé. Inferring the star formation histories of massive quiescent galaxies with BAGPIPES: evidence for multiple quenching mechanisms. *MNRAS*, 480(4):4379–4401, Nov. 2018.
- [25] J. Casado, Y. Ascasibar, M. Gavilán, R. Terlevich, E. Terlevich, C. Hoyos, and A. I. Díaz. Nature or nurture? Clues from the distribution of specific star formation rates in SDSS galaxies. *MNRAS*, 451(1):888–903, July 2015.
- [26] A. Cattaneo, A. Dekel, S. M. Faber, and B. Guiderdoni. Downsizing by shut-down in red galaxies. *MNRAS*, 389:567–584, Sept. 2008.
- [27] A. Cattaneo, S. M. Faber, J. Binney, A. Dekel, J. Kormendy, R. Mushotzky, A. Babul, P. N. Best, M. Brüggen, A. C. Fabian, C. S. Frenk, A. Khalatyan, H. Netzer, A. Mahdavi, J. Silk, M. Steinmetz, and L. Wisotzki. The role of black holes in galaxy formation and evolution. *Natur*, 460(7252):213–219, July 2009.
- [28] B. C. Ciambur, G. Kauffmann, and S. Wuyts. On the evolution of the bi-modal distribution of galaxies in the plane of specific star formation rate versus stellar mass. *MNRAS*, 432(3):2488–2495, July 2013.
- [29] P. Colín, V. Avila-Reese, E. Vázquez-Semadeni, O. Valenzuela, and D. Ceverino. Low-mass Galaxy Formation in Cosmological Adaptive Mesh Refinement Simulations: The Effects of Varying the Sub-grid Physics Parameters. *ApJ*, 713(1):535–551, Apr. 2010.
- [30] C. Conroy and R. H. Wechsler. Connecting Galaxies, Halos, and Star Formation Rates Across Cosmic Time. *ApJ*, 696:620–635, May 2009.
- [31] C. Conroy, R. H. Wechsler, and A. V. Kravtsov. Modeling Luminosity-dependent Galaxy Clustering through Cosmic Time. *ApJ*, 647:201–214, Aug. 2006.
- [32] D. J. Croton, V. Springel, S. D. M. White, G. De Lucia, C. S. Frenk, L. Gao, A. Jenkins, G. Kauffmann, J. F. Navarro, and N. Yoshida. The many lives of

- active galactic nuclei: cooling flows, black holes and the luminosities and colours of galaxies. *MNRAS*, 365:11–28, Jan. 2006.
- [33] M. E. De Rossi, V. Avila-Reese, P. B. Tissera, A. González-Samaniego, and S. E. Pedrosa. On the mass assembly of low-mass galaxies in hydrodynamical simulations of structure formation. *MNRAS*, 435(3):2736–2752, Nov. 2013.
- [34] A. Dekel and Y. Birnboim. Galaxy bimodality due to cold flows and shock heating. *MNRAS*, 368:2–20, May 2006.
- [35] A. Dekel and Y. Birnboim. Gravitational quenching in massive galaxies and clusters by clumpy accretion. *MNRAS*, 383(1):119–138, Jan. 2008.
- [36] A. Dekel and A. Burkert. Wet disc contraction to galactic blue nuggets and quenching to red nuggets. *MNRAS*, 438:1870–1879, Feb. 2014.
- [37] A. Dekel and J. Silk. The Origin of Dwarf Galaxies, Cold Dark Matter, and Biased Galaxy Formation. *ApJ*, 303:39, Apr. 1986.
- [38] A. Dekel, A. Zolotov, D. Tweed, M. Cacciato, D. Ceverino, and J. R. Primack. Toy models for galaxy formation versus simulations. *MNRAS*, 435:999–1019, Oct. 2013.
- [39] T. Di Matteo, V. Springel, and L. Hernquist. Energy input from quasars regulates the growth and activity of black holes and their host galaxies. *Natur*, 433(7026):604–607, Feb. 2005.
- [40] A. A. Dutton and F. C. van den Bosch. The impact of feedback on disc galaxy scaling relations. *MNRAS*, 396:141–164, June 2009.
- [41] A. C. Fabian. Observational Evidence of Active Galactic Nuclei Feedback. *ARA&A*, 50:455–489, Sept. 2012.
