



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

Programa de Posgrado en Astrofísica

Efectos del medio ambiente en la conexión
galaxia-halo

T E S I S

que para optar por el grado de:
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:

Daniel Giovanni Salazar Santiago

TUTORES

Dr. Vladimir Ávila Reese, Instituto de Astronomía
Dr. Aldo Rodríguez Puebla, Instituto de Astronomía

Ciudad Universitaria, CD. MX, Junio, 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.

Quiero dedicar este logro a toda mi familia. En especial a mi abuelita Adelaida, quien me acompañó en el inicio de esta etapa y que, a pesar de ya no estar en esta vida, sé que se sentiría muy feliz y orgullosa de verme crecer en mi carrera. Sus enseñanzas estarán conmigo por siempre. A mis padres Mariano y Cristina, por su apoyo y amor incondicional para lograr mis metas y por nunca dejar de creer en mí. Mis logros siempre serán los suyos. A mi hermana Brenda, quien nunca deja de felicitarme en el día del físico. A mis tíos y tías, en especial a mi tía Elba por siempre preocuparse por mí. Al señor Mario, señora Cristina e hijas, por recibirme y ser una segunda familia. A mi Pame, quien desde hace muchos años ha sido una gran inspiración para superarme cada día y soñar con un futuro feliz.

Daniel Giovanni Salazar Santiago

Agradecimientos

Quiero dar un agradecimiento especial a mis dos tutores, el Dr. Vladimir Ávila Reese y el Dr. Aldo Rodríguez Puebla, de quienes he aprendido mucho durante mi estancia en la maestría y por su apoyo y paciencia. Agradezco a mis sinodales por sus valiosos comentarios y correcciones en este trabajo. También quiero agradecer al CONACyT por la beca otorgada durante cuatro semestres, así como al proyecto de PAPIIT IN106823 (responsable V. Avila Reese) por la beca de cinco meses.

Resumen

En esta tesis se explora el rol del entorno sobre la función de masa de las galaxias (GSMF, del inglés, galaxy stellar mass function) total y en separado entre apagadas (Q, del inglés, quenching) y formadoras de estrellas (SF, del inglés, star forming), así como sobre la época característica de formación de ellas. Se usaron catálogos sintéticos de cientos de miles de galaxias en la red cósmica proyectadas en conos de luz, como se procede con los “redshift surveys”. Los catálogos se generaron usando un sofisticado modelo semi-empírico de sembrado de galaxias en simulaciones de N-cuerpos, mismo que conecta a nivel estadístico distribuciones y correlaciones de catastró observacionales desde $z \approx 0$ hasta $z \sim 10$ con los halos de materia oscura y sus árboles de fusión obtenidos de las simulaciones. Para los catálogos sintéticos de galaxias “observadas” se determinó el entorno de cada galaxia tal cual se hace con las observaciones. Se usaron conteos de galaxias trazadoras en una esfera de 8 Mpc/h alrededor de cada galaxia y con ello se definió el parámetro de sobredensidad δ_8 .

La GSMF en los catálogos sintéticos depende fuertemente de δ_8 . Una doble ley de Schechter modificada describe bien las GSMFs en todos los entornos. La normalización de esta función decrece fuertemente con δ_8 decreciendo. La pendiente de la GSMF a bajas masas permanece aproximadamente igual, mientras que en las altas masas se hace más plana hacia valores altos de δ_8 y la masa característica aumenta con δ_8 . La GSMF de las galaxias Q y SF cambia de manera no esencial con el entorno y el resultado principal es que la fracción de galaxias Q incrementa con M_* en todos los entornos pero es siempre mayor en entornos de alta densidad. Se encontró también que el efecto del entorno sobre la GSMF es una herencia del mismo efecto sobre la función de masa de halos (HMF), aunque se detectó

un ligero efecto directo sobre M_* a paridad de masa de halo: galaxias en medios más densos tienden a tener mayores masas estelares.

Midiendo una época característica de formación de las galaxias y de los halos, se encontraron las relaciones conocidas de estas épocas con la masa, mismas que son inversas para galaxias y halos originando las tendencias conocidas respectivamente como “downsizing” y “upsizing”. Explorando la dependencia de los residuales de estas relaciones, para los halos se encuentra una correlación con mucha dispersión con δ_8 , mientras que para las galaxias prácticamente desaparece. Concluimos que aunque puede existir un sesgo por ensamblaje de halo, al pasar a las galaxias, el sesgo por ensamble de galaxia, en especial el observacional, prácticamente desaparece. No obstante, para galaxias de masas intermedias (entre 2×10^{10} y $10^{11} M_\odot$) sí se observa un mayor sesgo de ensamblaje de halo, así como una herencia del mismo hacia las galaxias, incluso con una señal que podría ser encontrada a nivel observacional.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. El entorno las galaxias	1
1.2. El entorno de los halos	5
1.3. La conexión galaxia-halo	9
1.4. Contenido	12
2. Metodología	14
2.1. EMPIRE	15
2.1.1. Restricción de los mejores parámetros y propiedades generadas por EMPIRE	16
2.1.2. Relaciones fundamentales de la conexión galaxia-halo	21
2.2. Los catálogos sintéticos en conos de luz	25
2.2.1. Generación de los conos de luz	27
2.3. sobredensidad δ_8	30
2.4. GSMF en diferentes entornos	33
3. Resultados GSMF	43
3.1. GSMF en función de δ_8	44
3.2. Efecto del entorno sobre M_\star	51
3.3. Galaxias apagadas	54
4. Resultados sesgo de ensamblaje	61
4.1. Dependencias con la masa	62
4.2. Sesgos por ensamblaje de halo y galaxia	67
4.2.1. El caso de galaxias centrales y satélites	71

ÍNDICE GENERAL

4.2.2. Diferencias entre galaxias formadoras de estrellas y apagadas	76
5. Resumen y Conclusiones	79
A. Conos de luz segmentados	86
B. Centrales y satélites	93
Bibliografía	96

Capítulo 1

Introducción

Las galaxias son sistemas autogravitantes compuestos por estrellas y sus restos, medio interestelar, materia oscura y casi siempre, un hoyo negro supermasivo central. Sus propiedades y evolución se dan a través de complejos procesos astrofísicos de la materia bariónica capturada en el interior de los halos de materia oscura (MO) en crecimiento (ver reseñas por ej. en Avila-Reese, 2007; Mo, van den Bosch and White, 2010; Somerville and Davé, 2015). Estos complejos procesos ocurren internamente en el sistema halo-galaxia y pueden considerarse como intrínsecos a la naturaleza de la galaxia. No obstante, desde décadas atrás se sabe que las propiedades y evolución de las galaxias pueden ser afectados por su entorno, es decir los efectos medio ambientales alteran su evolución y propiedades intrínsecas. Como veremos más adelante, un ingrediente clave en esta cuestión es el entorno y masa *de los halos de MO en los que coexisten las galaxias*. Por lo tanto, el problema debe ser atacado de manera integral considerando la así llamada conexión galaxia-halo.

1.1. El entorno las galaxias

En general, los efectos medio ambientales sobre las galaxias pueden ser: (a) muy locales, a través de interacciones y fusiones con galaxias cercanas, lo cual deja profundas transformaciones en las galaxias; (b) de escalas intermedias, estando en este caso los efectos relacionados a las estructuras

virializadas, como son grupos y cúmulos, a los cuales pueden pertenecer las galaxias y que afectan principalmente a los reservorios de gas de las galaxias, el ulterior suministro del mismo y su dinámica a través de fuerzas de marea e interacciones; y (c) de grandes escalas (mayores a Mpc) y que pueden estar asociados a la estructura de gran escala de la red cósmica como son paredes, filamentos, cúmulos y huecos.

Los métodos para caracterizar el entorno de las galaxias varían enormemente y son en mayor o menor grado sensibles a los diferentes efectos mencionados arriba (ver por ej. una extensa discusión en Muldrew et al., 2012, y referencias ahí). Como se menciona en este artículo, no existe un consenso sobre un método estándar para definir el entorno y más bien depende justamente del tipo de efectos medio ambientales que se quieren estudiar: ya sea relacionados a las propiedades de las galaxias y desde efectos muy locales hasta de gran escala, o relacionados a distribuciones estadísticas, como pueden ser la Función de Luminosidad o la Función de Masa Estelar de las Galaxias (respectivamente LF y GSMF, por sus abreviaciones en inglés), en entornos de escalas intermedias y grandes. Desde un punto de vista muy general, los métodos para determinar el entorno alrededor de una dada galaxia, pueden dividirse en aquellos:

- basados en la densidad superficial Σ_N de las N galaxias más cercanas (en el espacio 2D o 3D) alrededor de la galaxia en cuestión, donde N generalmente es menor a 10 (v. gr. Baldry et al., 2006);
- basados en la densidad numérica 2D o 3D de galaxias dentro de un área proyectada del cielo o un volumen de radio (apertura) arbitrario alrededor de la galaxia en cuestión, o radios anulares de diferentes escalas alrededor de ella (v. gr. Croton et al., 2005; Dragomir et al., 2018);
- estimadores cuasi-dinámicos que cuantifican el grado de interacción de la galaxia en cuestión (v. gr. Dahari, 1984; Verley et al., 2007); y
- caracterización geométrica de las estructuras de la red cósmica y ubicación de la galaxia en cuestión dentro de estos entornos (paredes, filamentos, grupos/cúmulos y huecos) (v. gr. Aragón-Calvo et al., 2007; Aragon Calvo, Neyrinck and Silk, 2019; Zhang, Yang and Guo, 2021,

ver una excelente reseña de estos métodos y comparaciones entre ellos en Libeskind et al. (2018)).

Para la mayoría de estos métodos, y a fin de obtener cuantificaciones robustas del entorno en el espacio 3D, es importante contar con los corrimientos al rojo, z , de las galaxias en el catastro usado (galaxy redshift surveys).

Los métodos basados en las distancias a las vecinas más cercanas aíslan mejor los efectos medio ambientales locales pero son menos robustos para detectar dependencias con entornos “superhalo” (distancias mayores a los radios de halos de grupos/cúmulos, $\sim 0.3 - 1$ Mpc) así como la dependencia de la LF o GSMF con el entorno. Los métodos basados en volúmenes de una dada apertura, cuando ésta es mayor a algunos Mpc, son menos sensibles a efectos locales pero más sensibles a la estructura de gran escala y más robustos para detectar dependencias de la LF o GSMF con el entorno. El parámetro clave que caracteriza el medio ambiente en este tipo de métodos es la sobredensidad numérica del campo alrededor la galaxia objetivo definido en una apertura de escala R :

$$\delta_R \equiv \frac{\delta\rho_R}{\rho} = \frac{N_g - \overline{N}_g}{\overline{N}_g} \quad (1.1)$$

donde R es la apertura (radio 3D o 2D proyectado en el cielo alrededor de la galaxia), N_g es el número de galaxias contadas dentro de la apertura y \overline{N}_g es el número promedio de galaxias esperado en esa apertura si las galaxias estuviesen distribuidas azarosamente en todo el volumen del catastro. Para radios de apertura relativamente grandes, la sobredensidad numérica es cercana a la sobredensidad en masa $\delta_R^M \equiv \frac{M - \overline{M}}{\overline{M}}$, donde M es la masa dentro de un volumen $V = 4\pi R^3/3$ y $\overline{M} = \overline{\rho}V$, con $\overline{\rho}$ siendo la densidad en masa promedio del Universo. Observacionalmente es más fácil medir la sobredensidad en luminosidad y así se ha procedido generalmente. La sobredensidad en masa estelar es más física y cercana a δ_R^M y no se espera que sea muy diferente a la sobredensidad en luminosidad cuando R es grande.

Desde un punto de vista observacional, una de las evidencias más claras del efecto del medio ambiente sobre las propiedades de las galaxias es la así llamada relación morfología-entorno (Dressler, 1980; Postman and Geller, 1984), la cual muestra que las galaxias mientras más cerca están del centro de cúmulos y grupos, tienden a ser más de tipo morfológico temprano. Con

el advenimiento de grandes catastros de galaxias con corrimiento al rojo, el estudio de muchas otras propiedades y sus dependencias con caracterizadores del entorno como los mencionados arriba, ha proliferado. Desde los primeros resultados de estos estudios (Kauffmann et al., 2004; Balogh et al., 2004; Blanton et al., 2005; Blanton, Geha and West, 2008; Baldry et al., 2006; Weinmann et al., 2006) se ha establecido que las galaxias localizadas en entornos más densos, aparte de ser de tipos morfológicos más tempranos, tienden a ser más concentradas, más rojas, más apagadas en su formación estelar (FE) y menos gaseosas, además con mayor fracción de galaxias masivas (luminosas) en promedio. De igual manera, usando una descripción estadística del nivel de acumulamiento espacial de las galaxias, como puede ser la función de correlación de dos puntos $\xi(r)$, se encuentra que las galaxias más acumuladas tienden a ser más tempranas, rojas y apagadas que las que tienen un menor acumulamiento espacial (v. gr. Postman and Geller, 1984).

Una cuestión importante a tomar en cuenta es que varias de las propiedades de las galaxias mencionadas arriba se correlacionan fuertemente entre sí, incluso para un entorno fijo, de tal manera que más que mostrar una relación causal con el entorno, estas correlaciones se establecen por procesos evolutivos internos. Entonces, es importante determinar qué relaciones con el entorno son verdaderamente causales (originadas por los efectos medio ambientales) y cuáles son simplemente reflejo de una correlación de otra correlación y por ende resultan en realidad ser poco dependientes del entorno. A este punto, siendo las masas estelar y de halo parámetros fundamentales de las galaxias que pueden afectar a muchas otras propiedades de las galaxias, *una cuestión relevante es entender cómo depende la GSMF (y eventualmente la Función de Masa de Halos, HMF, del inglés “halo mass function”) del entorno.* Por ejemplo, si el color o tasa de FE específica (sSFR=SFR/ M_* , con SFR la abreviación en inglés de tasa de FE) de las galaxias depende de su masa, y si el entorno afecta la GSMF, entonces, es de esperar que el color y la sSFR correlacionen con el entorno, pero más por la dependencia de la masa con el entorno que por un posible efecto medio ambiental **causal**.

Varios estudios observacionales han medido la dependencia de la LF con δ_R (v. gr. Croton et al., 2005; Muldrew et al., 2012; Dragomir et al., 2018, ver más referencias ahí). En cada caso hay diferencias de acuerdo

al catastro, la metodología empleada y el radio de apertura R usado. Sin embargo, de forma genérica se puede decir que:

- las funciones de luminosidad Φ_L en diferentes entornos δ_R se describen razonablemente bien por funciones de Schechter (3 parámetros);
- uno de esos parámetros, la luminosidad característica, crece al incrementar δ_R ; y
- la pendiente de la función en su extremo débil (otro de los parámetros) se hace más empinada con δ_R para las galaxias tempranas mientras que para las tardías (que dominan en esas escalas) es poco dependiente de δ_R .

Parecería que efectos medio ambientales superhalo afectan a las luminosidades (o masas) de las galaxias. No obstante, como veremos en la siguiente sección, diferentes entornos δ_R tienen también diferentes HMFs. Y si la masa del halo M_h condiciona propiedades de las galaxias como su luminosidad, masa estelar, color, SFR, etc., entonces, dichas propiedades variarían con el entorno por la dependencia de la HMF con el mismo.

Por lo mencionado arriba, para explorar el efecto real del entorno superhalo sobre las propiedades de las galaxias es importante tomar en cuenta *la dependencia de la HMF con el entorno* y luego la dependencia de una dada propiedad con la masa del halo M_h (o con la masa estelar M_* una vez que se conoce la dependencia de ésta con M_h , la así llamada conexión galaxia-halo).

1.2. El entorno de los halos

En la sección anterior se discutió sobre correlaciones observacionales de varias propiedades de las galaxias con el entorno superhalo caracterizado por δ_R , así como la variación de la LF con δ_R . Se mencionó también que algunas de estas correlaciones y la misma LF (así como la GSMF) pueden ser producto (convolución) de las dependencias de la HMF con δ_R y de una dada propiedad con la masa del halo M_h . Esto es entendible en el contexto del escenario cosmológico de formación de galaxias basado en el modelo cosmológico jerárquico de Materia Oscura Fría con Constante Cosmológica

(Λ CDM). De acuerdo al mismo, las galaxias emergen del campo de densidad de MO, en el interior de los halos de MO que colapsan gravitacionalmente en dicho campo. Este campo de densidad puede ser entonces trazado por la distribución espacial de las galaxias.

Los primeros estudios enfocados en entender cómo se distribuye el campo de densidades en masa del Universo usando a las galaxias como trazadoras se remontan a los trabajos realizados en los años 50s por Neyman and Scott (1952); Neyman, Scott and Shane (1953); Neyman and Scott (1954). Una teoría estadística completa para lograr esta descripción en términos evolutivos fue elaborada en gran detalle por J. Peebles (para un compendio y un tratado elaborado sobre la formación y evolución de la estructura a gran escala del universo ver Peebles, 1980, ver también Mo, van den Bosch and White, 2010). La descripción de la estructura de gran escala del Universo, su evolución y su conexión con las condiciones iniciales cosmológicas, algo que llevó a la consolidación del modelo cosmológico Λ CDM, le valieron el Premio Nobel en Física 2019 a J. Peebles. La teoría de la evolución del campo de densidades se complementa con el formalismo de los picos de densidad (Bardeen et al., 1986; Bond et al., 1991; Mo, Jing and White, 1997, basado, a su vez, en el formalismo de Press and Schechter, 1974) para ofrecer un poderoso marco teórico en lo que concierne a la formación de galaxias.

Como se explicó anteriormente, las galaxias se forman en el interior de halos de MO a partir de complejos mecanismos y procesos que ocurren en el sistema halo-galaxia. De esta manera, en el contexto del escenario de formación de galaxias basada en la cosmología Λ CDM, se predice naturalmente que las propiedades de las galaxias pueden, hasta cierto nivel, estar influenciadas por la evolución y las propiedades de sus halos anfitriones, es decir, que existe una co-evolución entre las galaxias y los halos de MO. Particularmente, la masa de los halos de MO resulta ser la principal propiedad en correlacionar con la luminosidad/masa estelar de las galaxias (Zehavi et al., 2005; Conroy, Wechsler and Kravtsov, 2006; Zehavi et al., 2011). Debido a la correlación estrecha entre ambas cantidades es entonces lógico estudiar las propiedades de los halos en función de su ambiente y entender cómo éste ha afectado a las galaxias.

Los primeros intentos en entender cómo las propiedades de los halos de materia oscura se ven afectadas por su entorno a gran escala (superhalo),

mostraron que mientras más denso el entorno, mayor es la fracción de halos masivos y viceversa. Es decir *la HMF cambia con el entorno*. Esto se puede inferir de modelos de primer orden llamados *sesgo de halo* (halo bias Mo and White, 1996), del modelo Press-Schechter extendido (ver Mo, van den Bosch and White, 2010, y referencias ahí) y de simulaciones de N-cuerpos (v.gr., Lemson and Kauffmann, 1999). En todos los casos se revela una clara dependencia de la HMF con δ_R , $\Phi_h(M_h|\delta_R)$. Convolucionando $\Phi_h(M_h|\delta_R)$ con la distribución de una dada propiedad galáctica G condicionada por M_h , $P(G|M_h)$, se recupera la distribución de esa propiedad dado δ_R , es decir $P(G|\delta_R)$. Como lo mostraron Mo et al. (2004), usando este enfoque, la dependencia observada de la LF con δ_R (ver sección previa) puede reproducirse con un modelo donde la luminosidad y tipo de las galaxias depende *solo de la masa del halo* M_h . Esto implica que la dependencia medio ambiental de gran escala de la población de galaxias es más bien causa del sesgo de halo (es decir la dependencia de la HMF con el entorno) que de efectos directos del entorno sobre las propiedades de las galaxias.

Estudios observacionales posteriores buscaron explorar efectos medio ambientales superhalo más allá de la modulación que introduce la dependencia de la HMF con δ_R de acuerdo al modelo de primer orden de sesgo de halo. Para ello se analizaron propiedades de galaxias a paridad de masa de halo M_h , usando los así llamados catálogos de grupos en base a grandes catastros como el SDSS. Se encontró que a paridad de masa de halo (M_h), las galaxias centrales rojas están más acumuladas (viven en entornos de mayor densidad) que las galaxias centrales azules (Blanton and Berlind, 2007), siendo esta dependencia mayor en grupos de menor masa (Yang, Mo and van den Bosch, 2006; Wang et al., 2008).

Estas y otras tendencias observacionales encontradas sugieren que hay dependencias medio ambientales de las propiedades de las galaxias que van más allá del modelo de sesgo de halo, es decir que no se explican por la dependencia de la HMF con el entorno. Como se dijo, éste es un modelo de primer orden *donde la única propiedad de los halos considerada es su masa*. Pero podría ser que otras propiedades de los halos, a paridad de masa, puedan depender del entorno. Y esto, a su vez, podría influir sobre la evolución y propiedades de las galaxias formadas en los halos.

Trabajos basados en modelos semi-numéricos y simulaciones de N-cuerpos mostraron que a paridad de masa M_h actual, los halos tienen una diver-

sidad de historias de crecimiento, con diferentes tiempos característicos de ensamblaje, lo cual a su vez, se traduce en una diversidad de perfiles de densidad y concentraciones (Avila-Reese, Firmani and Hernández, 1998; Avila-Reese et al., 1999; Wechsler et al., 2002; Gao and White, 2007). Esto sugiere que después de la masa, el tiempo característico de ensamblaje (o la concentración que correlaciona muy bien con él) es un segundo parámetro relevante de los halos. A este efecto de segundo orden se le llamó el *sesgo de ensamblaje de halo* (halo assembly bias en inglés) desde Sheth and Tormen (2004) y Gao, Springel and White (2005), quienes lo introdujeron como la dependencia del acumulamiento espacial de gran escala de los halos con una época característica de formación de los mismos. Luego Gao and White (2007) generalizaron esta dependencia a otras propiedades de los halos como puede ser su concentración, parámetro de giro, abundancia de subestructuras, etc. También se le llama a este efecto sesgo secundario de halo.

La pregunta natural es *¿hasta qué punto el sesgo de ensamblaje de halo está condicionado por el entorno de los halos?* Estudios basados en simulaciones cosmológicas de N-cuerpos mostraron que el tiempo característico de ensamblaje de los halos así como sus tasas de acreción, concentración, parámetro de giro y otras propiedades dependen del entorno o grado de acumulamiento espacial de los halos (v. gr. Avila-Reese et al., 2005; Gao, Springel and White, 2005; Wechsler et al., 2006; Wang, Mo and Jing, 2007; Maulbetsch et al., 2007; Hahn, Tinker and Wetzell, 2017). El origen de estas dependencias es aún motivo de discusión en la literatura. Más allá de eso, la cuestión es cuánto la dependencia del sesgo de ensamblaje de halo con el entorno afecta la evolución y propiedades de las galaxias. Por lo pronto, existen varios trabajos que proponen un efecto directo del ensamblaje del halo sobre el color, sSFR, edad arqueológica, etc. de las galaxias (v. gr. Avila-Reese and Firmani, 2000; Hearin et al., 2014; Rodríguez-Puebla, Primack, Behroozi and Faber, 2016) pero poco se ha reportado sobre cuánto pueden depender estos efectos del entorno superhalo de las galaxias.

Los efectos mencionados arriba podrían originar lo que se llama el sesgo de ensamblaje en galaxias, es decir un efecto sobre propiedades de las galaxias dependiente de algo más que la masa de sus halos, como puede ser la historia de ensamblaje del halo o alguna propiedad relacionada a este ensamblaje (v. gr. Croton, Gao and White, 2007, y para resultados

más recientes ver por ej. Lacerna and Padilla, 2011; Lacerna, Padilla and Stasyszyn, 2014; Chaves-Montero et al., 2016; Contreras et al., 2019; Contreras, Angulo and Zennaro, 2021; Montero-Dorta et al., 2020). La búsqueda de señal de sesgo por ensamblaje en galaxias a partir de las observaciones ha sido ardua y aún no hay resultados convergentes (ver por ej. Lacerna, Padilla and Stasyszyn, 2014, y más referencias en Contreras, Angulo and Zennaro, 2021).

1.3. La conexión galaxia-halo

Como se vio en las anteriores secciones, para lograr una descripción y explicación de la dependencia medio ambiental de las propiedades de las galaxias y sus distribuciones como la LF o GSMF, es necesario considerar la conexión de la formación y evolución de las galaxias con el campo de densidades en masa el cual, en la cosmología estándar Λ CDM, está dominado por la MO y evoluciona gravitacionalmente conformando la red cósmica. Es dentro de esta compleja red donde emergen los halos y subhalos de MO, estructuras autogravitantes en equilibrio virial en cuyo interior finalmente se forman las galaxias.

De esta manera, una pregunta central en el escenario de formación y evolución de galaxias ha sido cuánto la evolución y propiedades de las galaxias está determinada por la evolución y propiedades de sus halos de MO anfitriones. En esta dirección, una pregunta asociada es cuánto el entorno superhalo (escalas mayores a algunos Mpc) condiciona las propiedades y distribuciones de los halos de MO y esto ,a su vez, las propiedades y distribuciones de las galaxias, produciendo el efecto que se conoce como sesgo por ensamblaje en galaxias. Como vimos en la anterior sección, hay dos efectos cruciales para dar respuestas a estas cuestiones: *el sesgo de halo y el sesgo de ensamblaje de halo y cuánto ambos dependen del entorno.*

A fin de abordar las cuestiones mencionadas arriba, es importante contar con un modelo de conexión galaxia-halo. Esta conexión puede ser muy amplia (incluyendo el medio ambiente), pero en su encarnación más sencilla se trata de la relación que pueda haber entre las propiedades más inmediatas de las galaxias y los halos: sus masas, es decir la relación, $M_{\star}-M_h$. En los modelos ab initio, como son los semi-analíticos y las simulaciones cosmológicas hidrodinámicas (ver una reseña en Somerville and Davé, 2015),

esta conexión queda establecida de manera natural pero está sujeta a las suposiciones, limitaciones e incertidumbre del modelaje; en especial a lo que se llama la física sub-malla, es decir todos aquellos procesos muy locales que no se alcanzan a resolver espacialmente, por lo que se debe de introducir recetas físicas y/o empíricas para tomarlos en cuenta. En dichas recetas abundan los parámetros libres.

En la última década tuvieron su auge enfoques de conexión galaxia-halo alternativos al puramente teórico o ab initio (ver una reseña y referencias en Wechsler and Tinker, 2018). Los más empíricos son aquellos donde se puede de alguna manera estimar la masa (dinámica) de los halos asociados a las galaxias caracterizadas por una luminosidad o masa estelar. Esto se ha logrado para muestras limitadas de galaxias con métodos que hacen uso de la cinemática de satélites alrededor de galaxias centrales y del efecto de lente gravitacional débil cuando se cuenta con un gran número de galaxias de fondo. Este último método es muy prometedor y es uno de los proyectos clave del Legacy Survey of Space and Time (LSST) a realizarse en miles de millones de galaxias por observar en el Observatorio Vera Rubin (Ivezić et al., 2019).

El otro tipo de método, de carácter estadístico y ampliamente explotados actualmente, está basado en la así llamada modelación semi-empírica. En este caso se trata de conectar a nivel estadístico ciertas distribuciones de los halos de MO en las simulaciones cosmológicas de N-cuerpos con ciertas distribuciones observadas de las galaxias en grandes catastros de galaxias con corrimiento al rojo. Ejemplos de este enfoque son el modelo de “Distribución de Ocupación de Halos” (Halo Occupation Distribution, HOD; e.g., Peacock and Smith, 2000; Berlind and Weinberg, 2002; Zehavi et al., 2004) y el formalismo de “Empate de Abundancia de (sub)Halos” (subHalo Abundance Matching, SHAM; e.g., Vale and Ostriker, 2004; Conroy, Wechsler and Kravtsov, 2006; Behroozi, Conroy and Wechsler, 2010; Moster et al., 2010). En su forma más sencilla, estos métodos se aplican para una época dada (instantánea o snapshot) a fin de restringir la relación $M_{\star}-M_h$ de esa época.

Los métodos semi-empíricos se hicieron más sofisticados al considerar de forma autoconsistente y continua la información de distribuciones de halos de MO y de galaxias observadas a diferentes épocas o corrimientos al rojo z , como lo plantearon algunos trabajos pioneros (v. gr. Conroy and Wechsler,

2009; Firmani and Avila-Reese, 2010). En otras palabras, se restringe con las observaciones la evolución de la relación $M_\star-M_h$ y su dispersión y por ende, las historias promedio de las galaxias que residen en los halos cuyas trayectorias evolutivas se conocen de los árboles de fusiones obtenidos de las simulaciones de N-cuerpos. Luego se incluyó de manera autoconsistente las correlaciones de la SFR con M_\star a diferentes z 's, así como la historia cósmica de la FE (SFR integrada por unidad de volumen comóvil a diferentes z 's); ver Behroozi, Wechsler and Conroy (2013a), Rodríguez-Puebla et al. (2017), Moster, Naab and White (2018). Además, se empezó a tomar en cuenta en el ajuste continuo del modelo a las observaciones lo siguiente: que la relación M_\star -SFR contiene una secuencia dominante de galaxias formadoras de estrellas (llamada la Secuencia Principal de FE), de la cual van saliendo las galaxias con el tiempo para pasar a la zona de las galaxias pasivas o apagadas, ver p. ej. Behroozi et al. (2019).

Más recientemente, se ha desarrollado un modelo semi-empírico aún más sofisticado y completo (Rodríguez-Puebla et al., en preparación) que se bautizó con el acrónimo EMPIRE (sEMi-emPIRical modeling; ver Capítulo 2). En este caso se trata de ir un paso más allá al restringir la conexión galaxia-halo para una descomposición de la relación $M_\star(z)-M_h(z)$ (o análogas a ella como puede ser $M_\star(z)-V_{\max}(z)$) correspondiente a varias poblaciones galácticas, o incluso restringiendo una distribución multivariada $P(\vec{g}|\vec{h})$ donde $\vec{g} = (g_1, g_2, \dots, g_n)$ y $\vec{h} = (h_1, h_2, \dots, h_n)$ son un conjunto de propiedades de las galaxias y los halos respectivamente.

En esta tesis se analizarán los resultados del modelo semi-empírico EMPIRE aplicado a dos grandes simulaciones cosmológicas de N-cuerpos: Bolshoi-Planck y MultiDark-Planck (respectivamente BP y MDP; Klypin et al., 2016; Rodríguez-Puebla, Behroozi, Primack, Klypin, Lee and Hellinger, 2016). El análisis estará enfocado en explorar dependencias de la GSMF y algunas propiedades de las galaxias con el entorno superhalo (sobredensidades δ_8 en esferas de radio $R = 8 \text{ Mpc h}^{-1}$) con los objetivos de:

1. Cuantificar la dependencia de la GSMF con el entorno y determinar si esta dependencia se explica por completo por la dependencia de la HMF con el entorno o el entorno imprime un efecto extra sobre la GSMF.

2. Estudiar el rol del entorno sobre las GSMFs de galaxias formadoras de estrellas y apagadas, por separado. De igual manera, para galaxias centrales y satélites.
3. Explorar el rol y hacer predicciones de la relación del sesgo por ensamblaje de halo debido al entorno con un (posible) sesgo similar pero a nivel de galaxia. En otras palabras, explorar si se da el sesgo por ensamblaje de galaxia y si tiene una señal a nivel observacional.

1.4. Contenido

Después de este capítulo introductorio, la tesis consta de los siguientes capítulos:

- **Capítulo 2: Metodología.-** En la sección 2.1, se esboza la naturaleza del modelo semi-empírico EMPIRE y las simulaciones de N-cuerpos usadas, con lo cual se generaron los catálogos de galaxias-halos que se analizan en esta tesis. En la sección 2.2, se describe cómo construimos, con base en los catálogos a diferentes z 's, proyecciones profundas en el cielo (esferas y conos de luz) para proceder de la misma forma como se hace con las observaciones en catastros con corrimiento al rojo (redshift surveys). La metodología aplicada para determinar el entorno superhalo (sobredensidades δ_8) en nuestras esferas y conos de luz se describe en la sección 2.3. Finalmente, en la sección 2.4, se describe cómo calculamos y ajustamos a funciones analíticas la GSMF compuesta de las dos simulaciones (BP y MDP), así como la construcción de las GSMFs en diferentes intervalos de δ_8 .
- **Capítulo 3: Función de Masa Estelar y fracciones de galaxias apagadas: dependencias con el entorno.-** En una primera sección (3.1), se calculan las GSMFs segregadas por el entorno caracterizado por la sobredensidad δ_8 , así como los ajustes a funciones Schechter. Se explora también la dependencia de la HMF con el entorno. En la sección 3.2, subdividimos las GSMFs de cada intervalo en δ_8 en galaxias (1) centrales/satélites y (2) formadoras de estrellas/ apagadas y exploramos cómo cambia con δ_8 las fracciones de galaxias satélites y apagadas en función de M_\star y M_h . Finalmente, en la sección 3.3,

buscamos cuantificar si la dependencia de la HMF con δ_8 explica por completo la dependencia encontrada de la GSMF con δ_8 o si hay un efecto extra del entorno sobre la masa estelar de las galaxias a paridad de masa de halo.

- **Capítulo 4: Sesgo de ensamblaje de halos y galaxias y su relación con el entorno.**- En la sección 4.1, se explora cómo depende de la masa estelar y de la masa del halo los tiempos promedio de FE (edad arqueológica de la galaxia) y de crecimiento del halo. Estos tiempos se expresan en tiempos cósmicos retrógrados y se pueden asociar a los tiempos característicos de formación de las galaxias y sus halos. La sección 4.2 está dedicada a explorar la segregación de las relaciones de los tiempos característicos de formación de galaxias y halos con respectivamente M_* y M_h por el entorno caracterizado con δ_8 . En otras palabras, exploramos la posible dependencia de dichos tiempos con el entorno *a paridad de masa (estelar y de halo)* con el fin de determinar efectos del entorno en el sesgo de ensamblaje de halo y si los mismos se heredan a las galaxias, es decir al sesgo de ensamblaje de galaxia. Además, se explorará si la señal de este sesgo se mantiene o no a nivel observacional. Se exploran también estos efectos pero separando las galaxias por masa y por su nivel de actividad de FE.
- **Capítulo 5: Resumen y Conclusiones.**- Aquí se presenta un resumen de los resultados de la tesis y las principales implicaciones y/o conclusiones que se desprenden de los mismos.

Capítulo 2

Metodología

En este capítulo se describe el modelo semi-empírico que se ha utilizado para la conexión galaxia halo, denominado EMPIRE (sEMi-emPIRical modElling, Sección 2.1). Con este modelo, aplicado a dos simulaciones cosmológicas de N-cuerpos con diferentes volúmenes y resoluciones, se generan poblaciones de galaxias a diferentes épocas con las correspondientes historias individuales de cada galaxia (y su respectivo halo). Estas poblaciones de galaxias, por construcción, reproducen bien observaciones a diferentes corrimientos al rojo de: las funciones de masa estelar (GSMF), las relaciones de masa estelar vs. tasa de formación estelar (M_{\star} -SFR), las fracciones de galaxias apagada y formadoras de estrellas en función de M_{\star} y la densidad de SFR cósmica (SFR por unidad de volumen comovil). Además, como prueba de validez, las funciones de correlación de dos puntos de las galaxias locales en diferentes intervalos de M_{\star} que predice el modelo están en buen acuerdo con las determinaciones observacionales, lo cual muestra que la distribución espacial de las galaxias sintéticas es bastante realista.

En la Sección 2.2, se describe cómo se generan los catálogos sintéticos de galaxias que se usan en esta tesis. Nuestro estudio intenta ser lo más apegado posible a un estudio observacional, con la ventaja que en nuestro caso contamos con la información de los halos de materia oscura y con las historias evolutivas de cada sistema galaxia-halo. Entonces, para explorar las dependencias con el entorno, no usamos un catálogo sintético de galaxias en una época dada instantánea (snapshot) de la simulación, por ejemplo $z = 0$, sino que procedemos de manera similar a cómo se obtienen las

observaciones: se generan catastros de corrimiento al rojo (redshift surveys o pencil beams) centrados en un observador a $z = 0$, es decir se “observan” las galaxias proyectadas en la esfera celeste con una profundidad dada (hasta un z límite) que garantice la completitud en volumen a partir de una masa mínima. En otras palabras, se construyen conos de luz que pueden abarcar toda la esfera celeste o un segmento de ella (huella) como ocurre con los grandes catastros, tal es el caso del “Sloan Digital Sky Survey” (SDSS).

En la Sección 2.3, se describe la metodología usada para caracterizar el entorno superhalo que se decidió emplear en esta tesis (la sobredensidad de galaxias vecinas en una esfera de $8 \text{ Mpc}/h$, δ_8), siguiendo trabajos previos como el de Dragomir et al. (2018). Una vez más, la metodología busca ser lo más apegada a cómo se procede desde un punto de vista observacional.

Finalmente, en la Sección 2.4, se presenta la metodología usada para calcular la función de masa estelar de las galaxias, GSMF, en los conos de luz, tanto la total como en diferentes entornos caracterizados por δ_8 .

2.1. El enfoque semi-empírico: **EMPIRE**

EMPIRE pertenece a la nueva generación de modelos semi-empíricos que tienen como meta principal: a) restringir la conexión galaxia-halo de manera continua a diferentes corrimientos al rojo; b) introducir propiedades de conexión entre las galaxias y los halos más allá de sus masas; y c) lo que es lo más relevante para el objetivo de esta tesis, restringir la conexión galaxia-halo no solamente de manera estadística/global, como tradicionalmente se había venido realizando, sino de manera individual, es decir, halo por halo (véase también Behroozi et al., 2019). La ventaja de esta nueva generación de modelos es que las propiedades espaciales y ambientales de cada halo serán directamente heredadas en las propiedades de las galaxias que se encuentran en sus centros. Adicionalmente, como se discute en la Introducción, el poder de los modelos semi-empíricos radica en su robustez de proyectar las propiedades, esencialmente por construcción, de los halos de materia oscura en las propiedades observadas de las galaxias a nivel estadístico. A continuación, se da un breve resumen sobre EMPIRE; para mayores detalles, la descripción completa del modelo se hará pronto pública (Rodríguez-Puebla et al., en preparación).

Brevemente, EMPIRE es un código que usa el ensamblaje de los halos

de materia oscura, provenientes de simulaciones de N-cuerpos, en los cuales de manera auto-consistente se modela, mediante funciones motivadas empíricamente, la historia de formación estelar de la galaxia (tanto en su componente obscurecida como en la no obscurecida), su historia de fusiones (la cual incluye la fracción de estrellas eyectadas y/o depositadas en el medio intra-halo), el crecimiento del radio efectivo de la galaxia así como el crecimiento del hoyo negro supermasivo central.

Una de las suposiciones claves que se hacen en EMPIRE es que las galaxias con tasas de formación estelar específica bajas tienen una probabilidad mayor de alojarse en halos de materia oscura que tienen velocidades circulares máximas más altas a paridad de masa de halo (ver Fig. 2.1 más abajo), es decir son halos más concentrados. Como se mencionó en la introducción, la concentración, y por lo tanto también la velocidad circular máxima, y el acumulamiento espacial de los halos correlacionan; halos de mayor concentración presentan mayor acumulamiento espacial que los menos concentrados. EMPIRE toma ventaja de este hecho al correlacionar galaxias con baja formación estelar, y por ende con poblaciones estelares viejas, con la concentración del halo para garantizar que entre menor sea la formación estelar de las galaxias mayor será su acumulamiento. En efecto, lo anterior va en la línea de lo que muestran las observaciones (Li et al., 2006, vease también la introducción para más referencias). Mayores detalles se presentarán en Rodríguez-Puebla et al., en preparación (véase también Rodríguez-Puebla et al., 2017).

2.1.1. Restricción de los mejores parámetros y propiedades generadas por EMPIRE

A continuación, se describen (a) las simulaciones cosmológicas de N-cuerpos y (b) el conjunto de observaciones utilizadas para restringir los parámetros de las múltiples funciones empíricas de EMPIRE y lograr así el mejor modelo.

Simulaciones de N-cuerpos

Como entrada, EMPIRE usa dos simulaciones cosmológicas de N-cuerpos para el ensamblaje de los halos de materia oscura: Bolshoi-Planck (BP; Klypin et al., 2016; Rodríguez-Puebla, Behroozi, Primack, Klypin, Lee and

Hellinger, 2016) y Multidark-Planck (MDP; Klypin et al., 2016). Ambas simulaciones usan un modelo Λ CDM consistente con los mejores parámetros cosmológicos restringidos por la colaboración PLANCK. La simulación BP tiene 2048^3 partículas de masa $1.9 \times 10^8 M_\odot h^{-1}$ en una caja de lado de $L_{\text{box}} = 250 \text{ Mpc } h^{-1}$. La simulación MDP tiene 2048^3 partículas de masa $1.5 \times 10^9 M_\odot h^{-1}$ en una caja de lado de $L_{\text{box}} = 1000 \text{ Mpc } h^{-1}$. En ambas simulaciones, los halos y subhalos y sus árboles de ensamblajes fueron obtenidos a partir del buscador de halos ROCKSTAR (Behroozi, Wechsler and Conroy, 2013b) y CONSISTENT TREES (Behroozi et al., 2013). Finalmente, ROCKSTAR usa sobre-densidades esféricas viriales en función del corrimiento al rojo (Bryan and Norman, 1998) para definir las masas viriales de los halos de materia oscura.¹ Para la cosmología de BP y MDP, los valores de la sobredensidad $\Delta(a)$ son 333 para $a = 1$ y 178 para $a \rightarrow 0$; para mayores detalles véase Rodríguez-Puebla, Behroozi, Primack, Klypin, Lee and Hellinger (2016).

Observaciones

Para restringir la conexión galaxia-halo, EMPIRE utiliza un enorme conjunto de observaciones (más de 40 referencias) en el espacio de parámetros del modelo. Los detalles sobre las observaciones utilizadas se encontrarán en Rodríguez-Puebla et al., en preparación, aunque una parte importante de éstas se han listado en Rodríguez-Puebla et al. (2017). Esta es la lista del tipo de observaciones, en general, que se utilizan:

- funciones de masa estelar de galaxias (galaxy stellar mass functions, GSMFs) desde $z \sim 0$ hasta $z \sim 10$;
- la relación SFR- M_\star a $z \sim 0$ separada para galaxias formadoras de estrellas y galaxias apagadas;

¹La masa virial es aquella contenida dentro del radio virial R_{vir} , el cual se define como el radio donde la densidad promedio de la esfera en torno a un pico de densidad es Δ_{vir} veces la densidad de materia del universo ρ_m : $\langle \rho_h(R_{\text{vir}}) \rangle = \Delta_{\text{vir}} \rho_m = \Delta_{\text{vir}} \Omega_m \rho_c$, donde ρ_c es la densidad crítica. Δ_{vir} es la sobredensidad crítica de virialización y proviene del modelo del colapso de una esfera uniforme (Bryan and Norman, 1998): $\Delta_{\text{vir}}(z) = (18\pi^2 + 82x - 39x^2)/\Omega_m(z)$, donde $x(z) = \Omega(z) - 1$ y $\Omega_m(z) = \rho_m(z)/\rho_c(z)$. La masa virial es entonces $M_{\text{vir}} = 4\pi\rho_m\Delta_{\text{vir}}R_{\text{vir}}^3/3$.

- la evolución de la relación $\text{SFR}-M_\star$ hasta $z \sim 8$ para galaxias formadoras de estrellas, es decir la evolución de la así llamada Secuencia Principal;
- la evolución de la tasa de formación estelar cósmica (tanto obscurecida como no obscurecida) desde $z \sim 0$ hasta $z \sim 9$;
- la evolución de la función de luminosidad en el lejano ultravioleta hasta $z \sim 10$ y en el infrarojo total hasta $z \sim 4$;
- la relación $R_e - M_\star$ desde $z \lesssim 5$ y la evolución de la función de luminosidad de cuasares desde $z \sim 6$, así como la fracción de núcleos activos obscurecidos desde $z \sim 4$.

Propiedades relevantes de las galaxias/halos en EMPIRE

El método semi-empírico de conexión continua galaxia-halo desarrollado en EMPIRE permite explotar la distribución espacial de estructuras de las simulaciones cosmológicas de N-cuerpos usadas, así como los árboles de fusiones de cada halo/subhalo, de tal manera que es posible estudiar la distribución espacial de las galaxias en cualquier época, así como trazar la evolución de las propiedades que se introdujeron para ellas usando los árboles de fusión de sus halos/subhalos. De esta manera, seleccionando una galaxia dada en cualquier instantánea de la simulación, podemos determinar su medio ambiente así como determinar las trazas evolutivas hacia atrás de cualquier propiedad de las que se “injetaron” en la simulación.

Antes de presentar algunas de las propiedades que genera EMPIRE, es importante mencionar dos aspectos de índole operacional:

1. El método semi-empírico de conexión galaxia-halo conecta alguna propiedad que “etiquete” a los halos con una propiedad fundamental de las galaxias (su masa estelar, por ejemplo). Lo más inmediato como etiqueta para los halos es su masa virial. No obstante, como se mencionó en la introducción, diversos estudios han mostrado que hay otras etiquetas más robustas tales que, una vez hecha la conexión galaxia-halo, dan mejores comparaciones con las observaciones para las funciones de correlación de dos puntos. Entre estas etiquetas están la máxima velocidad circular del halo/subhalo, V_{max} , o mejor

aún, la V_{\max} que tuvo un dado halo/subhalo en toda su historia, llamada la máxima velocidad circular pico, V_{peak} . Esto es relevante particularmente para los subhalos que una vez convertidos en tales, pueden alterar (principalmente decrecer) su V_{\max} en diferentes grados, de acuerdo a múltiples circunstancias. También puede servir como etiqueta la masa virial pico que tuvo un halo/subhalo, M_{peak} . En el caso de los halos principales, generalmente están creciendo de tal manera que M_{peak} en el momento de “observación” suele coincidir o ser muy similar a M_{vir} . En el caso de los subhalos, por el despojo de marea, la masa del halo al momento de “observación” puede ser mucho menor que M_{peak} , la masa que tuvo el subhalo antes de ser parte de un halo mayor. Para calcular V_{peak} o M_{peak} de un halo/subhalo en un dado momento (el de “observación” por ejemplo) se requiere contar con su árbol de fusión, cosa que está implementada para las simulaciones BP y MDP usadas en EMPIRE.

2. Las observaciones de galaxias están basadas en catastros que cubren un volumen espacio-temporal, los así llamados “redshift surveys”. Por un lado, comprenden una dada área del cielo y por otro tienen una profundidad en corrimiento al rojo, de tal manera que capturan en realidad galaxias a diferentes tiempos cósmicos. Las galaxias son observadas entonces dentro de los conos de luz que corresponden a los diferentes corrimientos al rojo z hasta el máximo z que se determina para el catastro y que depende de la completitud que se requiere dado el flujo límite de detección del telescopio usado para elaborar el catastro. Con el objetivo de estudiar la distribución espacial y las propiedades de las galaxias tal cual como se hace observacionalmente, en esta tesis no analizaremos una época instantánea (snapshot) de las simulaciones sino que los conos de luz alrededor de un observador local ($z = 0$); ver al respecto la Sección 2.2. Por lo tanto, las galaxias en el cono de luz (mismo que usa varias instantáneas) tienen una posición en la esfera celeste dada por un ángulo de ascensión recta y otro de declinación, así como un corrimiento al rojo observacional dado por el factor de escala y la velocidad peculiar de su halo/subhalo, tal cual como en las observaciones.

En la siguiente lista se presentan las cantidades producidas por EMPIRE

que se utilizarán en esta tesis:

- $upid$: valor que indica si la galaxia es central (cero) o satélite (diferente de cero).
- z_{obs} : redshift observacional (redshift cosmológico + velocidad peculiar; la última se determina para los halos/subhalos).
- RA: ángulo de ascensión recta
- DEC: ángulo de declinación
- M_* [M_{\odot}]: masa estelar (“observada”, es decir la que tiene la galaxia en el cono de luz).
- $SFR[M_{\odot}/yr]$: tasa de formación estelar observada, misma que se calcula como el cambio de masa estelar en una ventana temporal (aquí se uso 100 Mega-años) dividido entre ese tiempo y quitando la contribución por fusión con otras galaxias (ex situ).
- M_{peak} [M_{\odot}]: masa pico del halo/subhalo (máxima masa virial que ha tenido el halo/subhalo en su historia de acuerdo a su árbol de fusiones).
- V_{peak} [km/s]: velocidad pico del halo/subhalo (máxima velocidad circular del halo/subhalo en su historia de acuerdo a su árbol de fusiones).
- A_{M_*W} [Gyr]: edad promedio de la galaxia pesada por masa estelar (se calcula como el promedio de los incrementos en M_* in situ divididos por el periodo de esos incrementos –es decir los “brotes” de SFR– y pesados por la masa estelar total).
- A_{M_hW} [Gyr]: edad del halo/subhalo pesada por masa de halo (similar al item anterior pero usando la masa virial en vez de la masa estelar).
- $z_{h,f}$: redshift de formación del halo/subhalo (cuando se ensambló la mitad de su masa).
- $z_{g,f}$: redshift de formación de la galaxia (cuando se ensambló la mitad de su masa estelar).

- E_{corr} : factor de corrección por evolución (factor por el que se puede pasar la masa estelar observada en el cono de luz, $M_{\star}(z_{\text{obs}})$, a la masa que tendría la galaxia en la hipersuperficie a $z = 0$, $M_{\star}(z = 0)$).

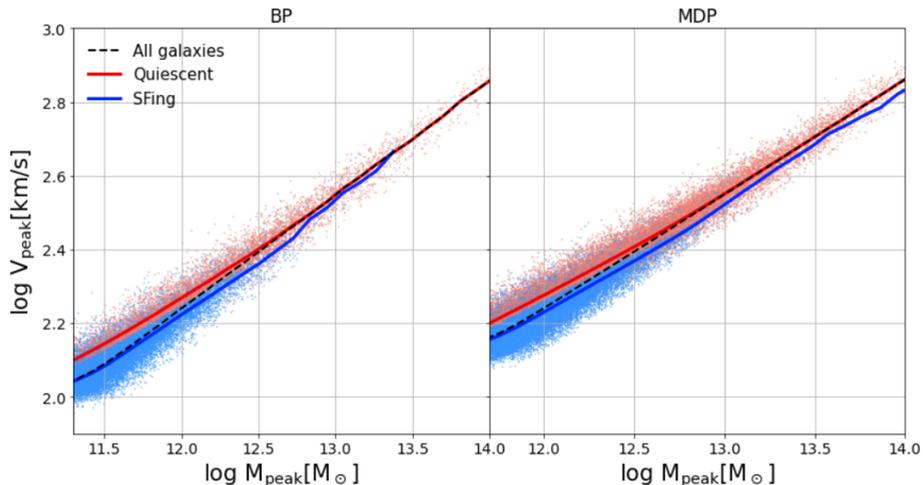


Figura 2.1: Correlación entre M_{peak} y V_{peak} para el catálogo sintético basado en BP (panel izquierdo) y en MDP (panel derecho). La línea negra corresponde a la relación mediana. Se muestran en rojo los halos/subhalos que albergan galaxias apagadas (con valores bajos de sSFR) y en azul aquellos que albergan galaxias formadoras de estrellas (con altos valores de sSFR). Las líneas azul y roja corresponden a la respectivas medianas de ambas poblaciones.