- [42] N. Fanidakis, C. M. Baugh, A. J. Benson, R. G. Bower, S. Cole, C. Done, and C. S. Frenk. Grand unification of AGN activity in the  $\Lambda$ CDM cosmology. *MNRAS*, 410(1):53–74, Jan. 2011.

- [43] C.-A. Faucher-Giguère, D. Kereš, and C.-P. Ma. The baryonic assembly of dark matter haloes. *MNRAS*, 417:2982–2999, Nov. 2011.
- [44] C. Firmani and V. Avila-Reese. Disc galaxy evolution models in a hierarchical formation scenario: structure and dynamics. *MNRAS*, 315:457–472, July 2000.
- [45] C. Firmani and V. Avila-Reese. Galaxy Downsizing Evidenced by Hybrid Evolutionary Tracks. *ApJ*, 723:755–766, Nov. 2010.
- [46] C. Firmani, V. Avila-Reese, and A. Rodríguez-Puebla. Can galaxy outflows and re-accretion produce a downsizing in the specific star-formation rate of late-type galaxies? *MNRAS*, 404:1100–1110, May 2010.
- [47] F. Fontanot, G. De Lucia, P. Monaco, R. S. Somerville, and P. Santini. The many manifestations of downsizing: hierarchical galaxy formation models confront observations. *MNRAS*, 397:1776–1790, Aug. 2009.
- [48] C. S. Frenk and S. D. M. White. Dark matter and cosmic structure. *Annalen der Physik*, 524(9-10):507–534, Oct. 2012.
- [49] F. Governato, B. Willman, L. Mayer, A. Brooks, G. Stinson, O. Valenzuela, J. Wadsley, and T. Quinn. Forming disc galaxies in  $\Lambda$ CDM simulations. *MNRAS*, 374(4):1479–1494, Feb. 2007.
- [50] T. A. Gutcke, N. Fanidakis, A. V. Macciò, and C. Lacey. The star formation and AGN luminosity relation: predictions from a semi-analytical model. *MNRAS*, 451(4):3759–3767, Aug. 2015.
- [51] C. Hahn, J. L. Tinker, and A. Wetzel. Star Formation Quenching Timescale of Central Galaxies in a Hierarchical Universe. *ApJ*, 841(1):6, May 2017.
- [52] P. F. Hopkins, D. Kereš, J. Oñorbe, C.-A. Faucher-Giguère, E. Quataert, N. Murray, and J. S. Bullock. Galaxies on FIRE (Feedback In Realistic Environments): stellar feedback explains cosmologically inefficient star formation. *MNRAS*, 445(1):581–603, Nov. 2014.



- [53] P. F. Hopkins, E. Quataert, and N. Murray. Self-regulated star formation in galaxies via momentum input from massive stars. *MNRAS*, 417(2):950–973, Oct. 2011.
- [54] P. F. Hopkins, E. Quataert, and N. Murray. Stellar feedback in galaxies and the origin of galaxy-scale winds. *MNRAS*, 421:3522–3537, Apr. 2012.
- [55] A. Karim, E. Schinnerer, A. Martínez-Sansigre, M. T. Sargent, A. van der Wel, H.-W. Rix, O. Ilbert, V. Smolčić, C. Carilli, M. Pannella, A. M. Koekemoer, E. F. Bell, and M. Salvato. The Star Formation History of Mass-selected Galaxies in the COSMOS Field. *ApJ*, 730:61, Apr. 2011.
- [56] D. Kereš, N. Katz, R. Davé, M. Fardal, and D. H. Weinberg. Galaxies in a simulated  $\Lambda$ CDM universe - II. Observable properties and constraints on feedback. *MNRAS*, 396:2332–2344, July 2009.
- [57] D. Kereš, N. Katz, D. H. Weinberg, and R. Davé. How do galaxies get their gas? *MNRAS*, 363:2–28, Oct. 2005.
- [58] S. Khochfar and J. P. Ostriker. Adding environmental gas physics to the semi-analytic method for galaxy formation: Gravitational heating. *ApJ*, 680(1):54–69, jun 2008.