2.1.2. Relaciones fundamentales de la conexión galaxia-halo

Como se mencionó arriba, la manera continua en el tiempo (desde $z \sim 10$ hasta $z = 0$) en que se hace el sembrado de galaxias, asignando, dada una masa de halo, una masa estelar mayor a las galaxias con velocidad circular mayor, implica que las galaxias más viejas o apagadas (con SFR específicas menores) son las que habitan halos más concentrados. En la Fig. 2.1 se muestra el diagrama masa de halo – velocidad circular máxima (en realidad M_{peak} vs. V_{peak} , ver arriba estas definiciones) para ambas simulaciones, BP

y MDP. Esta a veces la llaman la relación Tully-Fisher cosmológica y como se aprecia es muy estrecha con una pendiente $\alpha \approx 0.32$ para $V_{\text{peak}} \propto M_{\text{peak}}^{\alpha}$. Con colores rojos y azules se muestran respectivamente los halos correspondientes a las galaxias que se definen como apagadas (con poblaciones estelares viejas) y formadoras de estrellas (con poblaciones estelares más jóvenes); para la definición de ambos casos se usa la tasa de formación estelar específica, $sSFR \equiv SFR/M_{\star}$, tomando como criterio el valor crítico $sSFR_{\text{crit}} = -10.75$, definiendo a las galaxias formadoras de estrellas como aquellas que cumplen $sSFR > sSFR_{\text{crit}}$ y a las galaxias apagadas en caso contrario (ver la Sección 3.3 para detalles). Las líneas sólidas son las medianas de toda la muestra (negra), de las apagadas (roja) y de las formadoras de estrellas (azul).

Como se aprecia, tanto para la simulación BP como para MDP, las apagadas habitan en promedio halos más concentrados (mayor velocidad circular a paridad de masa de halo) y las formadoras de estrellas tienden a estar en halos menos concentrados; esto es por construcción del método como ya se mencionó. Además, a bajas masas dominan las galaxias formadoras de estrellas mientras que a las altas masas, donde la población galáctica decrece considerablemente, dominan las galaxias apagadas.

Como resultado de aplicar EMPIRE, tanto a BP como a MDP, en la Fig. 2.2 se presenta el diagrama correspondiente M_{\star} vs. V_{peak} (note que la escala del eje horizontal cambia). Como ya se mencionó, en esta tesis no se usa una época instantánea (snapshot) dada sino que conos de luz tal como ocurre con las observaciones en catastros de galaxias que cubren una región del cielo y tienen una profundidad dada en corrimiento al rojo. Las masas estelares mostradas en la Fig. 2.2 tendrían que ser entonces las que tenían las galaxias a diferentes z 's (épocas) dentro del cono de luz. No obstante, como se explicará luego (ver la Sección 2.4), en este caso las extrapolamos a cómo serían esas masas al corrimiento al rojo $z = 0$ usando el factor E_{corr} . En la Fig. 2.2 se aprecia una correlación entre la masa estelar de las galaxias y la máxima velocidad circular de los halos. En lo que respecta a las galaxias apagadas y formadoras de estrellas, se ve que están más mezcladas en este diagrama que en el anterior (Fig. 2.1), aunque hay una ligera preferencia de las primeras a tener velocidades circulares mayores a paridad de M_{\star} que las segundas, en especial en el caso de la simulación MDP.

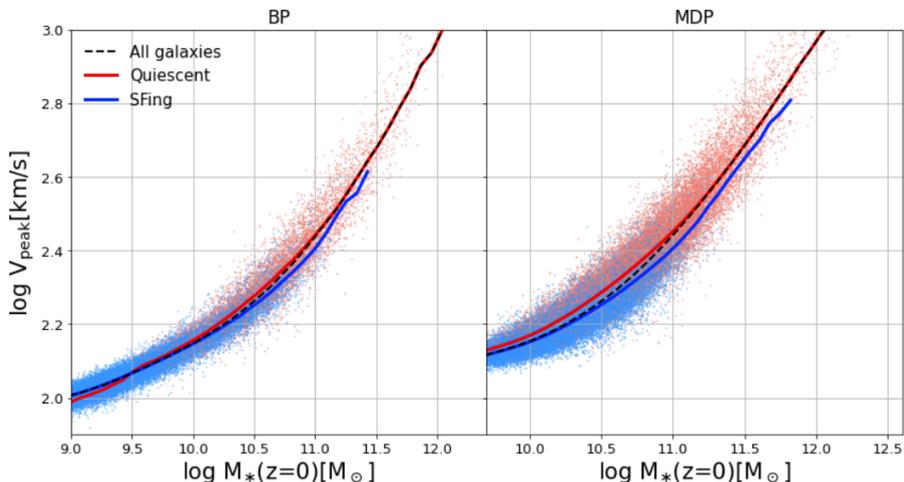


Figura 2.2: Correlación entre M_* y V_{peak} para el catálogo sintético basado en BP (panel izquierdo) y en MDP (panel derecho). La línea negra corresponde a la relación mediana. Se muestran en rojo los halos/subhalos que albergan galaxias apagadas (con valores bajos de sSFR) y en azul aquellos que albergan galaxias formadoras de estrellas (con altos valores de sSFR). Las líneas azul y roja corresponden a las respectivas medianas de ambas poblaciones.

Finalmente, en la Fig. 2.3 se presenta la relación fundamental masa de halo (o M_{peak})–masa estelar, siempre dentro de mediciones en conos de luz, aunque las masas estelares “observadas” son extrapoladas a cómo se observarían a $z = 0$; note que la escala del eje X cambia entre los datos para BP y MDP. En los paneles inferiores se muestra el cociente M_*/M_{peak} vs. M_{peak} , mismo que proporciona una idea de la eficiencia de formación estelar integrada en el tiempo en función de la masa del halo. Como se aprecia en la Fig. 2.3, la distribución de las galaxias apagadas (puntos rojos y línea roja para la mediana) y formadoras de estrellas (puntos azules y línea azul para la mediana) se segrega parcialmente de tal manera que las primeras, a paridad de masa de halo, tienden a tener mayores masas estelares (o mayores cocientes de eficiencia integral de formación estelar M_*/M_{peak}) que las segundas.

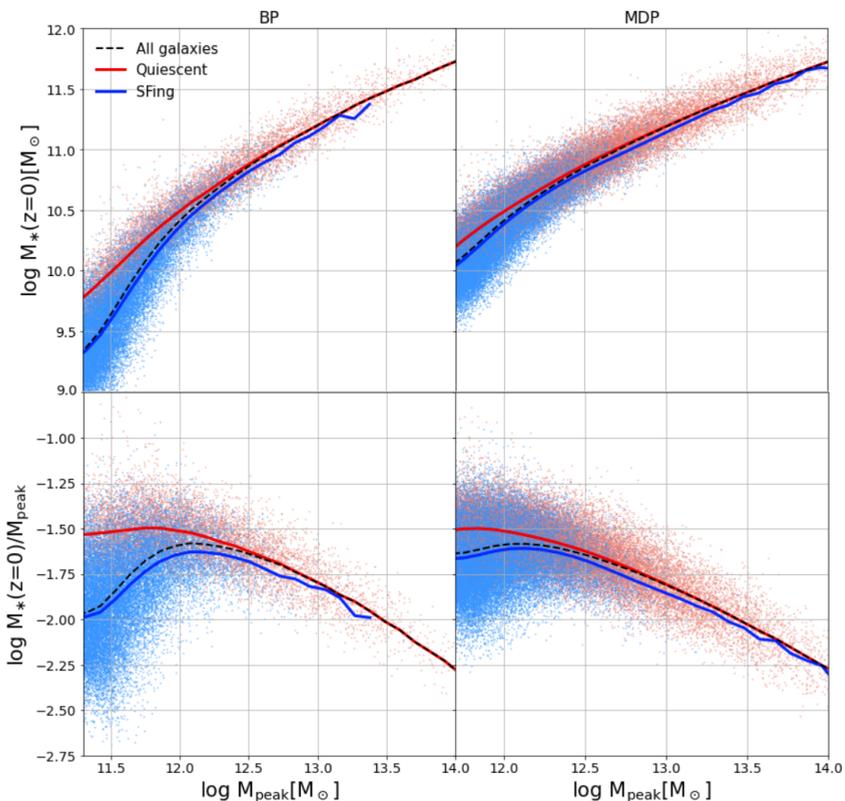


Figura 2.3: Correlación entre M_{peak} y M_* (paneles superiores) y entre M_{peak} y el cociente M_*/M_{peak} para el catálogo sintético basado en BP (panel izquierdo) y en MDP (panel derecho). La línea negra segmentada corresponde a la relación mediana en cada panel. Se muestran en rojo los halos/subhalos que albergan galaxias apagadas (con valores bajos de sSFR) y en azul aquellos que albergan galaxias formadoras de estrellas (con altos valores de sSFR). Las líneas azul y roja corresponden a la respectivas medianas de ambas poblaciones.

Las relaciones reportadas aquí para todas las galaxias/halos son muy similares a muchas otras reportadas previamente en la literatura, con el característico doblez (o pico en el caso del cociente M_*/M_{peak}) en masas de halo alrededor de $1 - 2 \times 10^{12} M_{\odot}$ (ver, por ejemplo, Behroozi et al.,

2019, y una compilación de muchos trabajos ahí). Menos común es ver este diagrama segregado entre galaxias formadoras de estrellas y apagadas, algo que se pudo lograr en EMPIRE debido a su esquema de conexión de las galaxias con los halos.

En la Fig. 2.3, una vez más se aprecia que las galaxias formadoras de estrellas dominan en las bajas masas mientras que las apagadas dominan en las altas masas. Esto se aprecia también por el hecho de que la mediana de toda la muestra (línea negra) se describe bien por la mediana de las galaxias formadoras de estrellas (línea azul) a bajas masas, mientras que a las altas masas, se describe bien por la mediana de las galaxias apagadas (línea roja). Es interesante notar que las galaxias más eficientes en haber formado estrellas son las apagadas que se formaron en los halos oscuros de baja masa. En realidad estas galaxias son extremadamente raras. Debido a que están asociadas a halos de baja masa y con concentraciones muy altas, se puede especular que se trata de galaxias que formaron gran parte de su masa estelar a través de brotes de formación estelar muy tempranos, posiblemente antes de la reionización.

2.2. Los catálogos sintéticos en conos de luz

Observar galaxias de un catastro en redshift es equivalente a observar galaxias en diferentes épocas del pasado. Debido a la velocidad finita de la luz, a lo largo de una línea de visión del catastro en redshift, estamos observando a lo largo del tiempo, así como del eje de coordenadas espacial. Por lo tanto, la muestra completa no consta de objetos en una hipersuperficie de tiempo constante, sino que en un *cono de luz*, es decir, una hipersuperficie nula definida por los observadores a $z = 0$. Esto implica que muchas propiedades de las galaxias cambian a lo largo de la profundidad del volumen de estudio (toda la esfera o un segmento en el cielo), incluida la luminosidad, la masa estelar, la densidad media, la amplitud del acumulamiento espacial, etc. Por ejemplo, la GSMF de un catastro en redshift incluye en realidad las masas de galaxias a diferentes épocas y si el intervalo de redshifts del catastro es significativo, se podrán observar incluso efectos evolutivos en la GSMF si se usan galaxias en diferentes sub-intervalos de redshift.

En esta tesis, buscando acercarnos lo más posible a las observaciones, no usamos para el análisis una instantánea o snapshot a un dado z de la

simulación sino que construimos conos de luz centrados en observadores a $z = 0$. En principio, los volúmenes que usamos son diferentes entre la simulación BP y MDP, como se dijo arriba.

Con la idea de acercarnos a las observaciones, el cono de luz que podemos generar a partir de las simulaciones puede ser similar al de los catastros en redshift observacionales, por ejemplo, el New York Value Added Galaxy Catalog (NYU-VAGC Blanton et al., 2005) basado en el SDSS. Este es el catastro en redshift local más extenso que hay al momento cubriendo un ángulo sólido de 7748 deg^2 en un intervalo de redshift $0.01 < z < 0.2$, pero esto puede variar de acuerdo a los cortes de completitud que se quieran imponer; por ejemplo, en Dragomir et al. (2018) usan $0.03 < z < 0.11$. En cuanto al área en el cielo del catastro, llamado huella (footprint), corresponde a una región bien definida del cielo en coordenadas de ascensión recta y declinación.

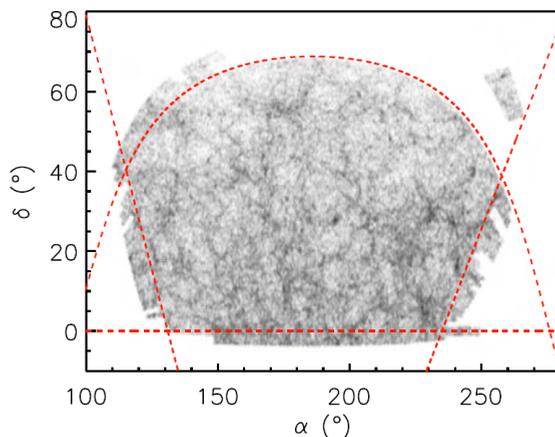


Figura 2.4: Proyección en declinación y ascensión recta de la distribución de galaxias del catálogo NYU-VAGC. Tomada de Cebrián and Trujillo (2014).

Para obtener resultados lo más genéricos posibles y libres de sesgos como varianza cósmica, los resultados serán presentados para una huella que abarca en realidad toda la esfera celeste; lo llamaremos nominalmente “cono de luz esférico”. No obstante, en el apéndice A se presentarán algunos resultados relevantes usando la huella del NYU-VAGC (basado en el SDSS) en

varias direcciones para explorar la posibilidad de que usando una subregión del cielo como la del NYU-VAGC se puedan introducir sesgos por medio ambiente (es decir que el cono del luz dentro de esa huella pueda estar dominando por regiones peculiares). A estos los llamaremos “conos de luz segmentados”. En la figura 2.4 se muestra la huella del NYU-VAGC.

2.2.1. Generación de los conos de luz

EMPIRE tiene un módulo para la construcción de conos de luz. Se usan las galaxias en el snapshot $z = 0$, donde está el observador, y a partir de ahí se construye la esfera celeste con las galaxias proyectadas en la misma. Para ello se usan las trazas evolutivas de las galaxias en la simulación para hacer la proyección dentro del cono de luz. Esto implica que los progenitores de una misma galaxia podrían ser usados en más de una ocasión para ser proyectados dentro del cono de luz. Debido a que las distintas instantáneas abarcan distintos corrimientos al rojo ($z \lesssim 0.05$ para el BP y $z \lesssim 0.17$ para MDP), se evitó hacer repeticiones de la caja para no introducir efectos de caleidoscopio. Dentro del proceso, también se re-estiman las velocidades y posiciones de las galaxias en la bóveda celeste a partir de sus trazas evolutivas. Note que las trazas evolutivas de las galaxias se construyen a partir de las instantáneas (snapshots) de la simulación, por lo que la información acerca de las posiciones y velocidades es discreta. La determinación precisa de ambas cantidades es necesaria para calcular luego el entorno de las galaxias proyectadas en la bóveda (ver siguiente sección). Formalmente, para hacer la re-estimación correcta se debería recalcularse la interacción entre los halos de materia oscura. Debido a que esto sería prácticamente igual de costoso computacionalmente que correr la simulación, en EMPIRE se optó por re-estimar posiciones usando interpolaciones cúbicas, las cuales se comprobó que logran el nivel de precisión que se necesita, véase también Drakos et al. (2022). Así como las posiciones y velocidades de las galaxias dentro de la simulación son discretas, también lo son las propiedades de las galaxias. A diferencia de las posiciones y velocidades, para esta parte se optó por no interpolar las propiedades de las galaxias entre los snapshots del cono de luz, sino usar las propiedades del snapshot más cercano al corrimiento al rojo en que es observada la galaxia; los detalles sobre la construcción de los conos de luz utilizados en este trabajo salen del objetivo de esta tesis y se

reportarán en Rodríguez-Puebla et al., en preparación.

En este trabajo usamos los conos de luz resultantes de ambas simulaciones de N-cuerpos (BP y MDP) del módulo de EMPIRE mencionado arriba. Estos conos de luz subtienden un ángulo sólido correspondiente a toda la esfera celeste, a partir de la cual se han simulado distintos ángulos sólidos tipo "SDSS". Es decir, se han hecho rotaciones y permutaciones aleatorias para crear observaciones con características similares a las de la huella del catastro NYU-VAGC del SDSS (ver arriba) y en el Apéndice A se estudian algunos resultados obtenidos para "conos de luz segmentados" con huella tipo NYU-VAGC.

La Figura 2.5 muestra la distribución de corrimientos al rojo para ambas simulaciones y las líneas verticales sólidas muestran el máximo corrimiento al rojo utilizada para cada una (ver abajo). La Figura 2.6 muestra la proyección en RA y DEC para ambas simulaciones en el caso del "cono de luz esférico" hasta el máximo corrimiento al rojo utilizado en cada caso.

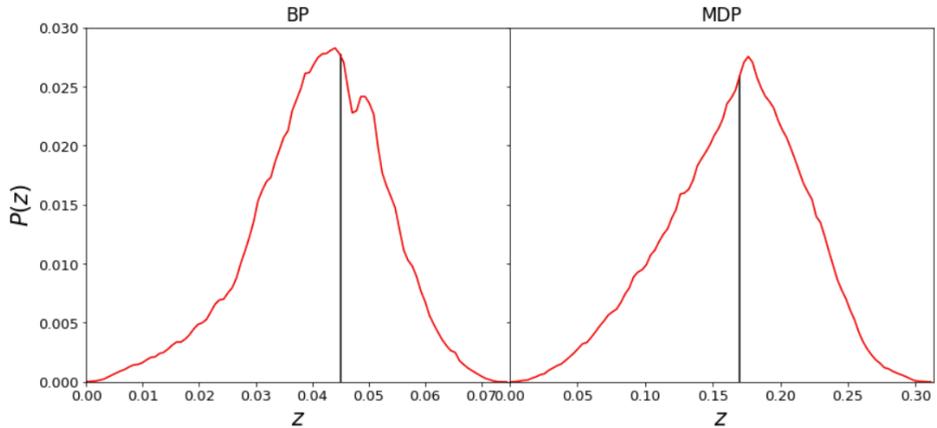


Figura 2.5: Distribuciones de redshift para BP y MDP. La línea negra vertical muestra el máximo redshift utilizado para cada catálogo.

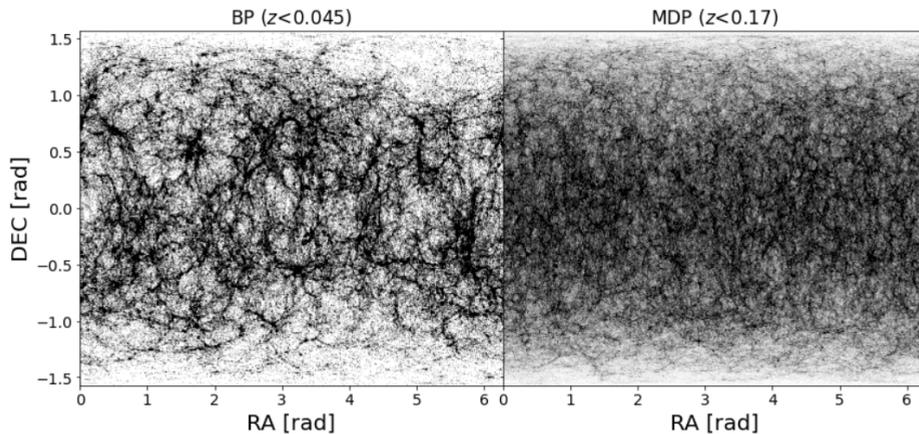


Figura 2.6: Proyecciones en ascensión recta (RA) y declinación (DEC) hasta el redshift utilizado en cada catálogo.

Para definir las muestras de galaxias utilizadas en este trabajo se realizaron los siguientes cortes en masa y redshift: para los resultados provenientes de la simulación BP se toman las galaxias con masas mayores a $\log(M_*/M_\odot) = 9.0$, en un intervalo de redshift de $0.02 < z < 0.045$, mientras que para MDP se toman las galaxias con masas mayores a $\log(M_*/M_\odot) = 9.7$, en un intervalo de redshift de $0.04 < z < 0.17$. Los intervalos en z se definieron para lograr completitud en las muestras dadas las masas mínimas en cada caso y el tamaño de las cajas simuladas, mismos que imponen un máximo z para el cono de luz; ver las distribuciones de z de las galaxias en los conos de luz en la Fig. 2.5.

En la figura 2.7 se presenta el diagrama z_{obs} vs. M_* para las galaxias en el cono de luz que abarca toda la esfera celeste, teniendo un total de 1,002,455 para BP (panel izquierdo) y 17,138,649 para MDP (panel derecho). Delimitadas con el rectángulo de color azul, se tienen las muestras de galaxias definidas para lograr completitud arriba de las masas estelares mencionadas, obteniendo así 396,705 galaxias para BP y 8,382,616 para MDP.

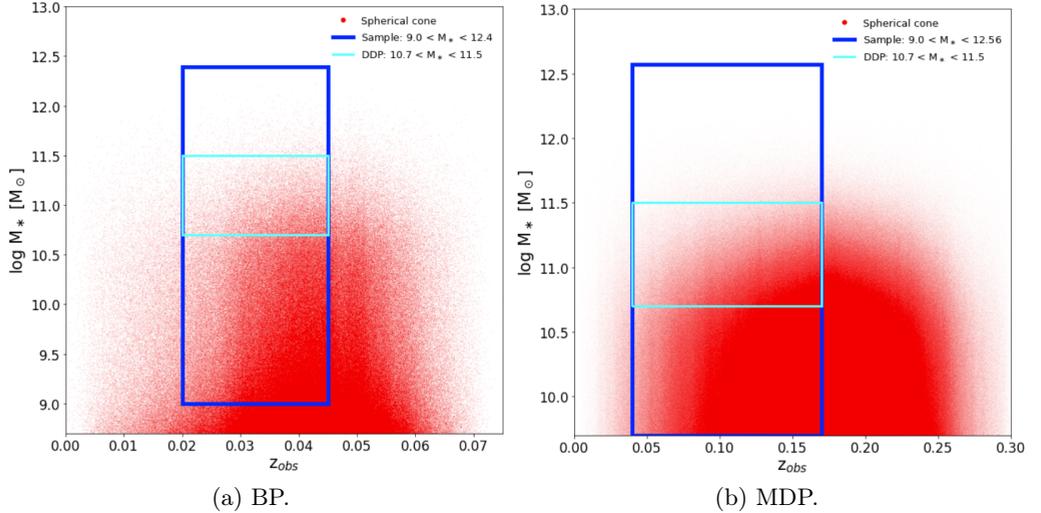


Figura 2.7: Muestras de galaxias elegidas de los catálogos sintéticos producidos por EMPIRE para las simulaciones BP y MDP. El rectángulo azul delimita las masas y redshifts de la muestra. El rectángulo color cian muestra la región de las galaxias trazadoras que se usarán como muestra DDP para definir el entorno superhalo (ver Sección 2.3).

2.3. Caracterización del entorno: sobredensidad δ_8

El estudio de los efectos medio ambientales en las propiedades de las galaxias es el principal interés de este trabajo, por lo que se debe elegir una forma de caracterizar el entorno. En Muldrew et al. (2012) se discuten los diferentes métodos de caracterización del entorno (ver Sección 1.1) mostrando que uno de los más robustos para estudiar la relación de la masa de las galaxias con su entorno es el método de apertura fija. Debido a la conexión-galaxia halo, se espera que también sea un método robusto para caracterizar el entorno de halos. Siguiendo los criterios de Dragomir et al. (2018), para la “apertura” de la esfera alrededor de la galaxia objetivo hemos decidido usar un radio $r_8 = 8 h^{-1}$ Mpc. En Croton et al. (2005) se discuten los efectos de cambiar el radio de apertura y se llega a la conclusión que el radio de $8 h^{-1}$ Mpc es la mejor opción para sondear tanto regiones

sobre-densas como sub-densas. Radios de apertura menores a $5 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$ son más susceptibles al impacto de velocidades peculiares, para cuyos fines sería más adecuado censar el entorno usando galaxias satélites (ver discusión en Muldrew et al., 2012), sin embargo este tipo de análisis queda fuera del objetivo del presente trabajo.

También utilizaremos el concepto de *density-defining population* (DDP) implementado en Croton et al. (2005); Baldry et al. (2006); Dragomir et al. (2018), el cual consiste en elegir a las galaxias que mejor funcionen como trazadoras de densidad, es decir, galaxias que se esperan encontrar tanto en ambientes sub-densos como en sobre-densos, sin que esta población (que define la densidad) introduzca sesgos importantes en los resultados.

A diferencia de los catálogos observacionales limitados en flujo, los catálogos generados por EMPIRE no sufren de incompletitud, por lo que incluso se podrían usar todas las galaxias en el catálogo como muestra trazadora de densidad. Sin embargo, para este trabajo se decidió proceder de manera similar a los catálogos observacionales. No obstante, se estimó el efecto de elegir DDPs en distintos intervalos de masa estelar.

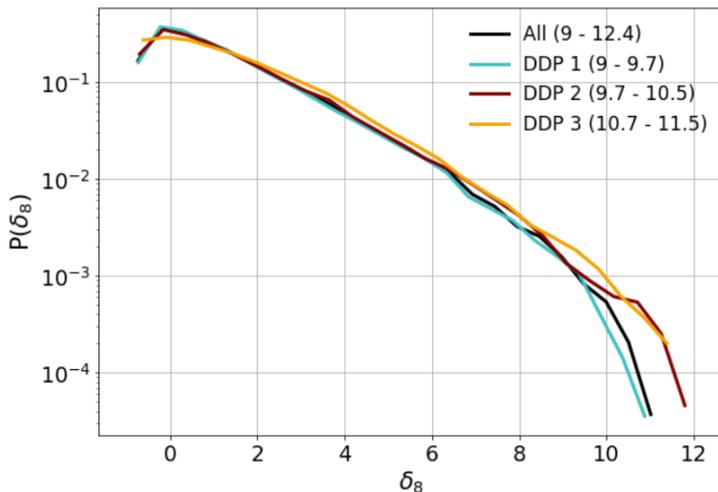


Figura 2.8: Distribución de sobredensidades δ_8 calculadas haciendo uso de diferentes intervalos de masa para la DDP en el catálogo basado en BP. Nótese el poco efecto que tiene usar diferentes intervalos de masa en la DDP con relación a usar todas las galaxias como trazadoras.

La Fig. 2.8 muestra las distribuciones de δ_8 para distintos bins de masas e incluyendo cuando se usan todas las galaxias en el catalogo. Se puede apreciar que no hay un efecto sustancial (entre los resultados de las DDP y la muestra total) en las distribuciones obtenidas ni en el rango de valores de sobredensidad cubierto. Es claro que la distribución $P(\delta_8)$ depende pobremente de la definición de la DDP. Es de resaltar que el rango de masas comprendido entre $10.7 < \log(M_*/M_\odot) < 11.5$ es consistente con el rango empleado en Dragomir et al. (2018), usando un cociente masa a luminosidad realista. En aras de facilitar una eventual comparación con observaciones (es un trabajo a futuro), de aquí en adelante usamos este intervalo de masas como nuestra definición de DDP.

Tomando los conceptos anteriores y reescribiendo la ecuación 1.1 se tiene que:

$$\delta_8 \equiv \frac{\delta\rho_8}{\rho} = \frac{\rho_8 - \bar{\rho}_{\text{eff}}}{\bar{\rho}_{\text{eff}}}, \quad (2.1)$$

donde ρ_8 es la densidad local, definida como

$$\rho_8 = \frac{N_g}{4/3\pi r_8^3}, \quad (2.2)$$

con N_g siendo el número de galaxias vecinas pertenecientes a la DDP contadas dentro de la apertura. Para el cálculo de sobredensidades siempre se utiliza como galaxia *blanco* aquella perteneciente a la muestra y se cuentan las galaxias vecinas pertenecientes a la DDP que caen dentro de la apertura definida.

Por otro lado, en la ecuación 2.1 se tiene también la densidad efectiva $\bar{\rho}_{\text{eff}}$, es decir, la densidad promedio que se tendría si las galaxias estuvieran distribuidas azarosamente. Este valor se puede calcular simplemente como el número total de galaxias en la DDP entre el volumen total de la muestra. Para BP se calculó $\bar{\rho}_{\text{eff}} = 3.61 \times 10^{-3} \text{ h}^3\text{Mpc}^{-3}$ mientras que para MDP $\bar{\rho}_{\text{eff}} = 2.98 \times 10^{-3} \text{ h}^3\text{Mpc}^{-3}$.² Con estos valores de densidades efectivas ya se puede proceder a calcular las sobredensidades. Para llevar esto a cabo se hizo uso de un código desarrollado en el lenguaje computacional *c* que

²Nótase que las diferencias en estos valores se encuentran relacionados con efectos evolutivos debido a que cada simulación muestrea distintos volúmenes como se describe en seguida en esta tesis.

utiliza el método de partición de estructura de datos *kd-tree* para optimizar el tiempo de búsqueda de las galaxias vecinas que caen dentro del radio de apertura (Dragomir et al., 2018).

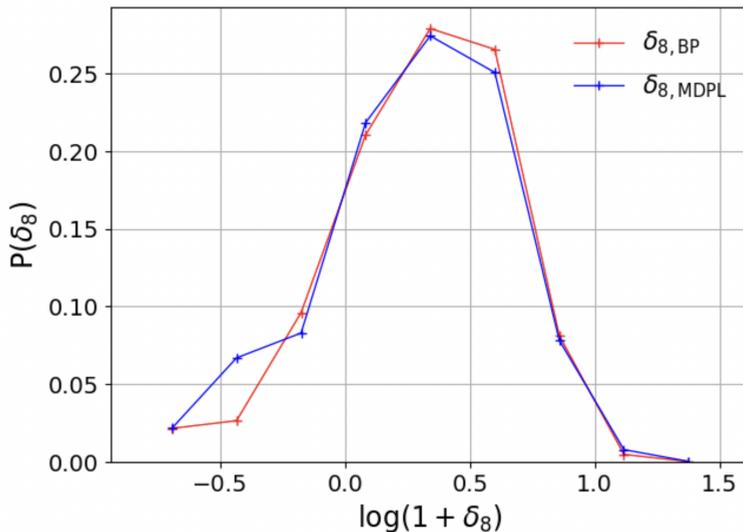


Figura 2.9: Función de distribución de sobredensidades δ_8 para los catálogos BP y MDP.

La figura 2.9 muestra las distribuciones de las sobredensidades calculadas para las galaxias sintéticas sembradas en BP y MDP. En ambos casos se tienen sobredensidades mínimas (regiones sub-densas) con valores $\delta_8 \lesssim 0$ mientras que las regiones más densas alcanzan valores $\delta_8 \sim 12$ para BP y $\delta_8 \sim 24$ para MDP. Esto último es de esperarse dado el volumen más pequeño de BP de tal manera que la probabilidad de encontrar regiones raras de muy alta densidad es menor que en el caso de MDP.

2.4. Construcción de la GSMF total y en diferentes entornos

La función de masa estelar de galaxias, GSMF, se define como el número de galaxias por unidad de masa y por unidad de volumen, en función de

la masa estelar. De esta forma, la GSMF es estimada mediante la ecuación 2.3:

$$\phi_*(M_*) = \frac{1}{\Delta \log M_* \times V_{\text{Total}}} \sum_{i=1}^N \omega_i(\log M_* \pm \Delta \log M_*/2), \quad (2.3)$$

donde ω_i es un factor que es igual a 1 si la galaxia i -ésima se encuentra en el intervalo de masa estelar $\log M_* \pm \Delta \log M_*/2$ y toma el valor 0 en cualquier otro caso. V_{Total} es el volumen total de la esfera (o cono) de luz de la muestra de galaxias, calculado haciendo uso de la librería *astropy* de *Python* (Astropy Collaboration et al., 2013, 2018, 2022) para obtener las distancias comóviles correspondientes al mínimo y al máximo del intervalo de redshift empleado. Las GSMFs obtenidas de esta forma para BP y MDP se muestran en el panel izquierdo de la figura 2.10.

A fin de cubrir un amplio intervalo de masas y de evitar la varianza cósmica en el extremo de altas masas, EMPIRE fue aplicado a dos simulaciones de N-cuerpos: BP, misma que por su volumen intermedio, logra resolver bien halos que pueden contener galaxias desde masas estelares de $\approx 10^9 M_\odot$, mientras que MDP, al cubrir un volumen mucho mayor, contiene más galaxias de altas masas, mismas que son muy raras, pero no resuelve bien halos de masas menores. Por lo tanto, no es trivial comparar las GSMFs de ambas simulaciones debido a los diferentes volúmenes que implican sus conos de luz, de tal manera que efectos evolutivos se hacen presentes en la simulación MDP, que llega a z 's más altos, con relación a la simulación BP.

En la Fig. 2.10, panel izquierdo, se presentan las GSMFs del cono luz esférico de BP ($z < 0.045$; puntos y barras de error negros) y de MDP ($z < 0.17$; puntos y barrar de error rojos). Claramente la segunda está por debajo de la primera y es que las galaxias más alejadas (más del pasado) tienden a tener masas menores; la diferencia es entonces parcialmente explicable por un efecto evolutivo (Dragomir et al., 2018).

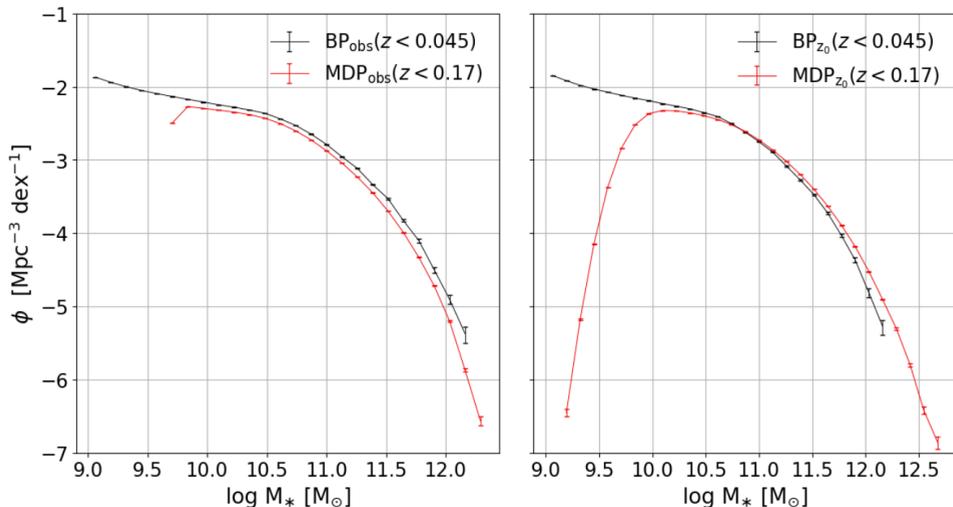


Figura 2.10: GSMF y el efecto evolutivo. En el panel izquierdo se muestran las funciones de masa medidas en los conos de luz basados en BP y MDP, cada uno con su límite en z . Las barras verticales corresponden al error poissoniano. En el panel derecho, las masas fueron todas llevadas a una misma época ($z = 0$), es decir se introdujo el análogo al efecto evolutivo en los catastros observacionales. Con esto se minimiza el efecto evolutivo en las GSMFs de catastros o catálogos con diferentes profundidades.

Como vimos, los efectos evolutivos no pueden ser despreciados, en especial cuando el intervalo de z 's del catastro es amplio. En el catálogo de EMPIRE, contamos con las trazas evolutivas de cada galaxia de tal manera que se puede saber el cociente de sus masas estelares a un z dado con las masas a otro z , por ej. $z = 0$. Este cociente es una especie de factor de corrección por evolución E_{corr} , a la usanza del que se introduce de manera empírica en las observaciones para galaxias de diferentes tipos. Introduciendo este factor se logra “uniformizar” la masa de las galaxias a una única época y así poder hacer una comparación válida (sin efectos evolutivos de por medio) entre las funciones de masa de las galaxias sintéticas de los conos de luz de ambas simulaciones. A menos que se indique otra cosa, de aquí en adelante se entenderá entonces por masa de las galaxias su masa extrapolada a $z = 0$. Esto no significa que estamos usando las masas en la

simulación de la instantánea a $z = 0$. Se usan las masas tal como se “observan” proyectadas en el cielo desde un observador a $z = 0$ pero se corrigen para llevarlas a una misma época, $z = 0$ por ejemplo.

Después de aplicar nuestra corrección por evolución a cada galaxia de ambas simulaciones de tal manera que se las extrapola todas a $z = 0$, ambas GSMFs pueden ser comparadas de manera más apropiada. El panel derecho de la Fig. 2.10 muestra las GSMFs corregidas a $z = 0$ medidas en las esferas de luz de la simulación BP y MDP. En el rango de masas donde ambas simulaciones son confiables ($\sim 10^{10.5} - 10^{11.5} M_{\odot}$) coinciden relativamente bien. Para masas mayores, los resultados de BP pueden sufrir de varianza cósmica y para masas menores, los resultados de MDP sufren del problema de falta de resolución por lo que no son atendibles.

Para nuestro estudio, vamos a considerar la GSMF de MDP a partir de $M_{\star} = 10^{10.5} M_{\odot}$, mientras que para BP, nos extenderemos hasta $M_{\star} = 10^9 M_{\odot}$. Debido a que no hay un criterio claro por el cual limitar la GSMF de BP a altas masas, aparte de un posible problema de varianza cósmica, no la limitaremos y para los ajustes que se harán a funciones analíticas, se considerarán ambas GSMFs; de todos modos, tiene mucho más peso la GSMF de MDP pues las barras de error poissonianas son considerablemente menores para este caso que para BP.

En la figura 2.11 se muestran la GSMF combinada de los conos basados en BP y MDP corregida a $z = 0$ como se explicó arriba. La línea negra muestra un ajuste a la GSMF combinada, tomando en cuenta las incertidumbres. Para el ajuste se usó el método de Markov Chain Monte Carlo (MCMC) y la función que se ajustó es la composición de una función Schechter sub-exponencial y una doble ley de potencias (ecs. 2.4 y 2.5, ver abajo). Esta función compuesta es la óptima que se encontró en (Rodríguez-Puebla et al., 2020) para describir la GSMF construida de observaciones locales uniformizadas y depuradas en base al catastro SDSS. Estos autores combinaron el catálogo *SDSS NUY-VAGC low-z* para masas entre $M_{\star} \approx 3 \times 10^7 M_{\odot}$ y $M_{\star} \approx 10^9 M_{\odot}$ para el intervalo $0.0033 < z < 0.005$, y el catálogo *SDSS DR7* para galaxias con $M_{\star} \gtrsim 10^9 M_{\odot}$, en el intervalo de $0.005 < z < 0.2$. Realizaron correcciones E+K llevando las masas a $z = 0$.

La función Schechter sub-exponencial se describe así:

$$\phi_{*,S}(M_*) = \phi_S^* \ln 10 \left(\frac{M_*}{M_S} \right)^{1+\alpha_S} \exp \left[- \left(\frac{M_*}{M_S} \right)^\beta \right], \quad (2.4)$$

donde ϕ_S^* es el parámetro de normalización dado en unidades de $\text{Mpc}^{-3} \text{dex}^{-1}$, α_S es la pendiente a las bajas masas, M_S es la masa característica y β controla la pendiente a las altas masas. La función doble ley de potencias se describe así:

$$\phi_{*,D}(M_*) = \phi_D^* \ln 10 \left(\frac{M_*}{M_D} \right)^{1+\alpha_D} \left[1 + \left(\frac{M_*}{M_D} \right)^\gamma \right]^{\frac{\delta-\alpha_D}{\gamma}}, \quad (2.5)$$

donde ϕ_D^* es el parámetro de normalización dado en unidades de $\text{Mpc}^{-3} \text{dex}^{-1}$, α_D y δ controlan, respectivamente, la pendiente a las bajas y altas masas, γ determina la velocidad de transición entre el régimen de las bajas y altas masas y M_D es la masa característica de transición. La función total combinada es entonces:

$$\phi_{*,\text{model}}(M_*) = \phi_{*,S}(M_*) + \phi_{*,D}(M_*). \quad (2.6)$$

El ajuste de las GSMF de los conos de luz basados en BP y MDP a esta función, presentado en la figura 2.11 (línea negra), describe bien la combinación de ambas GSMFs. Para comparar, se grafica también el ajuste de (Rodríguez-Puebla et al., 2020) a las observaciones mencionado arriba, (línea cian). Las diferencias entre ambos ajustes son debidas a que EMPIRE ajusta de manera continua alrededor de 40 GSMFs que van desde $z \sim 0$ (incluyendo a Rodríguez-Puebla et al. (2020)), hasta $z \sim 10$. Es decir, el objetivo de EMPIRE no fue reproducir exclusivamente la GSMF local de Rodríguez-Puebla et al. (2020).

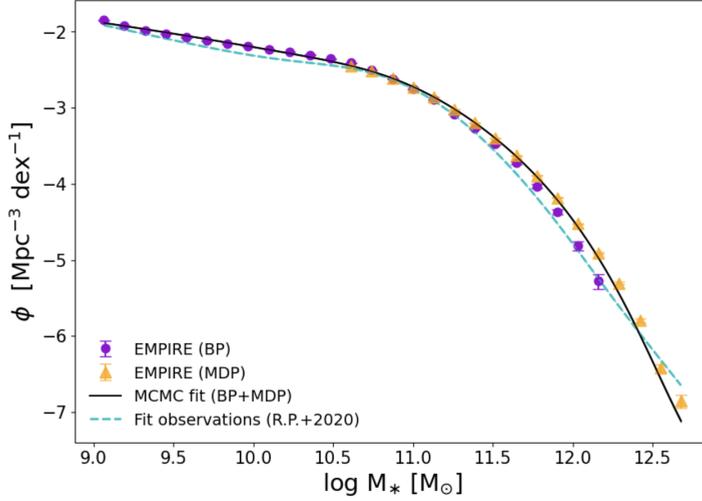


Figura 2.11: GSMF total calculada para el catálogo semi-empírico basado tanto en BP (círculos morados), como en MDP (triángulos anaranjados). La línea negra sólida con el área gris es el mejor ajuste con el método MCMC y su correspondiente incertidumbre para ambos catálogos. La línea cian segmentada es el ajuste a las observaciones presentadas en Rodríguez-Puebla et al. (2020).

Parametros	R.P.+2020	Este trabajo
$\log\phi_S^*[\text{Mpc}^{-3}\text{dex}^{-1}]$	-3.019 ± 0.067	-2.725 ± 0.003
α_S	-1.418 ± 0.025	-1.272 ± 0.003
β	0.660 ± 0.011	0.600 ± 0.000
$M_D = M_S[M_\odot]$	10.897 ± 0.036	10.940 ± 0.001
$\log\phi_D^*[\text{Mpc}^{-3}\text{dex}^{-1}]$	-2.267 ± 0.120	-2.596 ± 0.005
α_D	0.207 ± 0.169	0.201 ± 0.001
δ	-3.660 ± 0.347	-3.899 ± 0.002
γ	1.236 ± 0.080	1.201 ± 0.002

Tabla 2.1: Parámetros del ajuste a la GSMF total siguiendo un modelo como el utilizado en Rodríguez-Puebla et al. (2020)

GSMF en diferentes entornos

Una vez determinada la GSMF total, es ahora el principal interés ver cómo se segrega según su entorno. Para tomar los efectos medioambientales en cuenta es necesario determinar la GSMF condicionada a un intervalo de sobredensidad δ_8 . Con este propósito, se utilizarán los intervalos de δ_8 mostrados en la tabla 2.2, propuesta tomada de Dragomir et al. (2018).

Teniendo los intervalos de sobredensidad definidos, la GSMF segregada por entorno es determinada mediante la ecuación 2.7:

$$\phi_*(M_*|\delta_8) = \frac{1}{\Delta \log M_*} \sum_{i=1}^N \frac{\omega_i(\log M_* \pm \Delta \log M_*/2)|\delta_{r_8} \pm \Delta \delta_{r_8}/2)}{f_{\text{eff}}(\delta_8)V_{\text{total}}}, \quad (2.7)$$

donde el factor $\omega_i = 1$ si la galaxia i -ésima se encuentra en el intervalo de masa estelar $\log M_* \pm \Delta \log M_*/2$ dado que su sobredensidad está en el intervalo $[\delta_{r_8} \pm \Delta \delta_{r_8}/2)$, en cualquier otro caso su valor es 0. Debido a que se están segregando las galaxias por su entorno, el volumen del espacio que abarcan no corresponde con el volumen total de la esfera de luz, sino a un volumen parcial que es estimado mediante la fracción de volumen efectivo dado por un intervalo de sobredensidad $f_{\text{eff}}(\delta_8)$.

Puesto que queremos estimar la fracción de un volumen según la sobredensidad de las galaxias que lo ocupan, es necesario utilizar un catálogo sintético aleatorio de galaxias. Como ejemplo se muestra la construcción del catálogo aleatorio correspondiente a BP, sin embargo, el proceso es el mismo para MDP. El catálogo aleatorio debe seguir las distribuciones características del catálogo de las simulaciones, pero sin llegar a formar estructuras (dado que ya no sería aleatorio), por lo que se construyó a partir de las distribuciones suavizadas z , M_* , RA y DEC (ver figura 2.12).

En la figura 2.13 se muestran las proyecciones en el cielo de las distribuciones angulares de RA y DEC de la muestra de galaxias así como las proyecciones de su correspondiente catálogo aleatorio.

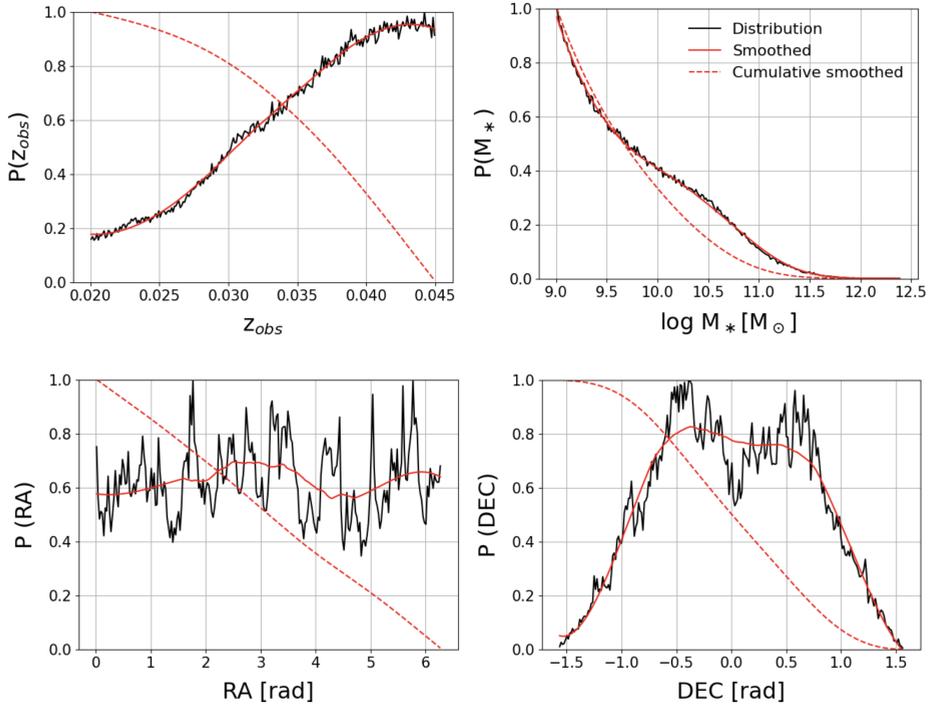


Figura 2.12: Distribuciones de redshift, M_* , RA y DEC utilizadas para construir el catálogo aleatorio para BP (línea negra). La línea roja sólida muestra la correspondiente distribución suavizada y la línea roja segmentada muestra la distribución acumulativa.

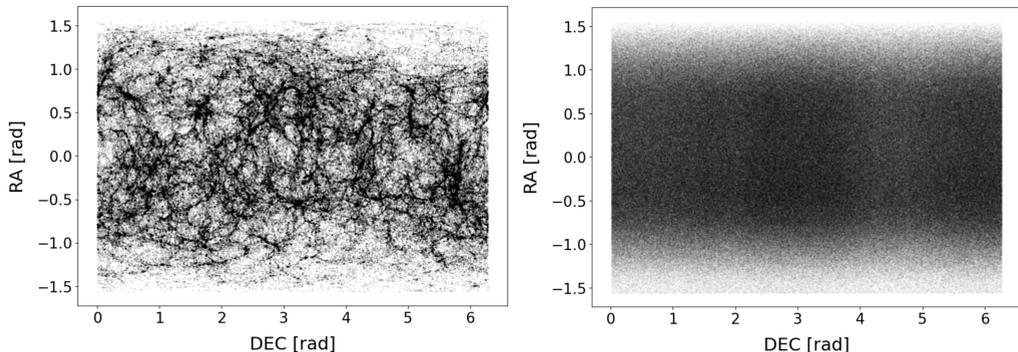


Figura 2.13: Proyecciones en el cielo en coordenadas RA y DEC para el catálogo sintético de BP (panel izquierdo) y su correspondiente catálogo sintético aleatorio (panel derecho).

Luego se calculan las sobredensidades δ_{r8} correspondientes al catálogo aleatorio para después estimar la fracción de volumen efectivo dada por la ecuación 2.8.

$$f_{\text{eff}}(\delta_8) = \frac{1}{N_r} \sum_{i=1}^{N_r} \Theta(\delta_{r8,i}), \quad (2.8)$$

donde N_r el número de galaxias aleatorias ($\sim 4 \times 10^5$ para BP y $\sim 8 \times 10^6$ para MDP). La función $\Theta(\delta_{r8,i})$ selecciona las galaxias aleatorias dentro del intervalo de sobredensidad $[\delta_{r8} \pm \Delta\delta_{r8}/2]$ de la siguiente forma:

$$\Theta(\delta_{r8,i}) = \begin{cases} 1 & \text{if } \delta_{r8,i} \in [\delta_{r8} - \Delta\delta_{r8}/2, \delta_{r8} + \Delta\delta_{r8}/2]. \\ 0 & \text{otro caso.} \end{cases} \quad (2.9)$$

En la tabla 2.2 se muestran las fracciones de volumen efectivo presentadas en Dragomir et al. (2018), así como las calculadas en este trabajo. La figura 2.14 muestra una comparación gráfica de estas fracciones de volumen efectivo.