- [59] A. Klypin, G. Yepes, S. Gottlöber, F. Prada, and S. Heß. MultiDark simulations: the story of dark matter halo concentrations and density profiles. *MNRAS*, 457(4):4340–4359, Apr. 2016.
- [60] I. Labbé, J. Huang, M. Franx, G. Rudnick, P. Barmby, E. Daddi, P. G. van Dokkum, G. G. Fazio, N. M. F. Schreiber, A. F. M. Moorwood, H.-W. Rix, H. Röttgering, I. Trujillo, and P. van der Werf. IRAC Mid-Infrared Imaging of the Hubble Deep Field-South: Star Formation Histories and Stellar Masses of Red Galaxies at  $z > 2$ . *ApJ*, 624:L81–L84, May 2005.

- [61] I. Lacerna, H. Ibarra-Medel, V. Avila-Reese, H. M. Hernández-Toledo, J. A. Vázquez-Mata, and S. F. Sánchez. SDSS-IV MaNGA: Global and local stellar population properties of elliptical galaxies. *A&A*, 644:A117, Dec. 2020.
- [62] S. N. Leitner. On the Last 10 Billion Years of Stellar Mass Growth in Star-forming Galaxies. *ApJ*, 745:149, Feb. 2012.
- [63] M.-M. Mac Low and R. S. Klessen. Control of star formation by supersonic turbulence. *Reviews of Modern Physics*, 76(1):125–194, Jan. 2004.
- [64] N. S. Martis, D. Marchesini, G. B. Brammer, A. Muzzin, I. Labbé, I. G. Momcheva, R. E. Skelton, M. Stefanon, P. G. van Dokkum, and K. E. Whitaker. The Evolution of the Fractions of Quiescent and Star-forming Galaxies as a Function of Stellar Mass Since  $z = 3$ : Increasing Importance of Massive, Dusty Star-forming Galaxies in the Early Universe. *ApJ*, 827:L25, Aug. 2016.
- [65] S. S. McGaugh, J. M. Schombert, and F. Lelli. The Star-forming Main Sequence of Dwarf Low Surface Brightness Galaxies. *ApJ*, 851(1):22, Dec. 2017.
- [66] C. F. McKee and E. C. Ostriker. Theory of Star Formation. *ARA&A*, 45(1):565–687, Sept. 2007.
- [67] B. P. Moster, T. Naab, and S. D. M. White. Galactic star formation and accretion histories from matching galaxies to dark matter haloes. *MNRAS*, 428:3121–3138, Feb. 2013.
- [68] B. P. Moster, T. Naab, and S. D. M. White. EMERGE - empirical constraints on the formation of passive galaxies. *MNRAS*, 499(4):4748–4767, Dec. 2020.
- [69] B. P. Moster, R. S. Somerville, C. Maubetsch, F. C. van den Bosch, A. V. Macciò, T. Naab, and L. Oser. Constraints on the Relationship between Stellar Mass and Halo Mass at Low and High Redshift. *ApJ*, 710:903–923, Feb. 2010.
- [70] J. Moustakas, A. L. Coil, J. Aird, M. R. Blanton, R. J. Cool, D. J. Eisenstein, A. J. Mendez, K. C. Wong, G. Zhu, and S. Arnouts. PRIMUS: Constraints

- on Star Formation Quenching and Galaxy Merging, and the Evolution of the Stellar Mass Function from  $z = 0-1$ . *ApJ*, 767:50, Apr. 2013.
- [71] N. Murray, E. Quataert, and T. A. Thompson. On the Maximum Luminosity of Galaxies and Their Central Black Holes: Feedback from Momentum-driven Winds. *ApJ*, 618:569–585, Jan. 2005.
- [72] A. Muzzin, D. Marchesini, M. Stefanon, M. Franx, H. J. McCracken, B. Milvang-Jensen, J. S. Dunlop, J. P. U. Fynbo, G. Brammer, I. Labbé, and P. G. van Dokkum. The Evolution of the Stellar Mass Functions of Star-forming and Quiescent Galaxies to  $z = 4$  from the COSMOS/UltraVISTA Survey. *ApJ*, 777:18, Nov. 2013.
- [73] J. F. Navarro, C. S. Frenk, and S. D. M. White. A Universal Density Profile from Hierarchical Clustering. *ApJ*, 490:493, Dec. 1997.