$\delta_{8,\min}$	$\delta_{8,\max}$	$f(\delta_8) \pm \delta f(\delta_8)$		
		Dragomir+2018	EMPIRE(BP)	EMPIRE(MDP)
-1.00	-0.75	0.1963 ± 0.0014	0.1350 ± 0.0003	0.1684 ± 0.0001
-0.75	-0.55	0.1094 ± 0.0010	0.1877 ± 0.0003	0.1206 ± 0.0001
-0.55	-0.40	0.0974 ± 0.0009	0.0762 ± 0.0002	0.0988 ± 0.0001
-0.40	0.00	0.2156 ± 0.0014	0.1786 ± 0.0003	0.2148 ± 0.0001
0.00	0.70	0.1800 ± 0.0012	0.2067 ± 0.0003	0.1695 ± 0.0001
0.70	1.60	0.1040 ± 0.0009	0.1139 ± 0.0002	0.1256 ± 0.0001
1.60	2.90	0.0621 ± 0.0007	0.0664 ± 0.0002	0.0656 ± 0.0001
2.90	4.00	0.0197 ± 0.0004	0.0203 ± 0.0001	0.0211 ± 0.0000
4.00	12.00	0.0153 ± 0.0004	0.0151 ± 0.0001	0.0155 ± 0.0000
12.00	24.00			0.0001 ± 0.0000

Tabla 2.2: Fracciones de volumen efectivo presentadas en Dragomir et al. (2018) y las calculadas para los catálogos basados en BP y MDP. Se muestra también el error debido al número de puntos utilizados en los catálogos aleatorios.

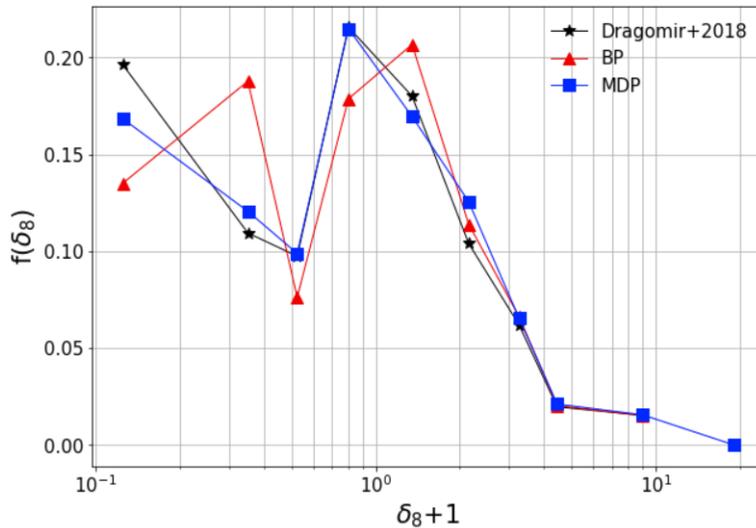


Figura 2.14: Fracciones de volumen efectivo en función de δ_8 .

Capítulo 3

Función de Masa Estelar y fracciones de galaxias apagadas: dependencias con el entorno

El primer objetivo del análisis de los catálogos semi-empíricos de galaxias-halos obtenidos con EMPIRE es determinar las Funciones de Masa Estelar de las Galaxias (GSMFs) en diferentes intervalos de δ_8 , es decir estudiar cómo varía la GSMF en diferentes entornos de gran escala (superhalo). Esta cuestión se tratará en la Sección 3.1. De igual manera, es de interés explorar si la dependencia de la Función de Masa de Halos (HMF) con el entorno (sesgo de halo) es la principal determinante de la dependencia de la GSMF con el entorno. La Sección 3.2 estará abocada a esta cuestión.

Un segundo objetivo trazado para este Capítulo (Sección 3.3) es descomponer las GSMFs de diferentes entornos en galaxias centrales/satélites y en galaxias formadoras de estrellas/apagadas o pasivas. De esta manera podremos determinar cómo varían con δ_8 (1) las fracciones de galaxias centrales y satélites en función de M_* y (2) las fracciones de galaxias formadoras de estrellas/apagadas en función de M_* .

3.1. GSMF en función de δ_8

Como se mencionó en el Capítulo 2, a fin de cubrir un amplio rango de masas y de evitar la varianza cósmica en el extremo de altas masas, EMPIRE fue aplicado a dos simulaciones de N-cuerpos: BP, misma que por su volumen intermedio, logra resolver halos que pueden contener galaxias hasta masas estelares de $\approx 10^9 M_\odot$, mientras que MDP, al cubrir un volumen mucho mayor, es menos susceptible a la varianza cósmica, pero no resuelve bien halos de masas menores. En la Sección 2.4, vimos que no es trivial comparar las GSMFs de ambas simulaciones debido a los diferentes volúmenes que implican sus esferas (o conos) de luz, razón por la que, aplicando una corrección por efecto evolutivo a cada galaxia, las llevamos todas a $z = 0$. En este caso, las GSMFs para ambas simulaciones, se empalman muy bien en el rango de masas donde los resultados de ambas simulaciones son más confiables (panel derecho de la Fig. 2.10).

En la Sección 2.4, definimos también que la GSMF para la simulación MDP se tomará desde $M_\star = 10^{10.5} M_\odot$. Por otro lado, la GSMF para la simulación BP puede sufrir de varianza cósmica en el lado de altas masas, no obstante decidimos no limitarla. Para ajustar la GSMF a una función analítica consideramos entonces ambas simulaciones, con el límite mencionado para MDP y considerando que las barras de error a las altas masas en el caso de BP son mucho mayores que para MDP, por lo que pesan menos en el ajuste MCMC que se implementó.

En la Fig. 3.1 se presenta la determinación de las GSMFs en diferente intervalos de δ_8 , siguiendo el procedimiento descrito en la Sección 2.4. Las GSMFs presentadas corresponden a ambos catálogos semi-empíricos, tanto el generado a partir de la simulación BP, como a partir de la simulación MDP. Como ya se mostró en la Sección 2.4, ambas GSMFs empalman bien. En el caso de diferentes medios ambientes también se observa un buen empalme a excepción del intervalo de δ_8 menos denso, donde la GSMF de BP disminuye rápidamente hacia las masas relativamente altas. Debido a que en este medio ambiente hay muy pocas galaxias, la varianza cósmica afecta mucho, en especial a las altas masas. Por otro lado, para el medio ambiente muy denso ($\delta_8 \geq 12$) no hay galaxias en el catálogo BP. En un volumen tan pequeño es difícil encontrar regiones raras de tan alta densidad, cosa que sí se logra capturar en el volumen correspondiente al catálogo

basado en la simulación MDP. No obstante, incluso para este volumen estas regiones son muy raras por lo que su GSMF es poco confiable.

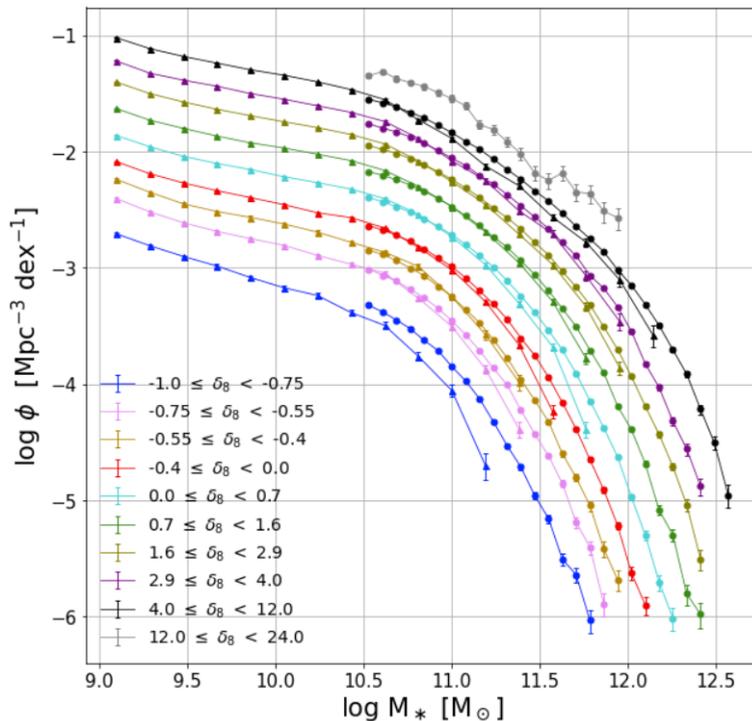


Figura 3.1: Funciones de masa estelar (GSMF) segregadas por el entorno caracterizado con el parámetro δ_8 para los catálogos BP (marcado con triángulos) y MDP (marcado con círculos).

La Fig. 3.1 muestra una clara dependencia de la abundancia general de galaxias en función de la sobredensidad, es decir, mientras más decrece δ_8 , también es menor la GSMF. Con el fin de proporcionar una forma analítica que describa de forma correcta las funciones de masa segregadas por entorno, se realizaron diferentes ajustes utilizando el modelo de una Schechter sub-exponencial más una doble ley de potencias propuesto en (Rodríguez-Puebla et al., 2020), que ya se había usado para la GSMF total compuesta (BP + MDP) (ver Fig. 2.11). También se realizaron pruebas ajustando so-

lo una función Schechter sub-exponencial. Por último, se experimentó con un modelo compuesto por una *función Schechter más una Schechter sub-exponencial*. Este fue el modelo que dio mejores resultados y es entonces el que se usa aquí para describir los resultados.

La función Schechter está pensada para describir las masas bajas y está dada por la ecuación 3.1:

$$\phi_{*,S}(M_*) = \phi_S^* \ln 10 \left(\frac{M_*}{M_S} \right)^{1+\alpha_S} \exp \left[- \left(\frac{M_*}{M_S} \right) \right], \quad (3.1)$$

donde ϕ_S^* es el parámetro de normalización dado en unidades de $\text{Mpc}^{-3} \text{dex}^{-1}$, α_S es la pendiente a las bajas masas y M_S es la masa característica. La función Schechter sub-exponencial está pensada para describir las masas altas y está dada por la ecuación 3.2:

$$\phi_{*,E}(M_*) = \phi_E^* \ln 10 \left(\frac{M_*}{M_E} \right)^{1+\alpha_E} \exp \left[- \left(\frac{M_*}{M_E} \right)^\beta \right], \quad (3.2)$$

donde ϕ_E^* es el parámetro de normalización dado en unidades de $\text{Mpc}^{-3} \text{dex}^{-1}$, α_E es la pendiente a las bajas masas, M_E es la masa característica y β es el parámetro que controla la pendiente a las masas altas.

Puesto que queremos describir las masas bajas con la función Schechter $\phi_{*,S}(M_*)$, se ha impuesto un valor constante de $\alpha_E = -0.35$ en la función Schechter sub-exponencial $\phi_{*,E}(M_*)$ de tal forma que no tenga un impacto considerable a las bajas masas. También queremos encontrar una sola masa característica para nuestro modelo por lo que se asume $M_E = M_S$.

Con las consideraciones anteriores, la forma analítica para los ajustes de las GSMF segregadas por entorno quedan de la forma:

$$\phi_{*,\text{model}}(M_*) = \phi_{*,S}(M_*) + \phi_{*,E}(M_*) \quad (3.3)$$

Los mejores parámetros de ajuste $\vec{p}_{GSMF(\delta_8)} = (\phi_S^*, M_S, \alpha_S, \phi_E^*, \beta)$ fueron determinados maximizando la función de *likelihood* $\mathcal{L} \propto \exp(-\chi^2/2)$ usando el método de *Markov chain Monte Carlo* (MCMC) descrito en (Rodríguez-Puebla, Avila-Reese and Drory, 2013). En este caso:

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \left(\frac{\phi_{*,\text{EMPIRE}}^i - \phi_{*,\text{model}}^i}{\sigma_{\text{EMPIRE}}^i} \right)^2, \quad (3.4)$$

donde N es el número de puntos en la GSMF de un dado entorno y para cada punto se tiene un valor i -ésimo de $\phi_{*,\text{EMPIRE}}^i$ con error asociado de σ_{EMPIRE}^i y un correspondiente valor dado por el modelo $\phi_{*,\text{model}}^i$.

En la Fig. 3.2 se muestran los resultados del proceso de ajuste descrito anteriormente. El área sombreada, correspondiente a cada intervalo de sobredensidad seleccionado, está generada por el 68% de los mejores ajustes obtenidos con el método de MCMC, siendo el mejor ajuste el presentado con líneas segmentadas.

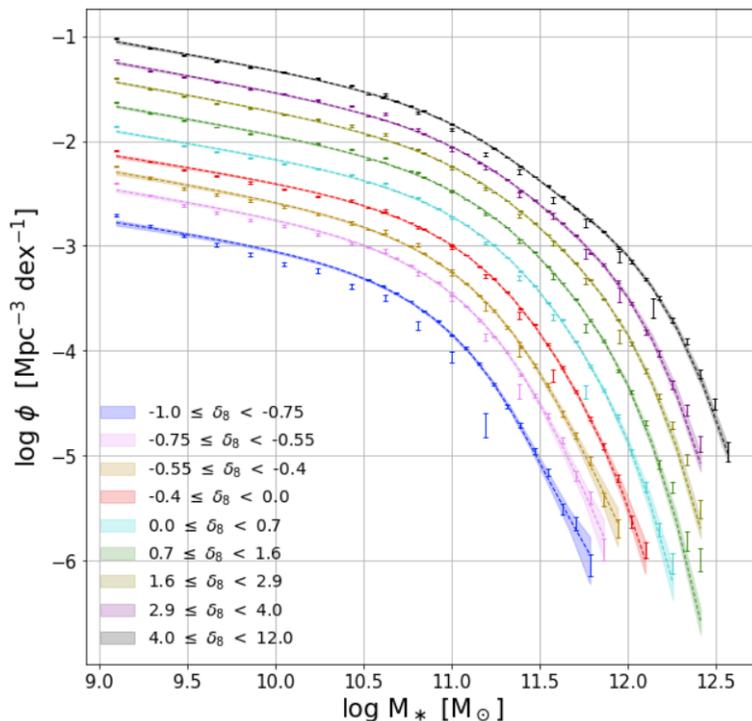


Figura 3.2: Mejores ajustes MCMC (líneas segmentadas) a las GSMFs segregadas por entorno δ_8 para ambos catálogos semi-empíricos en conjunto (BP+MDP). Los ajustes se hicieron usando la función dada en las ecs. (3.1-3.3). Las áreas sombreadas corresponden al 68% de los mejores ajustes obtenidos con el método MCMC.

Para observar con mayor detalle los ajustes realizados a las GSMFs segregadas por entorno, en la Fig. 3.3 se presentan, intervalo por intervalo de sobredensidad, en línea negra el ajuste total a la GSMF, en color azul la componente de la función Schechter dada por la ecuación (3.1) y en color rojo, la componente de la función Schechter sub-exponencial dada por la ec. (3.2).

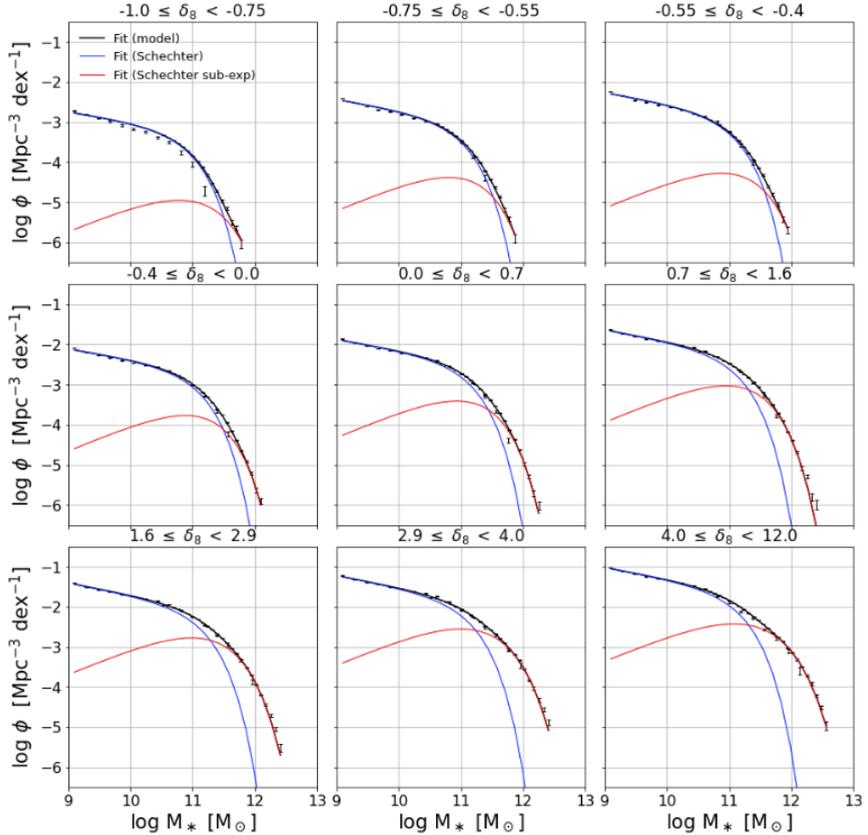


Figura 3.3: Componentes del modelo de ajuste (ecs. 3.1 –línea azul– y 3.2 –línea roja–) para las GSMFs del catálogo semi-empírico BP+MDP (barras de error) en cada intervalo de sobredensidad δ_8 estudiado.

En la Fig. 3.3 se observa el comportamiento anticipado para cada com-

ponente del modelo usado, en el que se describe la pendiente de la GSMF a bajas masas a través del parámetro α_S de la función Schechter, mientras que la caída a las altas masas está descrita por el parámetro β de la función Schechter sub-exponencial.

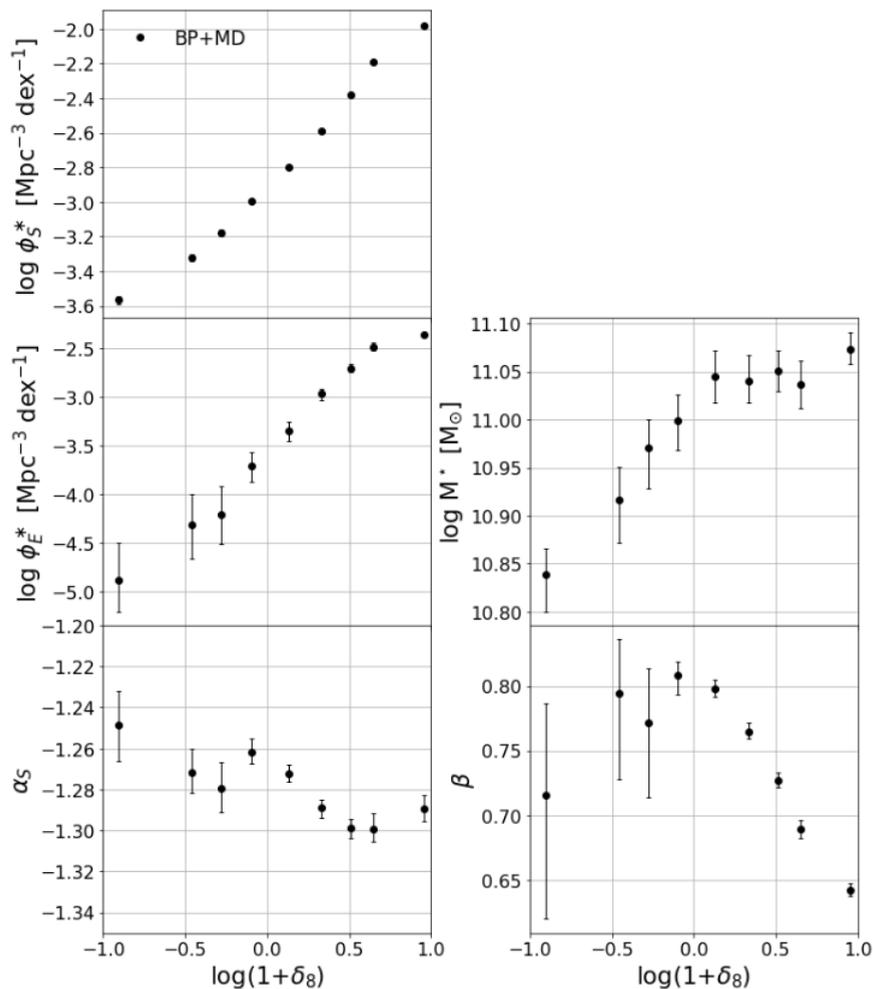


Figura 3.4: Dependencia con el entorno (δ_8) de los parámetros de la función ec. (3.3) dados por el mejor ajuste a la GSMF compuesta BP+MDP.

El haber impuesto el valor predeterminado a la componente de bajas masas $\alpha_E = -0.35$ de la función Schechter sub-exponencial, hizo posible que cada una de las ecuaciones (3.1) y (3.2) describiera de forma correcta, respectivamente, las regiones de bajas y altas masas, además de que dichas regiones quedan bien definidas al hacer que el modelo tenga una sola masa característica $M^* = M_S = M_E$.

Los valores numéricos de los cinco parámetros del modelo utilizado se muestran en la Tabla 3.1. La dependencia que tienen estos parámetros con el entorno se muestra en la Fig. 3.4.

$\delta_{8,\min}$	$\delta_{8,\max}$	$\log\phi_S^*$ [Mpc ⁻³ dex ⁻¹]	$\log\phi_E^*$ [Mpc ⁻³ dex ⁻¹]	α_s	$M^* [M_\odot]$	β	$\chi^2/d.o.f.$
-1.00	-0.75	-3.060 ^{+0.023} _{-0.038}	-4.375 ^{+0.379} _{-0.325}	-1.249 ^{+0.016} _{-0.018}	10.838 ^{+0.027} _{-0.038}	0.715 ^{+0.072} _{-0.096}	13.535
-0.75	-0.55	-2.813 ^{+0.019} _{-0.020}	-3.812 ^{+0.317} _{-0.346}	-1.272 ^{+0.012} _{-0.010}	10.916 ^{+0.034} _{-0.044}	0.795 ^{+0.041} _{-0.067}	9.204
-0.55	-0.40	-2.675 ^{+0.021} _{-0.017}	-3.708 ^{+0.295} _{-0.301}	-1.280 ^{+0.013} _{-0.011}	10.971 ^{+0.029} _{-0.042}	0.771 ^{+0.042} _{-0.058}	4.292
-0.40	0.00	-2.492 ^{+0.011} _{-0.010}	-3.204 ^{+0.136} _{-0.156}	-1.262 ^{+0.006} _{-0.006}	10.999 ^{+0.027} _{-0.031}	0.809 ^{+0.010} _{-0.015}	11.993
0.00	0.70	-2.291 ^{+0.009} _{-0.009}	-2.843 ^{+0.092} _{-0.106}	-1.272 ^{+0.004} _{-0.004}	11.045 ^{+0.027} _{-0.027}	0.798 ^{+0.007} _{-0.006}	15.429
0.70	1.60	-2.085 ^{+0.008} _{-0.010}	-2.461 ^{+0.051} _{-0.064}	-1.289 ^{+0.004} _{-0.005}	11.040 ^{+0.023} _{-0.023}	0.765 ^{+0.007} _{-0.006}	14.465
1.60	2.90	-1.876 ^{+0.009} _{-0.010}	-2.199 ^{+0.039} _{-0.041}	-1.299 ^{+0.005} _{-0.005}	11.050 ^{+0.022} _{-0.021}	0.727 ^{+0.006} _{-0.005}	13.057
2.90	4.00	-1.687 ^{+0.013} _{-0.014}	-1.975 ^{+0.039} _{-0.039}	-1.299 ^{+0.007} _{-0.006}	11.037 ^{+0.025} _{-0.025}	0.689 ^{+0.007} _{-0.007}	6.186
4.00	12.00	-1.477 ^{+0.010} _{-0.011}	-1.849 ^{+0.025} _{-0.029}	-1.289 ^{+0.006} _{-0.006}	11.073 ^{+0.018} _{-0.016}	0.642 ^{+0.005} _{-0.004}	7.704

Tabla 3.1: Mejores parámetros de ajuste para las GSMFs de BP+MDP encontrados con el método de MCMC.

En la Fig. 3.4 se observa que los parámetros ϕ_S y ϕ_E , correspondientes a las normalizaciones de las funciones Schechter y Schechter sub-exponencial, tienen una dependencia muy clara con el entorno. Dado que estos parámetros representan las abundancias generales de las poblaciones de galaxias (y como se observó desde la Fig. 3.1) se tiene que cuanto más crece la sobredensidad δ_8 , también crece la abundancia de galaxias. La forma de las GSMFs es controlada en el régimen de las bajas masas por el parámetro α_S , el cual muestra una muy pequeña variación con δ_8 que hace a la GSMF

ligeramente más empinada en medios más densos (una diferencia de ~ 0.05 en su valor entre el entorno menos denso y algunos de los más densos).

Por otra parte, en el régimen de las altas masas, a partir de sobredensidades $\delta_8 \sim 0$, el parámetro β se va haciendo menos exponencial (menos empinado) conforme δ_8 aumenta. Para los tres intervalos de sobredensidad más bajos parece que la tendencia se revierte haciendo que la GSMF tome una forma más plana conforme la sobredensidad disminuye. Sin embargo, se observa que hay una dispersión muy alta que hace que la determinación de este parámetro sea muy incierta, quizá debido al bajo número de galaxias presentes en los entornos menos densos.

La masa característica M^* va aumentando en medios cada vez más densos hasta que se hace casi constante para $\delta_8 \gtrsim 0$. Al definir la masa característica como aquella donde empieza la caída semi-exponencial de la GSMF, valores de este parámetro más altos indican la presencia de galaxias más masivas, por lo que se tiene que en medios de alta densidad hay más dominio relativo de galaxias masivas (esto último también contribuido por β).

Las observaciones anteriores nos muestran que el entorno no solamente afecta a la GSMF en la abundancia general de galaxias sino que también en los parámetros de forma. Esto es algo que se podrá poner a prueba con mediciones directas de las GSMFs en diferentes entornos caracterizados con δ_8 .