- [74] C. Pacifici, S. A. Kassin, B. J. Weiner, B. Holden, J. P. Gardner, S. M. Faber, H. C. Ferguson, D. C. Koo, J. R. Primack, E. F. Bell, A. Dekel, E. Gawiser, M. Giavalisco, M. Rafelski, R. C. Simons, G. Barro, D. J. Croton, R. Davé, A. Fontana, N. A. Grogin, A. M. Koekemoer, S.-K. Lee, B. Salmon, R. Somerville, and P. Behroozi. The Evolution of Star Formation Histories of Quiescent Galaxies. *ApJ*, 832:79, Nov. 2016.
- [75] C. Pacifici, S. Oh, K. Oh, J. Lee, and S. K. Yi. Timing the Evolution of Quiescent and Star-forming Local Galaxies. *ApJ*, 824:45, June 2016.
- [76] W. J. Pearson, L. Wang, P. D. Hurley, K.łek@, V. Buat, D. Burgarella, D. Farrah, S. J. Oliver, D. J. B. Smith, and F. F. S. van der Tak. Main sequence of star forming galaxies beyond the Herschel confusion limit. *ArXiv e-prints*, Apr. 2018.
- [77] T. Peterken, A. Aragón-Salamanca, M. Merrifield, V. Avila-Reese, N. F. Boardman, H. Domínguez Sánchez, D. Bizyaev, N. Drory, K. Pan, and J. R. Brownstein. Size, shade, or shape? The contribution of galaxies of different types to

- the star formation history of the Universe from SDSS-IV MaNGA. *MNRAS*, 502(3):3128–3143, Apr. 2021.
- [78] Planck Collaboration, P. A. R. Ade, N. Aghanim, C. Armitage-Caplan, M. Arnaud, M. Ashdown, F. Atrio-Barandela, J. Aumont, C. Baccigalupi, A. J. Banday, and et al. Planck 2013 results. XVI. Cosmological parameters. *A&A*, 571:A16, Nov. 2014.
- [79] Planck Collaboration, P. A. R. Ade, N. Aghanim, M. Arnaud, M. Ashdown, J. Aumont, C. Baccigalupi, A. J. Banday, R. B. Barreiro, J. G. Bartlett, and et al. Planck 2015 results. XIII. Cosmological parameters. *A&A*, 594:A13, Sept. 2016.
- [80] L. Pozzetti, M. Bolzonella, E. Zucca, G. Zamorani, S. Lilly, A. Renzini, M. Moresco, M. Mignoli, P. Cassata, L. Tasca, F. Lamareille, C. Maier, B. Meneux, C. Halliday, P. Oesch, D. Vergani, K. Caputi, K. Kovač, A. Cimatti, O. Cucciati, A. Iovino, Y. Peng, M. Carollo, T. Contini, J.-P. Kneib, O. Le Fèvre, V. Mainieri, M. Scodreggio, S. Bardelli, A. Bongiorno, G. Coppa, S. de la Torre, L. de Ravel, P. Franzetti, B. Garilli, P. Kampczyk, C. Knobel, J.-F. Le Borgne, V. Le Brun, R. Pellò, E. Perez Montero, E. Ricciardelli, J. D. Silverman, M. Tanaka, L. Tresse, U. Abbas, D. Bottini, A. Cappi, L. Guzzo, A. M. Koekoemoer, A. Leauthaud, D. Maccagni, C. Marinoni, H. J. McCracken, P. Memeo, C. Porciani, R. Scaramella, C. Scarlata, and N. Scoville. zCOSMOS - 10k-bright spectroscopic sample. The bimodality in the galaxy stellar mass function: exploring its evolution with redshift. *A&A*, 523:A13, Nov. 2010.
- [81] M. J. Rees and J. P. Ostriker. Cooling, dynamics and fragmentation of massive gas clouds: clues to the masses and radii of galaxies and clusters. *MNRAS*, 179:541–559, June 1977.
- [82] A. Rodríguez-Puebla, V. Avila-Reese, M. Cano-Díaz, S. M. Faber, J. R. Primack, J. Franco, I. Aretxaga, and E. Santiago-Mayoral. The Star-forming Main

- Sequence and the Contribution of Dust-obscured Star Formation since  $z \sim 4$  from the Far-UV+IR Luminosity Functions. *ApJ*, 905(2):171, Dec. 2020.