3.2. ¿Afecta el entorno a la masa estelar de las galaxias a paridad de masa de halo?

En la Introducción, Sección 1.2, se mencionó que varios estudios mostraron claramente una dependencia de la función de masa de halos, HMF, con el entorno, algo que se conoce como el **sesgo de halo** (halo bias; Mo and White, 1996). Como se discute en la Introducción, si una dada propiedad galáctica, a su vez, depende de M_h , entonces, esa propiedad hereda la dependencia con el entorno de los halos. En ese sentido, si observacionalmente se encuentra una dependencia de esa propiedad con el entorno, es posible que no sea causal, es decir producida por el medio ambiente en sí, sino que a través de la convolución de la dependencia de la HMF con el entorno y la

dependencia de la dada propiedad con M_h .

La clara dependencia de la GSMF con δ_8 presentada en este capítulo, $\Phi_*(M_*|\delta_8)$, puede ser directamente resultado del sesgo de halo, $\Phi_h(M_h|\delta_8)$, es decir que:

$$\Phi_*(M_*|\delta_8) = P(M_*|M_h, \delta_8) \otimes \Phi_h(M_h|\delta_8) \equiv \int P(M_*|M_h, \delta_8) \times \Phi_h(M_h|\delta_8) \quad (3.5)$$

donde el simbolo \otimes significa convolución y $P(M_*|M_h, \delta_8)$ es la distribución condicional que está dada justamente por la conexión galaxia-halo y que en principio puede depender del ambiente. Esta conexión está establecida por construcción en los catálogos semi-empíricos usados en esta tesis. Si es que el sesgo de halo determina por completo la dependencia de la GSMF con δ_8 , se espera entonces que la distribución $P(M_*|M_h, \delta_8) \rightarrow P(M_*|M_h)$ sea independiente de δ_8 (ver sección 5 de Dragomir et al., 2018). En otras palabras, *la dependencia de la GSMF con el ambiente estaría dada simplemente por las variaciones de la función de masa de halos por el ambiente*. Si no fuese así, significa que M_* , aparte de su condicionamiento por M_h , se condiciona directamente por δ_8 a través de procesos físicos de tipo medio ambiental.

La Fig. 3.5 presenta la relación $M_{\text{peak}}-M_*$ del cono de luz completo (esfera) en la simulación BP y MDP (similar a la Fig. 2.3), con la paleta de colores mostrando el valor de δ_8 . Las líneas continuas de color muestran las relaciones medianas para cuatro intervalos de δ_8 . Los paneles de la derecha es lo mismo pero para el cociente M_*/M_{peak} .

Los paneles superiores de la Fig. 3.5 (catálogo basado en la simulación BP) muestran que, para $\log(M_{\text{peak}}/M_\odot) \gtrsim 12.3$ (o aproximadamente $\log(M_*/M_\odot) \gtrsim 10.5$), $P(M_*|M_h)$ es independiente de δ_8 , es decir, el entorno de gran escala prácticamente no influye sobre la masa estelar de las galaxias a paridad de masa del halo M_{peak} . Para masas más bajas surge una ligera dependencia: a paridad de M_{peak} , las masas estelares tienden a ser mayores en entornos más densos, incrementándose la diferencia hacia masas más pequeñas. Para el catálogo basado en la simulación MDP se obtuvieron resultados similares. Lo anterior implica que en los entornos más densos, la eficiencia integrada en el tiempo de formación estelar tiende a ser mayor que en los entornos de menor densidad. No obstante, las diferencias son pequeñas. En la Fig. 3.5 las barras de error muestran los percentiles 16–84 de

la distribución, lo cual caracteriza el nivel de la dispersión. La variación de la segregación entre los δ_8 menores y mayores es significativamente menor que el ancho de la dispersión, en especial a bajas y altas masas, lo cual muestra que el entorno contribuye poco en esta dispersión.

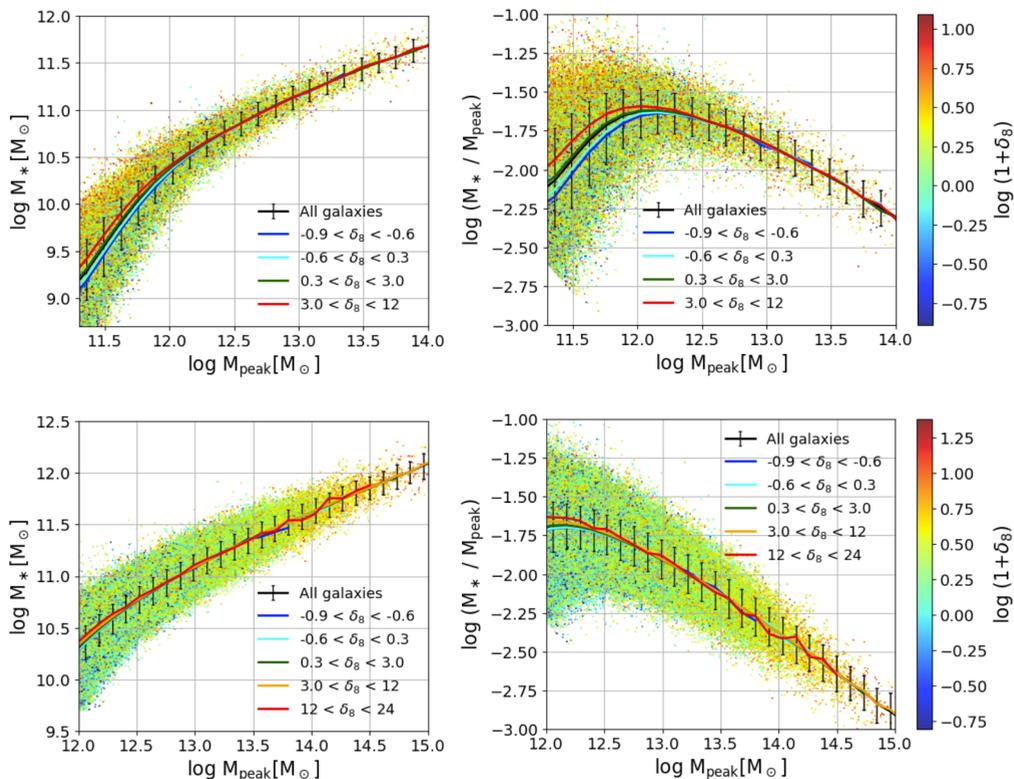


Figura 3.5: Segregación por entorno de la relación $M_{\text{peak}}-M_*$ para el catálogo BP (paneles superiores) y para MDP (paneles inferiores). La relación mediana para todas las galaxias se muestra con la línea negra y en líneas de colores para los diferentes intervalos de sobredensidad δ_8 .

La resultados presentados parecen ser consistentes con los mostrados en otros trabajos, como es el caso de Lacerna, Argudo-Fernández and Duarte Puertas (2018), en donde el ambiente a gran escala no tiene un efecto re-

levante en las propiedades de galaxias elípticas aisladas con $\log(M_\star/M_\odot) \gtrsim 10.6$ (masas de halos correspondientes arriba de $\sim 2 \times 10^{12} M_\odot$). Por otra parte, en Alfaro et al. (2020) se muestra que, a masa de halo fija, las masas estelares de galaxias centrales y satélites tienden a ser menores en ambientes de baja densidad, lo que es consistente con nuestro resultado a bajas masas en el que las masas estelares tienden a ser ligeramente mayores en entornos más densos. En conclusión, nuestros resultados apuntan a un efecto débil de sesgo de ensamblaje para sistemas galaxia-halo no muy masivos. En el Capítulo 4 se profundizará más sobre esta cuestión.

3.3. Fracción de galaxias apagadas en función de la masa para diferentes entornos

Es interesante explorar la dependencia débil que se encontró de la masa estelar M_\star con el entorno a paridad de M_{peak} con la segregación que hay por construcción en el plano $M_{\text{peak}}-M_\star$ entre galaxias apagadas y formadoras de estrellas (ver Fig. 2.3 en el Capítulo 2, donde los puntos rojos y azules son galaxias apagadas y formadoras de estrellas, respectivamente, y las líneas roja y azul son la relación mediana de cada respectivo grupo). Como se aprecia, las galaxias apagadas tienden a tener mayor M_\star a paridad de M_{peak} que las formadoras de estrellas. De esta manera, por un lado hay una tendencia (para $M_{\text{peak}} \lesssim 2 \times 10^{12} M_\odot$) a que las galaxias sean algo más masivas a paridad de M_{peak} en medios con δ_8 altos (lo cual implica mayor eficiencia integral de formación estelar) y, por otro lado, las galaxias apagadas tienden a estar por encima de la relación $M_{\text{peak}}-M_\star$, es decir, a tener una masa estelar mayor a paridad de M_{peak} y a ser algo más abundantes en entornos con δ_8 alto (ver Fig. 3.5).

La dependencia de M_\star con δ_8 a paridad de M_{peak} puede ser una herencia del así llamado **sesgo por ensamblaje de halo** (ver Introducción, Sección 1.2), es decir que a paridad de masa de halo, aquellos formados más temprano (o más concentrados) son también los más acumulados espacialmente o que viven en entornos de mayor densidad. Al formarse más temprano el halo, es mayor la posibilidad de que la galaxia en su interior haya crecido más en su masa estelar. Por otro lado, las galaxias apagadas tienen masas estelares mayores a paridad de M_{peak} y, por construcción, sus halos son

más concentrados por lo que tienden a ser más comunes en entornos de alta densidad. En el siguiente capítulo exploraremos directamente el sesgo por ensamblaje de galaxia a través de la edad promedio de las galaxias y su dependencia (o no) con δ_8 a paridad de M_{peak} .

Para separar las galaxias en formadoras de estrellas y apagadas o pasivas se utilizó un criterio basado en su tasa de formación estelar específica (sSFR). Se tomó como criterio el valor crítico $\log(\text{sSFR}_{\text{crit}}) = -10.75$, definiendo a las galaxias formadoras de estrellas como aquellas que cumplen $\log(\text{sSFR}) > \log(\text{sSFR}_{\text{crit}})$ y a las galaxias apagadas en caso contrario. En la Fig. 3.6 se muestra la distribución de sSFR, en diferentes intervalos de masa, de las galaxias para los catálogos de BP (panel izquierdo) y MDP (panel derecho). Se puede apreciar una clara bimodalidad en las distribuciones de sSFR (en los intervalos de masa intermedios) y cómo el valor $\log(\text{sSFR}_{\text{crit}}) = -10.75$ (línea vertical segmentada) divide de forma correcta las poblaciones de galaxias apagadas y formadoras de estrellas.

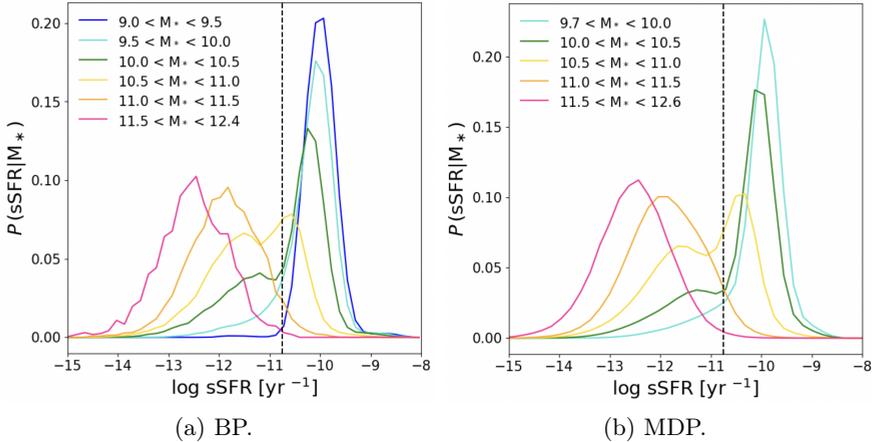


Figura 3.6: Distribución de sSFR de las galaxias en diferentes intervalos de masa estelar para BP (panel izquierdo) y para MDP (panel derecho). La línea segmentada vertical corresponde a $\log(\text{sSFR}_{\text{crit}}) = -10.75$.

Las figuras 3.7, 3.8, 3.9 y 3.10 muestran, respectivamente, los resultados obtenidos de las fracciones de galaxias apagadas, fracción de galaxias

centrales apagadas, fracción de galaxias satélites apagadas y la fracción de galaxias satélites para el catálogo de BP y MDP.

La Fig. 3.7 presenta las fracciones totales de galaxias apagadas para el caso BP en diferentes intervalos de δ_8 , $f_Q(\delta_8)$, en función de M_\star (panel derecho superior) y M_{peak} (panel derecho inferior). Estas fracciones se definen como $f_Q(M|\delta_8) \equiv \Phi_Q(M|\delta_8)/\Phi(M|\delta_8)$, donde $M = M_\star$ o M_{peak} . Los resultados son similares para MDP. El complemento de esta fracción corresponde a la fracción de galaxias formadoras de estrellas. En los recuadros pequeños se muestran las fracciones f_Q totales, es decir sin separar en intervalos de δ_8 , tanto para BP (línea continua) como para MDP (línea segmentada). Las tendencias son similares pero las fracciones de galaxias apagadas son ligeramente menores en MDP que en BP, a todas las masas. En general, se obtiene que la fracción de galaxias apagadas aumenta con la densidad del entorno (δ_8) en todas las masas, siendo máxima la diferencia con el entorno en masas $M_\star \approx 1.0 - 3.0 \times 10^{10} M_\odot$ (o $M_{\text{peak}} \approx 0.5 - 1.0 \times 10^{12} M_\odot$). Hacia masas muy altas, las diferencias se hacen menores y f_Q es muy alto en todos los entornos. Las fracciones de galaxias apagadas en función de la masa cambian poco entre los entornos de baja densidad, $\delta_8 \lesssim 0$.

Los paneles de la columna derecha muestran la masa característica $M_{0.5}^\star$ definida como aquella correspondiente a una fracción de 0.5. Esta masa característica indica la masa en que empiezan a dominar las galaxias apagadas y se encuentran cada vez menos galaxias formadoras de estrellas. Para $\delta_8 \lesssim 0$, la masa característica, tanto para la masa estelar como la masa de halo, se mantiene aproximadamente constante, es decir f_Q en función de la masa prácticamente no cambia con el entorno. Por otro lado, para entornos más densos que $\delta_8 \approx 0$, la masa característica a partir de la cual empiezan a dominar las galaxias apagadas es cada vez menor, decreciendo hasta en 0.3 dex.

Las Figs. 3.8 y 3.9 son similares a la Fig. 3.7 pero tomando en cuenta respectivamente solo galaxias centrales o solo galaxias satélites. Al separar la muestra de galaxias en centrales y satélites las tendencias se mantienen similares a la descrita para todo el conjunto de galaxias. abajo).

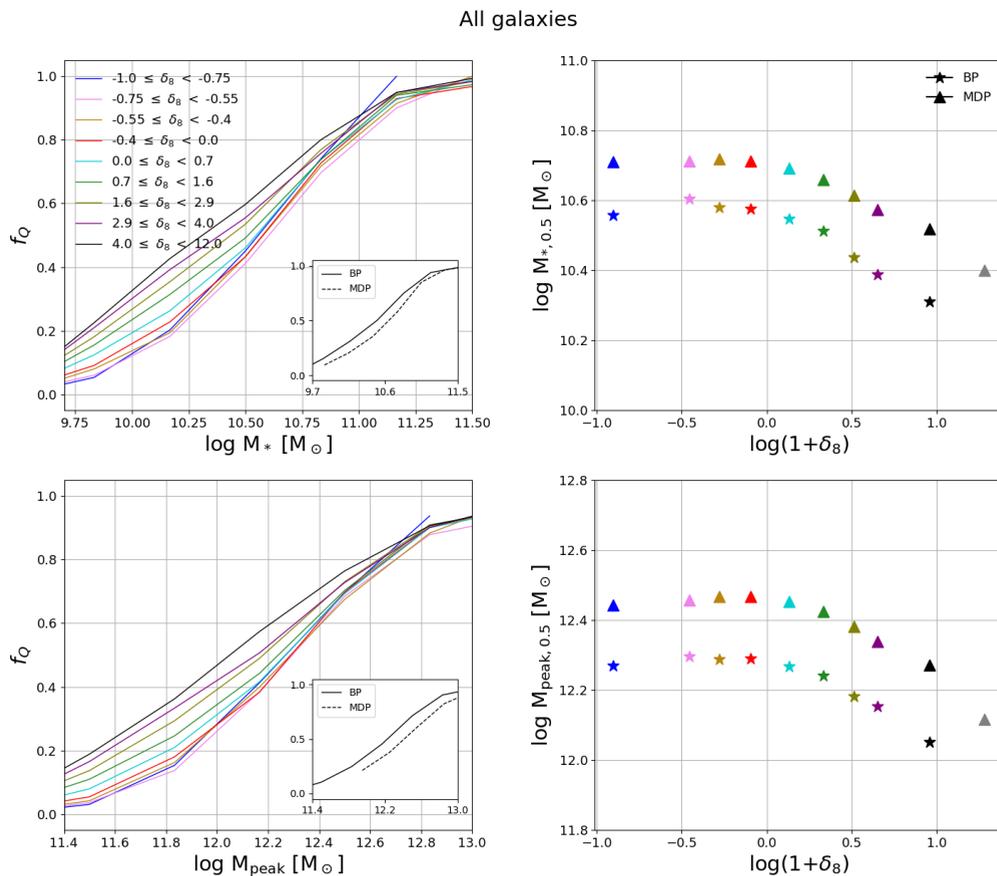


Figura 3.7: Fracción de galaxias apagadas en función de M_* (panel superior izquierdo) y en función de M_{peak} (panel inferior izquierdo), en diferentes entornos para el caso BP. En los recuadros incrustados, la fracción total de galaxias apagadas, con línea sólida para BP y línea segmentada para MDP. En los paneles a la derecha, la masa en la cual se alcanza $f_1 = 0.5$ en función de la sobredensidad δ_8 (estrellas para BP y triángulos para MDP).

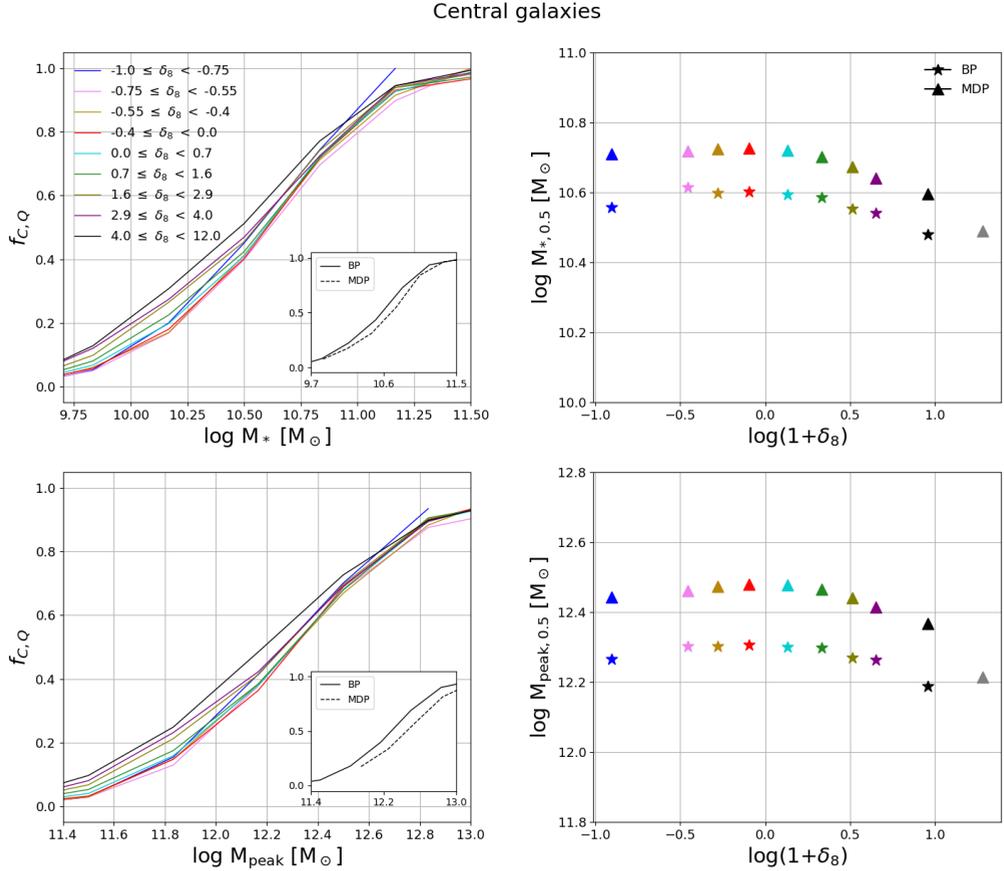


Figura 3.8: Como en la figura 3.7, pero solo para galaxias centrales.

Sin embargo, en la Fig. 3.8 se observa que para galaxias centrales la dependencia con el entorno se hace incluso menor, al contrario de lo mostrado en la figura 3.9 en donde la dependencia se hace mayor para las galaxias satélites. Entonces, una parte importante de la dependencia con el entorno en lo que respecta a la fracción de galaxias apagadas (y su complemento que es la fracción de galaxias formadoras de estrellas) es debido a las galaxias satélites, mismas que son más abundantes en los medios más densos (ver

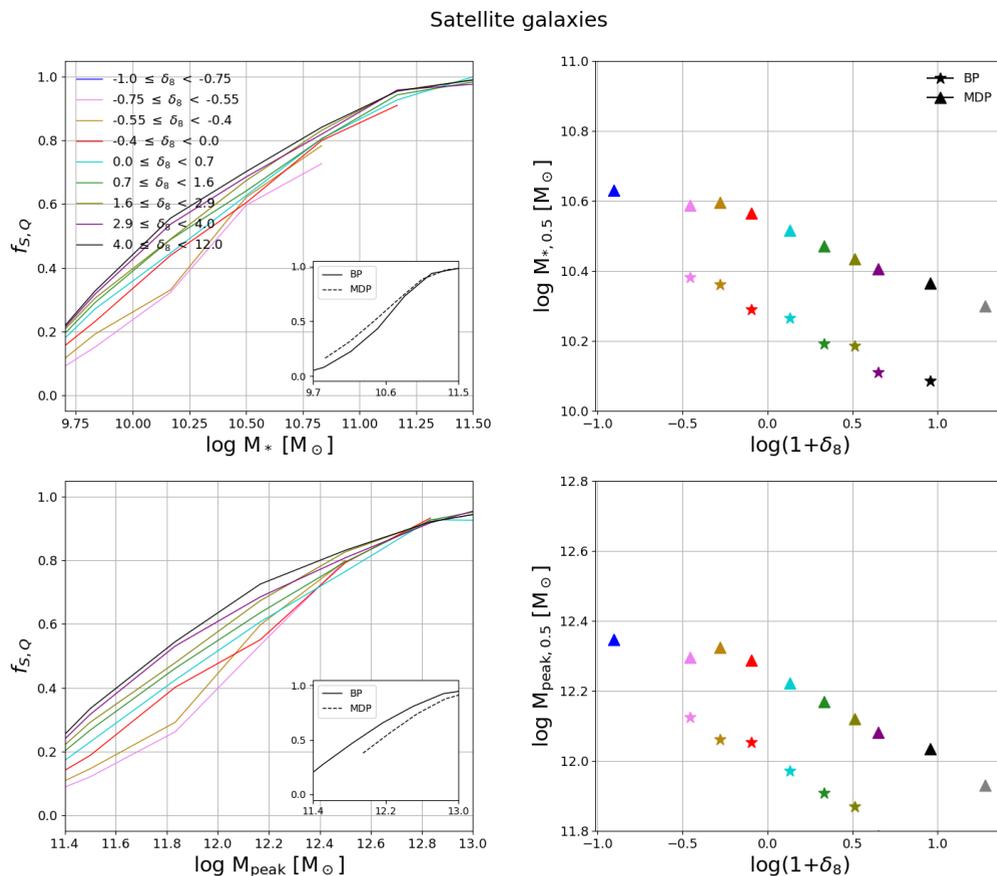


Figura 3.9: Como en la figura 3.7, pero solo para galaxias satélites.

En los paneles izquierdos de la Fig. 3.10 se observa, para cada intervalo de sobredensidad, que la población de galaxias satélites va disminuyendo conforme la masa aumenta, comportamiento ampliamente conocido en la literatura. Se observa también que la fracción de galaxias satélites a paridad de masa varía fuertemente con el entorno. Para cuantificar este resultado, en los paneles del lado derecho, se obtuvo la fracción total de galaxias satélites en todo el intervalo de masas dentro de un dado intervalo de sobredensidad. Se observa una clara dependencia con el entorno: la fracción de galaxias satélites incrementa sistemáticamente con δ_8 . De nuevo se tiene

una discrepancia pequeña (~ 0.1) entre los resultados para BP y MDP.