- [83] A. Rodríguez-Puebla, V. Avila-Reese, and N. Drory. The Galaxy-Halo/Subhalo Connection: Mass Relations and Implications for Some Satellite Occupational Distributions. *ApJ*, 767(1):92, Apr. 2013.
- [84] A. Rodríguez-Puebla, V. Avila-Reese, and N. Drory. The Galaxy-Halo/Subhalo Connection: Mass Relations and Implications for Some Satellite Occupational Distributions. *ApJ*, 767:92, Apr. 2013.
- [85] A. Rodríguez-Puebla, P. Behroozi, J. Primack, A. Klypin, C. Lee, and D. Hellinger. Halo and subhalo demographics with Planck cosmological parameters: Bolshoi-Planck and MultiDark-Planck simulations. *MNRAS*, 462:893–916, Oct. 2016.
- [86] A. Rodríguez-Puebla, N. Drory, and V. Avila-Reese. The Stellar-Subhalo Mass Relation of Satellite Galaxies. *ApJ*, 756:2, Sept. 2012.
- [87] A. Rodríguez-Puebla, J. R. Primack, V. Avila-Reese, and S. M. Faber. Constraining the galaxy-halo connection over the last 13.3 Gyr: star formation histories, galaxy mergers and structural properties. *MNRAS*, 470:651–687, Sept. 2017.
- [88] S. F. Sánchez, V. Avila-Reese, A. Rodríguez-Puebla, H. Ibarra-Medel, R. Calette, M. Bershadsky, H. Hernández-Toledo, K. Pan, and D. Bizyaev. SDSS-IV MaNGA - an archaeological view of the cosmic star formation history. *MNRAS*, 482:1557–1586, Jan. 2019.
- [89] J. Schaye, R. A. Crain, R. G. Bower, M. Furlong, M. Schaller, T. Theuns, C. Dalla Vecchia, C. S. Frenk, I. G. McCarthy, J. C. Helly, A. Jenkins, Y. M. Rosas-Guevara, S. D. M. White, M. Baes, C. M. Booth, P. Camps, J. F. Navarro, Y. Qu, A. Rahmati, T. Sawala, P. A. Thomas, and J. Trayford. The EAGLE project: simulating the evolution and assembly of galaxies and their environments. *MNRAS*, 446(1):521–554, Jan. 2015.

- [90] D. Sijacki, V. Springel, T. Di Matteo, and L. Hernquist. A unified model for AGN feedback in cosmological simulations of structure formation. *MNRAS*, 380(3):877–900, Sept. 2007.
- [91] J. Silk. Cosmic Black-Body Radiation and Galaxy Formation. *ApJ*, 151:459, Feb. 1968.
- [92] J. Silk. On the fragmentation of cosmic gas clouds. I. The formation of galaxies and the first generation of stars. *ApJ*, 211:638–648, Feb. 1977.
- [93] R. A. Skibba, F. C. van den Bosch, X. Yang, S. More, H. Mo, and F. Fontanot. Are brightest halo galaxies central galaxies? *MNRAS*, 410:417–431, Jan. 2011.
- [94] R. S. Somerville and R. Davé. Physical Models of Galaxy Formation in a Cosmological Framework. *ARA&A*, 53:51–113, Aug. 2015.
- [95] R. S. Somerville, P. F. Hopkins, T. J. Cox, B. E. Robertson, and L. Hernquist. A semi-analytic model for the co-evolution of galaxies, black holes and active galactic nuclei. *MNRAS*, 391(2):481–506, Dec. 2008.
- [96] J. S. Speagle, C. L. Steinhardt, P. L. Capak, and J. D. Silverman. A Highly Consistent Framework for the Evolution of the Star-Forming "Main Sequence" from  $z \sim 0-6$ . *ApJS*, 214:15, Oct. 2014.
- [97] G. Stinson, A. Seth, N. Katz, J. Wadsley, F. Governato, and T. Quinn. Star formation and feedback in smoothed particle hydrodynamic simulations - I. Isolated galaxies. *MNRAS*, 373(3):1074–1090, Dec. 2006.
- [98] G. S. Stinson, C. Brook, A. V. Macciò, J. Wadsley, T. R. Quinn, and H. M. P. Couchman. Making Galaxies In a Cosmological Context: the need for early stellar feedback. *MNRAS*, 428(1):129–140, Jan. 2013.
- [99] S. Tacchella, C. M. Carollo, A. Renzini, N. M. F. Schreiber, P. Lang, S. Wuyts, G. Cresci, A. Dekel, R. Genzel, S. J. Lilly, C. Mancini, S. Newman, M. Onodera, A. Shapley, L. Tacconi, J. Woo, and G. Zamorani. Evidence for mature bulges

- and an inside-out quenching phase 3 billion years after the Big Bang. *Science*, 348:314–317, Apr. 2015.
- [100] S. Tacchella, A. Dekel, C. M. Carollo, D. Ceverino, C. DeGraf, S. Lapiner, N. Mandelker, and R. Primack Joel. The confinement of star-forming galaxies into a main sequence through episodes of gas compaction, depletion and replenishment. *MNRAS*, 457:2790–2813, Apr. 2016.
- [101] J. L. Tinker, A. Leauthaud, K. Bundy, M. R. George, P. Behroozi, R. Massey, J. Rhodes, and R. H. Wechsler. Evolution of the Stellar-to-dark Matter Relation: Separating Star-forming and Passive Galaxies from  $z = 1$  to 0. *ApJ*, 778:93, Dec. 2013.
- [102] A. Vale and J. P. Ostriker. Linking halo mass to galaxy luminosity. *MNRAS*, 353:189–200, Sept. 2004.
- [103] M. Vogelsberger, S. Genel, V. Springel, P. Torrey, D. Sijacki, D. Xu, G. Snyder, D. Nelson, and L. Hernquist. Introducing the Illustris Project: simulating the coevolution of dark and visible matter in the Universe. *MNRAS*, 444(2):1518–1547, Oct. 2014.
- [104] R. H. Wechsler and J. L. Tinker. The Connection Between Galaxies and Their Dark Matter Halos. *ARA&A*, 56:435–487, Sept. 2018.
- [105] S. M. Weinmann, F. C. van den Bosch, X. Yang, and H. J. Mo. Properties of galaxy groups in the Sloan Digital Sky Survey - I. The dependence of colour, star formation and morphology on halo mass. *MNRAS*, 366:2–28, Feb. 2006.
- [106] D. R. Weisz, A. E. Dolphin, E. D. Skillman, J. Holtzman, K. M. Gilbert, J. J. Dalcanton, and B. F. Williams. The Star Formation Histories of Local Group Dwarf Galaxies. I. Hubble Space Telescope/Wide Field Planetary Camera 2 Observations. *ApJ*, 789(2):147, July 2014.
- [107] S. D. M. White and C. S. Frenk. Galaxy formation through hierarchical clustering. *ApJ*, 379:52–79, Sept. 1991.

- [108] S. D. M. White and M. J. Rees. Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering. *MNRAS*, 183:341–358, May 1978.
- [109] R. J. Williams, R. F. Quadri, and M. Franx. The Diminishing Importance of Major Galaxy Mergers at Higher Redshifts. *ApJ*, 738:L25, Sept. 2011.
- [110] S. Wuyts, I. Labbé, M. Franx, G. Rudnick, P. G. van Dokkum, G. G. Fazio, N. M. Förster Schreiber, J. Huang, A. F. M. Moorwood, H.-W. Rix, H. Röttgering, and P. van der Werf. What Do We Learn from IRAC Observations of Galaxies at  $2 < z < 3.5$ ? *ApJ*, 655:51–65, Jan. 2007.
- [111] X. Yang, H. J. Mo, F. C. van den Bosch, Y. Zhang, and J. Han. Evolution of the Galaxy-Dark Matter Connection and the Assembly of Galaxies in Dark Matter Halos. *ApJ*, 752:41, June 2012.
- [112] A. Zolotov, A. Dekel, N. Mandelker, D. Tweed, S. Inoue, C. DeGraf, D. Ceverino, J. R. Primack, G. Barro, and S. M. Faber. Compaction and quenching of high- $z$  galaxies in cosmological simulations: blue and red nuggets. *MNRAS*, 450:2327–2353, July 2015.