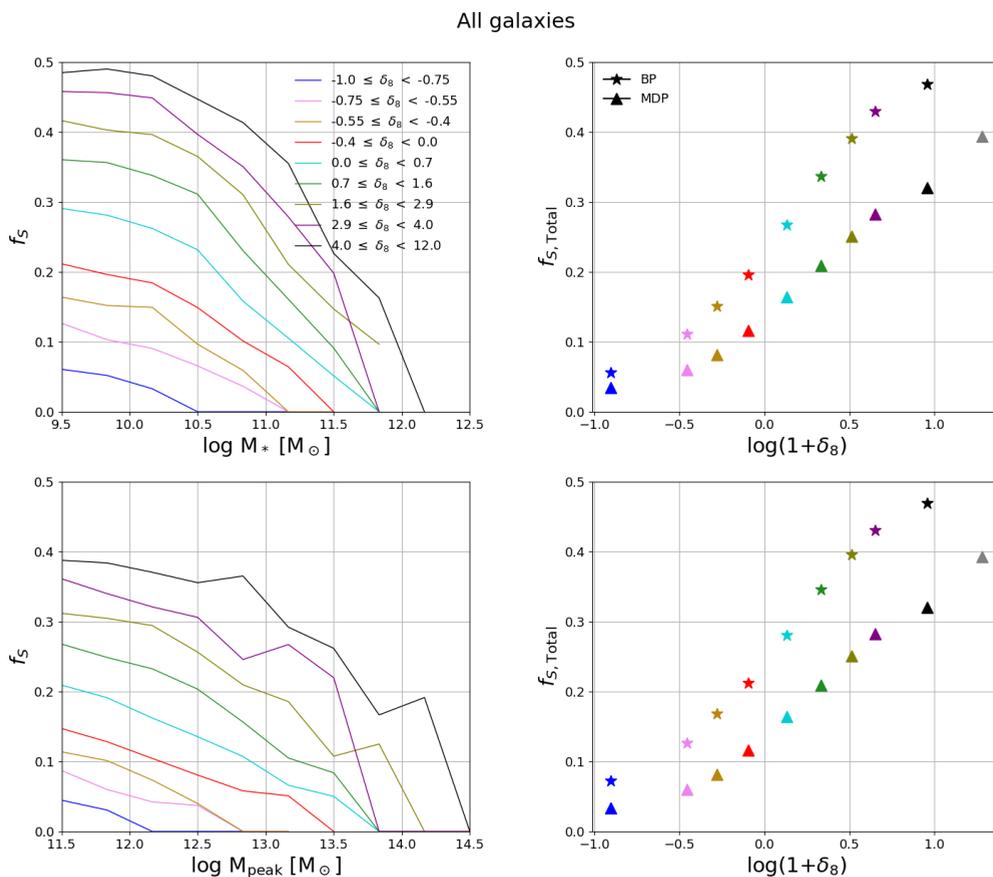


Figura 3.10: Fracción de galaxias satélites en función de M_* (panel superior izquierdo) y en función de M_{peak} (panel inferior izquierdo), para diferentes entorno. En los paneles a la derecha, la fracción total de galaxias satélites sobre todo el intervalo de masas en función de la sobredensidad δ_8 .

Capítulo 4

Sesgo de ensamblaje de halos y galaxias y su relación con el entorno

En este Capítulo se abordarán aspectos relacionados a la historia de formación de la componente estelar de las galaxias así como de la masa de los halos asociados a ellas, siempre con base en el análisis de los catálogos semi-empíricos (conos de luz) generados usando las simulaciones de N-cuerpos Bolshoi-Planck y MultiDark-Planck. Para este estudio, como se explicará abajo, se usarán parámetros que caracterizan toda la historia estelar y de masa de halo de los sistemas: las edades promedio estelar y de halo pesadas por masa, respectivamente $\text{Age}_{*,\text{mw}}$ y $\text{Age}_{\text{h},\text{mw}}$.

El objetivo principal es estudiar posibles segregaciones de estas edades con el entorno superhalo, caracterizado por el parámetro de sobredensidad δ_8 , a paridad de masa. Como se discutió en la introducción, el modelo de sesgo de ensamblaje de halo muestra que el tiempo característico de ensamblaje de los halos (o cualquier otra propiedad relacionada), aparte de depender de la masa, puede tener una dependencia secundaria con el entorno, por ejemplo con δ_8 , a *paridad de masa*. Esta dependencia secundaria a nivel de halo podría propagarse a las galaxias albergadas por los halos, de tal manera que el tiempo característico de formación de las galaxias podría depender del entorno a paridad de masa de halo o incluso de masa estelar,

lo que se llama el sesgo por ensamblaje de galaxia. No obstante, aunque la historia de ensamblaje de las galaxias estén asociadas inicialmente a las historias de ensamblaje de sus halos, otros procesos evolutivos y físicos, intrínsecos a la materia bariónica, pueden desconectar ambas historias una de otra, en especial en lo que se refiere a procesos de retroalimentación e interrupción del crecimiento por formación estelar. Entonces, no es claro si el sesgo por ensamblaje de halo vaya a resultar directamente en un sesgo por ensamblaje de galaxia.

4.1. Dependencias de las edades promedio de galaxias y halos con la masa

Los halos, caracterizados por la masa total o dinámica, y las galaxias, caracterizadas por la masa estelar, cambian estas propiedades con el tiempo; casi siempre en la dirección de incrementarse. A través de la conexión empírica galaxia-halo, para nuestros catálogos “observacionales” de galaxias en conos de luz, contamos con las historias de cambio de masa estelar y de halo. Para caracterizar la enorme variedad de historias, se usan tiempos característicos asociados a estas historias. Por ejemplo, el tiempo (o corrimiento al rojo z) cuando se ensambló la mitad de la masa medida a la época de observación, $t_{1/2}$. Como lo dice su nombre, éste es un tiempo de **ensamblaje** y no distingue la procedencia de la masa: puede haberse incorporado in situ o provenir de otras regiones ex situ y por fusiones convertirse parte de la masa del halo o galaxia final. No obstante, en el caso de las galaxias, la *historia de ensamblaje* de masa puede resultar muy diferente a la *historia de formación* de sus estrellas. Cuando una galaxia crece en masa con una contribución considerable por fusiones mayores secas ¹ tardías, $t_{1/2}$ puede resultar muy reciente pues una fracción considerable de la masa final se ensambló por esas fusiones, pero podría ser que el grueso de las estrellas en las galaxias progenitoras se formaron muy temprano. Este efecto se ve claramente en la galaxias masivas, cuyas poblaciones estelares son viejas y por ende la formación del grueso de sus estrellas fue muy en el pasado, pero su tiempo de ensamblaje $t_{1/2}$ es reciente pues sufrieron fusiones secas

¹Fusión entre galaxias pobres en gas (galaxias rojas). Durante este tipo de fusión típicamente no cambia la tasa de FE pero sí aumenta la masa estelar.

recientes (De Lucia and Blaizot, 2007).

Para nuestro estudio usaremos un tiempo característico asociado a la historia de formación estelar y por consistencia, usaremos una definición similar para los halos (para ellos es menor la diferencia entre historia de ensamblaje y de formación). Este tiempo es la edad promedio pesada por masa de la componente estelar:

$$Age_{*,mw}(z_{\text{obs}}) \equiv T_{\text{Age,U}}(z_{\text{obs}}) - \frac{\sum_{z < z_{\text{obs}}} \Delta M_{*,\text{insitu}}(z) \times T_{\text{Age,U}}(z)}{M_{*,\text{insitu}}(z_{\text{obs}})}, \quad (4.1)$$

donde $T_{\text{Age,U}}(z)$ es la edad del universo al momento del brote de formación estelar, $\Delta M_{*,\text{insitu}}(z)$ es la masa estelar que se forma al momento del brote de formación estelar y $M_{*,\text{insitu}}(z_{\text{obs}})$ es la masa estelar total formada de manera in-situ a z_{obs} . En el caso de los halos, esta edad promedio se calcula de una manera similar:

$$Age_{h,mw}(z_{\text{obs}}) \equiv T_{\text{Age,U}}(z_{\text{obs}}) - \frac{\sum_{z < z_{\text{obs}}} \Delta M_{\text{vir}}(z) \times T_{\text{Age,U}}(z)}{M_{\text{peak}}(z_{\text{obs}})}. \quad (4.2)$$

No obstante, en este caso $\Delta M_{\text{vir}}(z)$ es el aumento de la masa *virial* del halo, *que bien puede estar dada por fusiones o simplemente por acreción difusa*. En el caso de pérdidas de masa² hacemos $\Delta M_{\text{vir}} = 0$. para no contar edades que puedan ser “negativas”. Finalmente, nótese que hemos dividido por M_{peak} ya que es la masa acumulada sobre toda la historia del halo. Este calculo es la estimación más simple para la edad nominal de un halo.

Los paneles superiores de la Fig. 4.1 muestran la relación mediana y la región entre los percentiles 16-84% de $Age_{*,mw}$ versus M_{\star} y M_{peak} para las galaxias de nuestros conos de luz semi-empíricos; líneas y áreas sombreadas de azul y negro para BP y verde y violeta para MDP. Es clara, tanto para BP como para MDP, la fuerte dependencia que hay de $Age_{*,mw}$ con la escala de la galaxia o del halo: mientras más masivas son las galaxias o sus halos, mayor edad promedio tienen las estrellas en ellos, es decir más temprano se formaron. En contraste, la edad promedio de los halos anticorrelaciona con la escala del halo (M_{peak}) y de la galaxia (M_{\star}). Es bien sabido que

²Por ejemplo interacciones con otros halos cercanos. Otro ejemplo es cuando un halo se convierte en subhalo; la interacción entre las partículas del halo anfitrión y el subhalo, mediante la acción de fuerzas de marea, pueden llevarlo a perder masa.

la cosmología Λ CDM es jerárquica, es decir, los halos más pequeños se ensamblan en promedio más temprano y los más grandes lo hacen más tarde, en parte por fusión de los halos más pequeños.

En los paneles superiores, se nota que hay cierta diferencia entre los resultados basados en las simulación BP (azul) y MDP (verde), siendo en promedio las edades algo más jóvenes en las galaxias de MPD que en BP. Esto es de esperarse dado que el cono de luz de MDP se extiende hasta $z = 0.17$, siendo que para BP llega a $z = 0.045$. Entonces, en MDP hay una fracción importante de galaxias observadas más hacia el pasado que en BP (es decir son menos evolucionadas), de tal manera que la edad calculada a partir de la época de observación tenderá a ser menor para MDP que para BP. Pero este efecto se da en general dentro de cualquier catalogo observacional de corrimiento al rojo (*redshift survey*) donde las galaxias tienen diferentes corrimientos al rojo.

A fin de homogeneizar en el tiempo las edades de las galaxias y sus halos de tal manera que sean independientes de la época de observación, definiremos el tiempo cósmico retrógrado asociado a la edad calculada:

$$T_{\text{age}} = t_{lb,obs}(z) + Age_{\text{mw}}, \quad (4.3)$$

donde $t_{lb,obs}(z)$ es el tiempo cósmico retrógrado (*look-back time*) correspondiente al corrimiento al rojo z de la observación de una dada galaxia. Entonces, se puede entender T_{age} como un tiempo cósmico o **época promedio de formación de la galaxia o el halo**.

Los paneles inferiores de la Fig. 4.1 son similares a los superiores pero mostrando T_{age} en vez de Age_{mw} (de la galaxia o del halo). Las épocas promedio de formación estelar de las galaxias (líneas continuas azul y verde en el panel izquierdo) son estadísticamente similares para ambas simulaciones, aunque más en detalle, las galaxias en MDP tienden a ser ligeramente más viejas que en BP. Algo similar se observa para los halos asociados a estas galaxias y es posiblemente la causa de la ligera diferencia en las épocas de formación estelar de las galaxias. No es clara la razón de la pequeña diferencia a nivel de halos (es mejor ver para esto el panel derecho, donde la época de formación de los halos se muestra en función de la masa M_{peak} de los halos, líneas segmentadas violeta y negra) pero podría ser por varianza cósmica para el caso de la simulación BP que cubre un volumen más pequeño que MDP. Por otro lado, como se discutió ampliamente en el Capítulo

2, los resultados basados en la simulación MDP son más confiables que los de BP a las altas masas, mientras que a bajas masas es más confiable BP, pues los halos están mejor resueltos que en MDP.

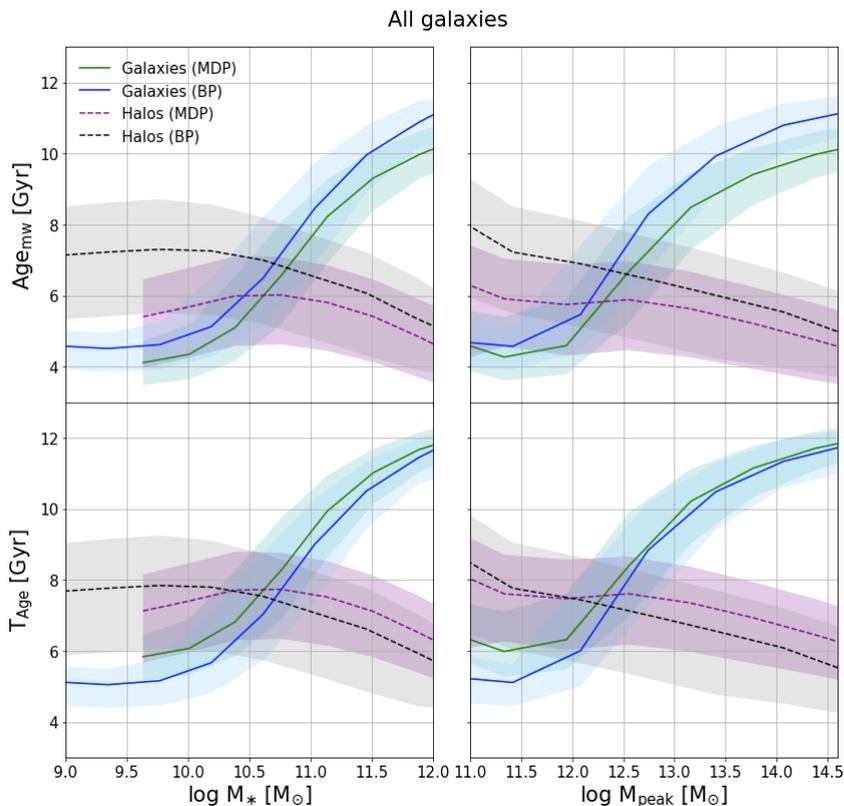


Figura 4.1: Edad (paneles superiores) y época de formación (paneles inferiores) de galaxias y halos en función de M_{\star} y M_{peak} , respectivamente columnas izquierda y derecha. Se presentan los resultados para los catálogos basados tanto en BP como MDP para todas las galaxias (centrales y satélites).

Los resultados de la Fig. 4.1 muestran claramente el comportamiento inverso con la masa que tienen los halos y las galaxias en lo que respecta a sus historias de formación. En el caso de los halos, mientras más masi-

vos, más tardíamente se forman o ensamblan, un proceso que se denomina “upsizing”, es decir crecimiento de abajo hacia arriba o jerárquico. En el caso de las galaxias, mientras más pequeñas, más tardíamente se forman en promedio sus estrellas, un proceso que se denomina “downsizing”, es decir que la época característica de formación decrece hacia las escalas menores.

Según el panel izquierdo inferior de la Fig. 4.1, las épocas promedio de formación de galaxias y halos coinciden para las galaxias de masas alrededor de $M_{\star} \approx 3 - 6 \times 10^{10} M_{\odot}$, lo que corresponde a halos de $M_{\text{peak}} \approx 1.5 - 2.5 \times 10^{12} M_{\odot}$. A estas escalas las historias de formación de las galaxias siguen más cercanamente a las de sus halos (e.g., Firmani, Avila-Reese and Rodríguez-Puebla, 2010; De Rossi et al., 2013), siendo máxima la eficiencia de formación estelar; son justamente las escalas donde el cociente M_{\star}/M_h alcanza su pico. Hacia escalas mayores las historias de formación de galaxias y halos se desconectan más y más en el sentido de que mientras los halos se ensamblan más tardíamente las galaxias forman el grueso de sus estrellas más temprano. Hacia escalas menores, la desconexión es a la inversa, es decir, mientras más temprano se ensamblan los halos de bajas masas, más tardíamente se forman en promedio las estrellas en sus galaxias.

Analizada la clara dependencia que hay de la época característica de formación de galaxias y halos con la escala, la cuestión ahora es explorar si éstas épocas a paridad de escala dependen o no del entorno a fin de determinar si puede haber o no un sesgo por ensamblaje de galaxias. En otras palabras, quisiéramos saber si la dispersión alrededor de las relaciones mostradas en la Fig. 4.1 correlaciona o no con δ_g .

Antes de proceder con este análisis, es importante comprobar si no hay una segregación significativa en las relaciones $M_{\star}-T_{\star,\text{age}}$ y $M_{\text{peak}}-T_{h,\text{age}}$ entre galaxias centrales y satélites. Las Figs. B.1 y B.2 del Apéndice B, similares a la Fig. 4.1, muestran los casos sólo para galaxias centrales y sólo para galaxias satélites respectivamente. En la Fig. 4.2 se presenta la respectiva comparación de las relaciones mencionadas y sus dispersiones (medianas y región de percentiles 16-84 %) entre las galaxias centrales y satélites (o halos principales y subhalos), tanto para el catálogo basado en BP (paneles superiores) como en MDP (paneles inferiores). Se observa que para ambos catálogos no hay diferencia significativa en la relación $M_{\star}-T_{\star,\text{age}}$ y su dispersión entre galaxias centrales y satélites. En el caso de la relación $M_{\text{peak}}-T_{h,\text{age}}$, los subhalos más masivos aparentemente se desvían hacia

valores de $T_{h,age}$ sistemáticamente menores que el caso de los halos. No obstante, para la simulación BP la abundancia de subhalos masivos es baja y fuertes efectos de varianza cósmica podrían estar afectando el resultado.

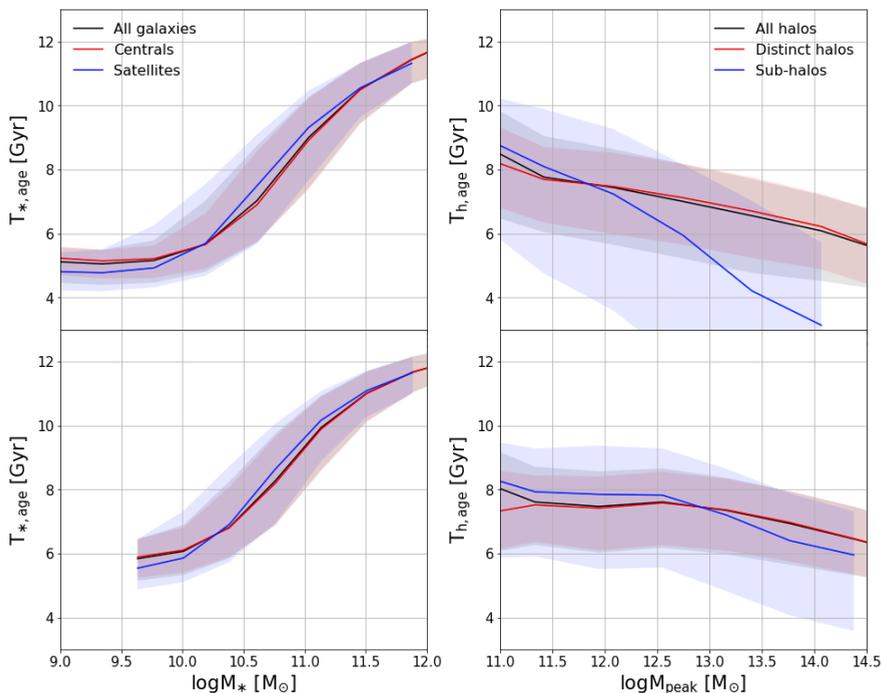


Figura 4.2: Comparación de las épocas características de formación separando entre centrales y satélites (halos y subhalos). Los paneles superiores para BP y los inferiores para MDP. La líneas sólidas muestran las relaciones medianas para cada muestra de galaxias.

4.2. Segregación (¿o no?) de las edades promedio de las galaxias y los halos por el entorno

La Fig. 4.1 de la sección anterior muestra que hay una fuerte dependencia de la época característica de formación de las galaxias $T_{*,age}$ con M_* , así como de los halos, $T_{h,age}$, con M_{peak} . Ambas relaciones tienen una

dispersión que no se debe a la naturaleza central/satélite de las galaxias (o halo principal/subhalo de los halos). Las preguntas que nos hacemos ahora son:

1. ¿Introduce el entorno superhalo, caracterizado por δ_8 , una segregación en la época de formación de las galaxias a paridad de masa de halo M_{peak} (*sesgo por ensamblaje de galaxia*), así como a paridad de M_\star (*sesgo por ensamblaje de galaxia observacional*)?
2. ¿Introduce el entorno superhalo, caracterizado por δ_8 , una segregación en la época de formación de los halos a paridad de masa de halo M_{peak} (*sesgo por ensamblaje de halo*)?
3. Este último, de origen cosmológico, ¿podría quedar impreso en las galaxias?, es decir, ¿el sesgo por ensamblaje de halo origina un sesgo por ensamblaje de galaxia? Finalmente, de existir estos sesgos de ensamblaje, ¿se podrían detectar a nivel observacional?

En la Fig. 4.3 se presentan nuevamente las relaciones mediana $M_\star - T_{*,\text{age}}$ (paneles izquierdos) y $M_{\text{peak}} - T_{\text{h,age}}$ (paneles derechos) con líneas negras y sus respectivas dispersiones (16-84%, áreas sombreadas), para el catálogo basado en BP (paneles superiores) y en MDP (paneles inferiores). En los paneles del medio se presenta la relación intermedia $M_{\text{peak}} - T_{*,\text{age}}$, es decir los tiempos característicos de formación de las estrellas en función de la masa pico del halo (el sesgo de ensamblaje de galaxia se refiere a la época característica de formación de la galaxia estelar dada la masa de su halo). Las líneas de colores son las relaciones medianas medidas en cuatro intervalos de δ_8 . A primera vista, se observa una ligera segregación en las relaciones $M_\star - T_{*,\text{age}}$ y $M_{\text{peak}} - T_{*,\text{age}}$ por δ_8 para ambos catálogos: las épocas de formación estelar tienden a ir de más tempranas a más tardías a medida que δ_8 es menor. Para galaxias muy masivas y poco masivas (o en halos muy masivos y poco masivos), estas pequeñas diferencias incluso desaparecen.

En cuanto a la relación $M_{\text{peak}} - T_{\text{h,age}}$ (paneles derechos), si usamos BP para masas menores a $M_{\text{peak}} \approx 3 \times 10^{12} M_\odot$ se ve también una segregación de la época de formación de los halos $T_{\text{h,age}}$ con δ_8 hacia bajas masas (formación más temprana en medios más densos). Hacia altas masas, donde es mejor usar MDP, se observa una especie de inversión de la tendencia: la

época de formación de los halos masivos tiende a ser más tardía en medios más densos. Esto último se debe seguramente al efecto de las fusiones mayores, mismas que son más comunes en medios más densos. Las fusiones mayores contribuyen significativa y tardíamente al crecimiento de la masa de los halos.

Es adecuado notar que no podemos hacer una conclusión exhaustiva sobre el sesgo por ensamblaje de halo porque el entorno δ_8 que hemos calculado en el Capítulo 2 se refiere a las galaxias, no a los halos. Aunque en primera aproximación δ_8 puede caracterizar también el entorno de los halos, no es necesariamente igual al que se calcularía para los halos.

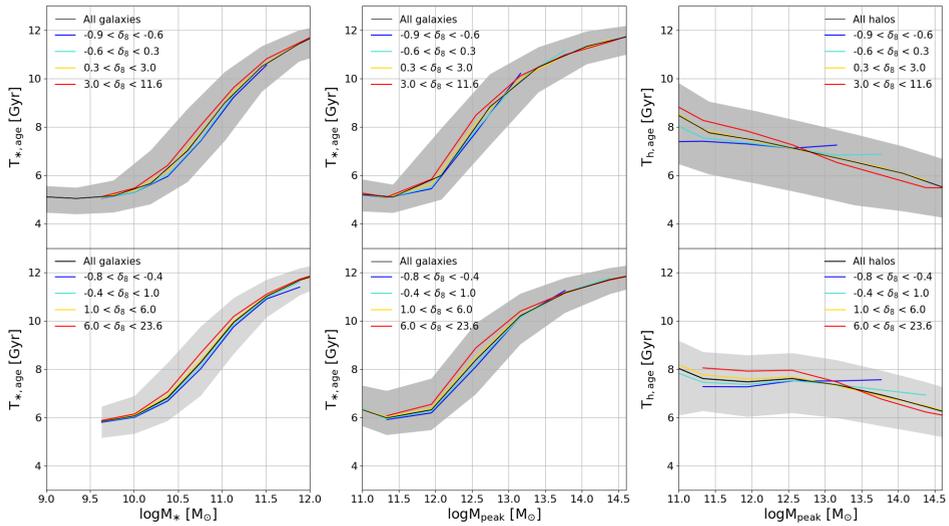


Figura 4.3: Medianas de las épocas características de formación de galaxias en función de M_* (izquierda) y de M_{peak} (en medio), así como de halos en función de M_{peak} (derecha) de todas la galaxias pero segregadas por el entorno en intervalos de δ_8 (ver etiquetas en los paneles). Paneles superiores para BP y paneles inferiores para MDP.

Para obtener un resultado más cualitativo sobre los sesgos por ensamblaje de galaxia y halo, calculamos los residuales, para cada galaxia o halo, de las relaciones $M_* - T_{*,age}$, $M_{peak} - T_{*,age}$ y $M_{peak} - T_{h,age}$ y los confrontamos con δ_8 . Los paneles superiores de la Fig. 4.4 presentan la mediana y

la región dentro de los percentiles 16-84% de los residuales vs. δ_8 de cada una de estas tres relaciones, tanto para el catálogo basado en BP (líneas sólidas), como el basado en MDP (líneas segmentadas).

Empezando con los residuales de la relación “cosmológica” $M_{\text{peak}} - T_{\text{h,age}}$, en el panel superior derecho de la Fig. 4.4, encontramos una correlación moderada (con bastante dispersión) de la época de formación de los halos con δ_8 . Más allá de que no estamos midiendo el δ_8 de los halos sino que el de las galaxias asociados a ellos (ver arriba), este resultado muestra que *hay una señal moderada de sesgo por ensamblaje de halo relacionado al entorno*. Hay que tener en cuenta que la dirección de este sesgo varía con la masa como se vio en la Fig. 4.3. Debido a que numéricamente dominan de por mucho las galaxias menos masivas, la correlación observada en el panel derecho superior de la Fig. 4.4 es por estos halos; para los más masivos sería más bien una anticorrelación, como se verá más abajo.

En cuanto a los residuales de la relación $M_{\text{peak}} - T_{*,\text{age}}$ en el panel superior central en la Fig. 4.4 se observa una correlación similar a la de la relación $M_{\text{peak}} - T_{\text{h,age}}$ pero atenuada. Esto sugiere que al pasar de la relación cosmológica, en donde se puede apreciar un ligero efecto asociado al sesgo de ensamblaje de halo relacionado al entorno, *el entorno superhalo tiene una menor influencia sobre la época de formación de las galaxias*, dando como resultado una señal muy débil del sesgo de ensamblaje de galaxia.

Finalmente, para los residuales de la relación “observacional” $M_{*} - T_{*,\text{age}}$, el panel superior izquierdo de la Fig. 4.4 muestra que prácticamente no hay correlación con δ_8 ; si acaso una muy tenue tendencia de galaxias formadas más tempranamente hacia entornos más densos. Este resultado muestra que *a nivel observacional prácticamente no hay señal de un sesgo por ensamblaje de galaxia relacionado al entorno* aunque el mismo pueda existir cuando se usa la masa del halo. No obstante, como se mencionó anteriormente, estos resultados están dominados por las galaxias/halos de baja masa. En la subsección 4.2.1 presentaremos resultados para diferentes regímenes de masa.

4.2.1. El caso de galaxias centrales y satélites

Por completitud, en los paneles intermedios e inferiores de la Fig. 4.4 presentamos los mismos resultados de los paneles de arriba pero separando en galaxias centrales/halos principales y galaxias satélites/subhalos. En general, para el caso de galaxias centrales/halos principales las tendencias son similares a los paneles correspondientes a todas las galaxias. Esto debido a que las galaxias centrales dominan en número sobre las satélites en todas las masas e incluso en todos los entornos (ver Fig. 3.10). Por lo tanto, las tendencias mostradas en los paneles superiores son mayormente determinadas por las galaxias centrales y, como se mencionó antes, estas tendencias están totalmente dominadas por galaxias/halos de baja masa pues son los más abundantes de por mucho.

Por otra parte, en los paneles inferiores correspondientes a galaxias satélites/sub-halos se muestra una tendencia más marcada con el entorno, en especial a nivel de subhalos (siempre dominados en esta figura por los de baja masa). En entornos menos densos, los subhalos tienden a desviarse sistemáticamente a edades más jóvenes a paridad de M_{peak} que en el caso de los entornos más densos. Entonces, el sesgo de ensamblaje de halo relacionado al entorno es mucho más pronunciado para los subhalos que para los halos principales. Al pasar al sesgo de ensamblaje de galaxia (panel medio inferior) y al sesgo “observacional” (panel izquierdo inferior) se mantiene la tendencia aunque con menor intensidad.

Cabe resaltar que, tanto para todas las galaxias como al separarlas por centrales y satélites, en la Fig 4.4 se aprecia que la señal de sesgo por ensamblaje asociado al entorno va disminuyendo conforme se pasa del sesgo de ensamblaje de halo (paneles derechos), al sesgo de ensamblaje de galaxia (paneles centrales) y finalmente al sesgo de ensamblaje de galaxias “observacional” el cual prácticamente desaparece.

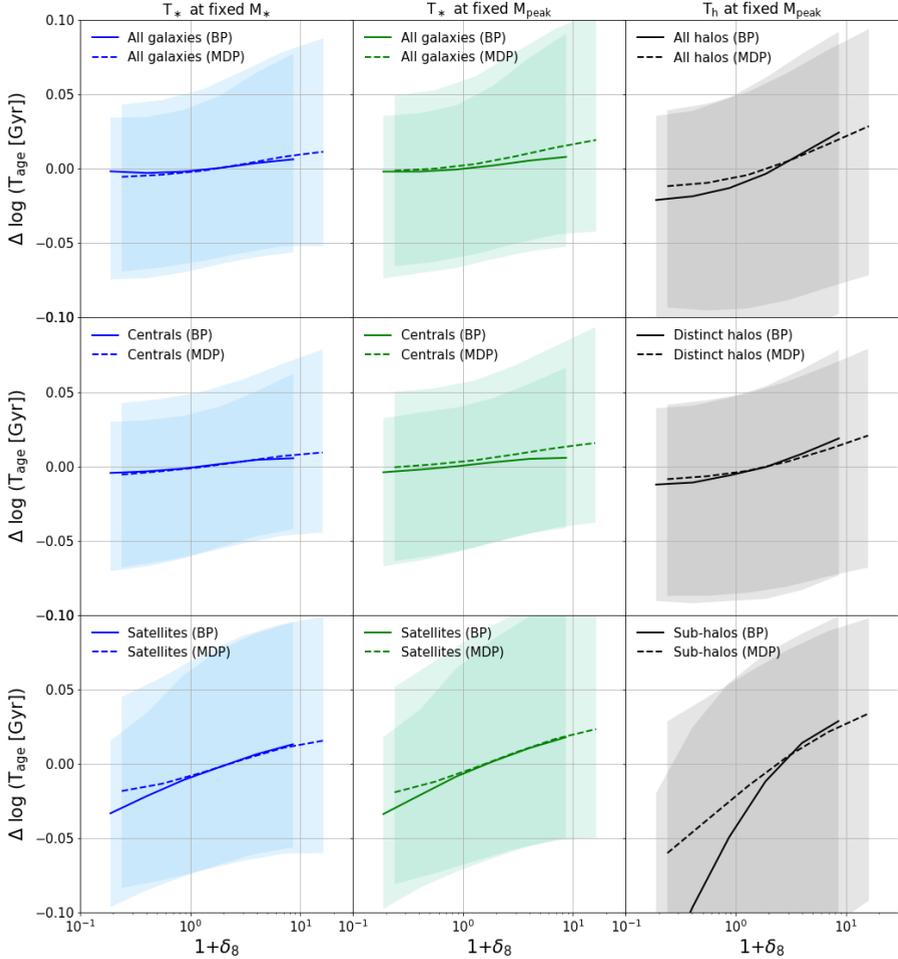


Figura 4.4: Residuales de las relaciones $M_\star - T_{\star, \text{age}}$, $M_{\text{peak}} - T_{\star, \text{age}}$ y $M_{\text{peak}} - T_{\text{h}, \text{age}}$ en función de δ_8 para todas las galaxias (paneles superiores), las centrales (paneles medios) y las satélites (paneles inferiores).

Dependencia con la masa

De acuerdo a la Fig. 4.3, las débiles segregaciones por δ_8 en las relaciones $M_\star - T_{\star, \text{age}}$, $M_{\text{peak}} - T_{\star, \text{age}}$ y $M_{\text{peak}} - T_{\text{h}, \text{age}}$ dependen de las masas. Por ejemplo, en el caso de la primer relación, en el intervalo de masas

$10.3 \lesssim \log(M_\star/M_\odot) \lesssim 11.0$ la segregación es más pronunciada que a masas menores y mayores. Debido a que dominan por mucho las galaxias de bajas masas, ellas son las que básicamente imprimen los comportamientos observados en la Fig. 4.4.

En la Fig. 4.5 se repiten los resultados para BP (paneles superiores) y MDP (paneles inferiores) mostrados en la Fig. 4.4 para todas las galaxias, pero además se muestran las medianas correspondientes a la muestra separada en los tres intervalos de masa estelar indicados en los paneles izquierdos.³ Dentro de los percentiles 16 %-84 % de la dispersión poblacional de las relaciones mostradas, se aprecia claramente que las tendencias para las galaxias (y sus halos respectivos) de bajas masas son muy similares a las mostradas en la Fig. 4.4. Entonces, las interpretaciones dadas arriba se refieren principalmente a estas galaxias y halos/subhalos de bajas masas, respectivamente $\log(M_\star/M_\odot) < 10.3$ o $\log(M_{\text{peak}}/M_\odot) \lesssim 12.0$, es decir que el sesgo de ensamblaje relacionado al entorno va disminuyendo conforme se pasa del sesgo de ensamblaje de halo al sesgo de ensamblaje de galaxia y finalmente al sesgo de ensamblaje de galaxias “observacional” el cual desaparece.

Por otro lado, en el intervalo de masas intermedias (líneas naranjas), nuestros resultados sugieren que la dependencia de los residuales de la edad de los halos/subhalos con δ_8 (asociado al sesgo de ensamblaje de halo) se mantiene en los residuales de la edad de las galaxias, *originando un sesgo por ensamblaje de galaxia debido al entorno, incluso a nivel observacional*. Es relevante mencionar que son justamente las galaxias con estas masas estelares las que tienen historias de crecimiento más apegadas a las historias correspondientes a sus halos, algo que se puede apreciar en la Fig. 4.1 y que se discutió ampliamente en la Sección 4.1. Es de esperar entonces que para este régimen de masas intermedias, $10.3 \lesssim \log(M_\star/M_\odot) \lesssim 11.0$, se pueda apreciar la huella del sesgo de ensamblaje de halo debido al entorno sobre las galaxias.

³Estrictamente hablando, para los residuales relacionados con las relaciones que implican M_{peak} la separación tiene que ser por M_{peak} . No obstante, los resultados son muy similares a los mostrados aquí cuando usamos para separar las masas pico de halo correspondientes a las masa estelares de la Fig. 4.4; empleando la relación mediana $M_\star - M_{\text{peak}}$, estos intervalos en $\log(M_{\text{peak}}/M_\odot)$ son: entre 11.2 y 12.0, entre 12.0 y 12.8, y entre 12.8 y 15.3 respectivamente.

En cuanto al régimen de masas mayores (líneas rojas), como se notó anteriormente, a nivel de halos/subhalos, se ve una tendencia del residual de $T_{h,age}$ con δ_8 inversa a la de masas menores: los halos/subhalos masivos ($M_{peak} \gtrsim 10^{12.8} M_\odot$) tienden a ser más jóvenes a paridad de M_{peak} en medios más densos, un efecto que se puede atribuir a que estos objetos crecieron más activamente por fusiones mayores en medios de mayor densidad. Por su parte, los halos masivos en medios de baja densidad, mismos que son muy raros, posiblemente se formaron algo más temprano por provenir de picos de densidad realmente raros (altamente coherentes). La tendencia de los halos masivos en su residual de $T_{h,age}$ con δ_8 se mantiene, a grosso modo, al pasar al residual de $T_{*,age}$ pero casi desaparece al pasar al caso “observacional”, es decir, cuando el residual es de la relación $M_\star - T_{*,age}$ y no así $M_{peak} - T_{*,age}$.

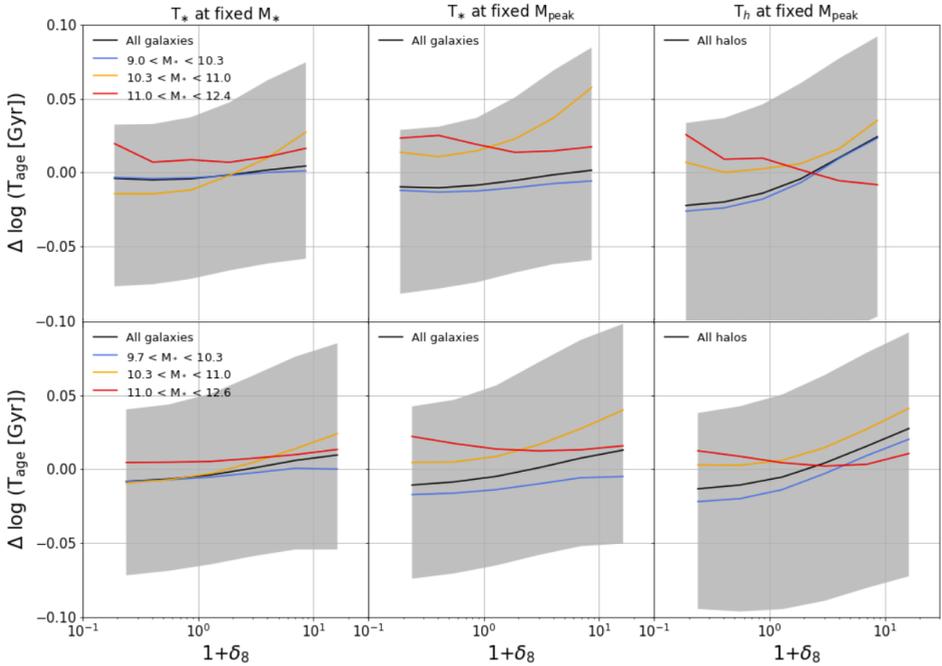


Figura 4.5: Residuales de las relaciones $M_\star - T_{*,age}$, $M_{peak} - T_{*,age}$ y $M_{peak} - T_{h,age}$ segregadas en diferentes intervalos de M_\star (líneas de colores). La línea negra muestra la relación para todo el intervalo de M_\star . Los paneles superiores corresponden a BP y los paneles inferiores a MDP.

Las interpretaciones que dimos a los resultados de arriba se pueden reforzar analizando la dependencia o no entre los residuales de la época de formación de los halos/subhalos y de la época de formación de las galaxias a paridad de M_{peak} en ambos casos.

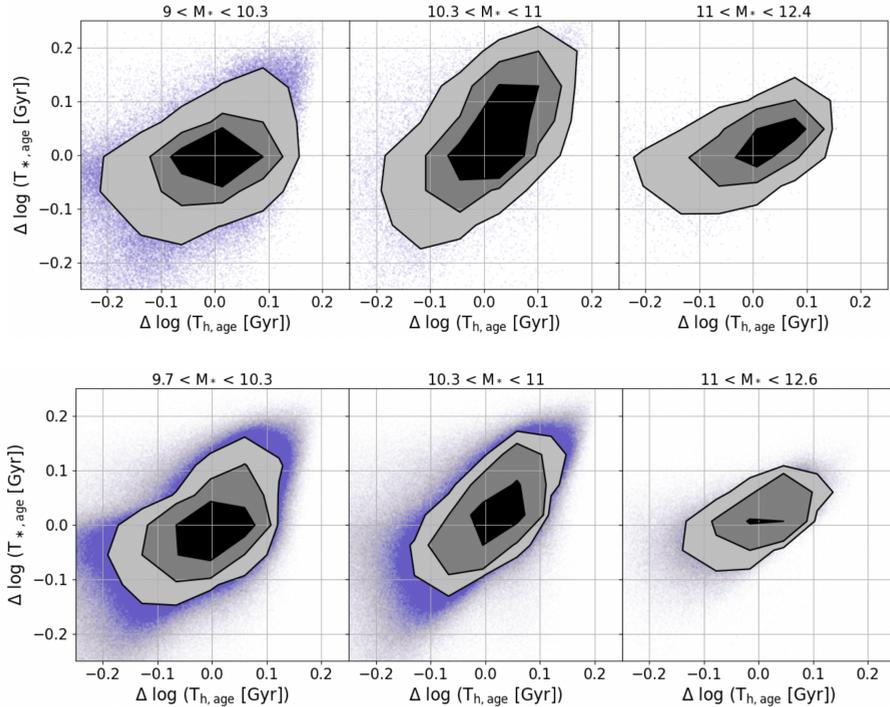


Figura 4.6: Correlación entre los valores de $\Delta \log(T_{*,\text{age}})$ y $\Delta \log(T_{h,\text{age}})$ en los tres intervalos de M_* usados en la Fig. 4.5. Los isocontornos marcan las regiones que contienen el 50%, 70% y 85% de los halos y sus respectivas galaxias en la muestra. Los puntos de color morado corresponden a los datos individuales más allá de estos isocontornos. Paneles superiores para BP e inferiores para MDP.

La Fig. 4.6 muestra las correlaciones entre $\Delta \log T_{h,\text{age}}$ y $\Delta \log T_{*,\text{age}}$ en los tres intervalos de M_* (o los correspondientes en M_{peak}), tanto para el catálogo sintético basado en BP (paneles superiores) como para el basado en MDP (paneles inferiores). Se muestran isocontornos para el 50%, 70%

y 85% de los datos y los datos tal cual (puntos morados) más allá del 85%. El intervalo de masas intermedias presenta el mayor grado de correlación con una proporcionalidad aproximada de uno a uno, en ambos casos, $\Delta \log T_{*,\text{age}} \propto \Delta \log T_{\text{h,age}}$. Esto demuestra que, en este régimen de masas intermedias, los residuales de la edad de la galaxia a paridad de M_{peak} están mayormente relacionados con los residuales de la edad del halo/subhalo a paridad de M_{peak} . Es decir que para una M_{peak} dada, las galaxias más viejas tienden a formarse en los halos más viejos, razón por la que el sesgo de ensamblaje de galaxia tiende a ser una herencia del sesgo de ensamblaje de halo, aunque hay una dispersión considerable de por medio.

Para el régimen de masas más chicas, hasta $M_{\star} \sim 10^9 M_{\odot}$ en el caso de BP, se ve que la correlación se hace muy débil, es decir que a paridad de M_{peak} las épocas de formación de las galaxias poco tienen que ver con las épocas de formación de sus halos/subhalos. Para el régimen de masas más grandes, hasta $\sim 10^{12.6} M_{\odot}$ en el caso de MDP, se ve que la correlación se hace también débil.

Los resultados presentados en la Fig. 4.6 refuerzan entonces las diferencias que encontramos con la masa entre sesgo de ensamblaje de halo y sesgo de ensamble de galaxia asociados al entorno.

4.2.2. Diferencias entre galaxias formadoras de estrellas y apagadas

Finalmente, se explorará también si las dispersiones de las relaciones estudiadas son diferentes entre las galaxias apagadas y formadoras de estrellas. Como se mencionó en el Capítulo 2, §§ 2.1, una de las suposiciones clave del modelo semi-empírico EMPIRE es que las galaxias con tasas de FE específica (sSFR) menor tienen mayor probabilidad de alojarse en halos de materia oscura con velocidades circulares mayores a paridad de masa de halo. Dichos halos tienen mayor probabilidad de haberse ensamblado cuando el universo era más denso, por lo que son halos que suelen habitar ambientes más densos. Por lo tanto, las galaxias con sSFR menores o poblaciones estelares viejas tienen mayor probabilidad de alojarse en halos que habitan ambientes más densos. En la Fig. 4.7 se presentan nuevamente las relaciones $M_{\star} - T_{*,\text{age}}$ y $M_{\text{peak}} - T_{\text{h,age}}$ con sus respectivas relaciones medianas (líneas sólidas) y dispersiones (16-84%, áreas sombreadas), para el

catálogo basado en BP (paneles superiores) y en MDP (paneles inferiores). Se han separado dichas relaciones en sus componentes para galaxias apagadas (línea y sombra roja) y para galaxias formadoras de estrellas (línea y sombra azul).

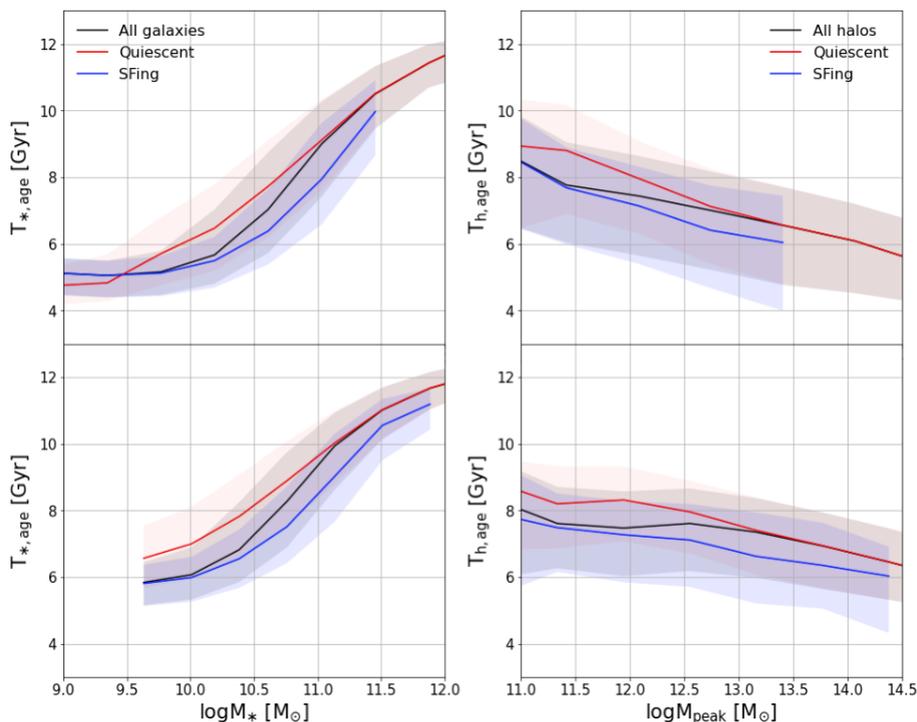


Figura 4.7: Comparación de las épocas características de formación separando entre galaxias (halos) apagadas (áreas y líneas en color rojo) y formadoras de estrellas (áreas y líneas en color azul). Los paneles superiores son para BP y los inferiores para MDP.

La Fig. 4.7 muestra una clara segregación por galaxias apagadas y formadoras de estrellas (y sus respectivos halos), tanto para la época de formación de galaxias a paridad de M_* (paneles izquierdos) como para la época de formación de halos a paridad de M_{peak} (paneles derechos). En todos los casos se tiene que los halos que albergan galaxias apagadas, así como las mismas galaxias, se formaron más temprano que aquellos halos que albergan

galaxias formadoras de estrellas, como era de esperarse por construcción del modelo EMPIRE.

La Fig. 4.8 muestra los residuales $\Delta \log(T_{*,\text{age}})$ y $\Delta \log(T_{\text{h,age}})$ en función de δ_8 para los caso BP y MDP. Como dominan las galaxias formadoras de estrellas sobre las apagadas, la tendencia general para todas las galaxias se asemeja bastante a las de las primeras. En el caso de *las galaxias apagadas, claramente tienen residuales positivos (edades más viejas) que las galaxias formadoras de estrellas en todos los entornos*.

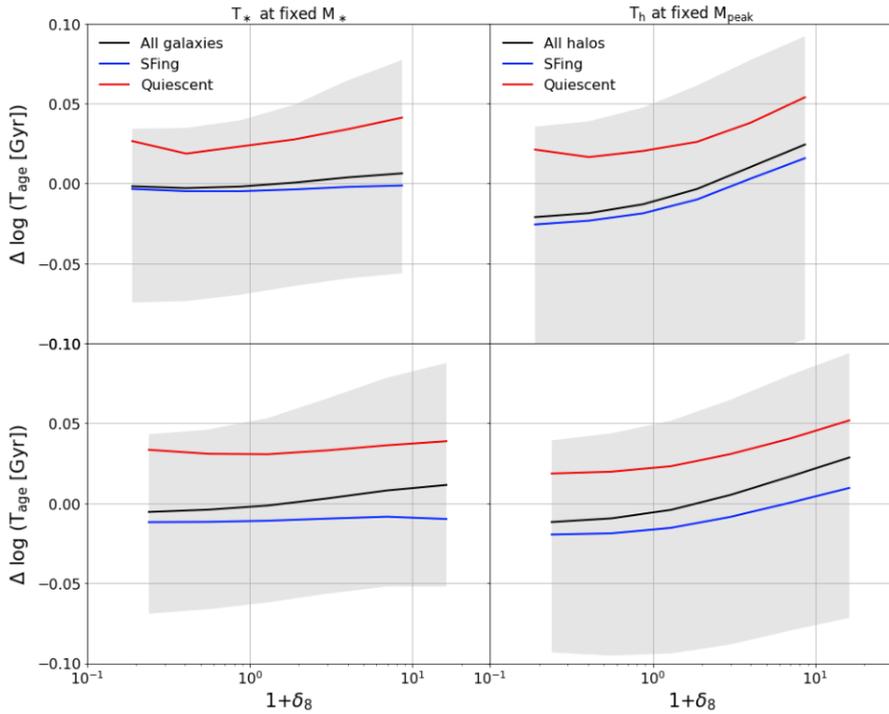


Figura 4.8: Residuales correspondientes a las relaciones mostradas en la Fig. 4.7. Los paneles superiores son para BP y los inferiores para MDP.

Capítulo 5

Resumen y Conclusiones

En esta tesis se propuso estudiar algunos aspectos de la conexión galaxia-halo relacionados al entorno de gran escala (superhalo) que fue caracterizado por la sobredensidad δ_g . Estos aspectos fueron principalmente: (1) la dependencia de la Función de Masa Estelar de la Galaxias (GSMF) con el entorno, tanto de todas como de las formadoras de estrellas y apagadas, por separado; (2) cuánto esta dependencia es herencia de la dependencia con el entorno de la Función de Masa de Halos (HMF), es decir del sesgo de halo; (3) el efecto del entorno en la época característica de formación de los halos y de las galaxias a paridad de masa de halo y/o de masa estelar (es decir los sesgos de ensamblaje de halo y de galaxia); y (4) si este efecto es diferente en diferentes regímenes de masa.

Para realizar el estudio propuesto, se hizo uso de un sofisticado modelo semi-empírico que realiza la conexión galaxia-halo directamente sobre una simulación cosmológica de N-cuerpos a nivel individual de halos y subhalos y restringe a nivel estadístico los parámetros de las funciones de conexión de manera continua desde $z = 0$ hasta $z \sim 10$, tomando en cuenta, no una, sino que dos propiedades de los halos/subhalos, con la segunda propiedad (una especie de concentración) estando conectada a la tasa de formación estelar específica, sSFR, de la galaxia que alberga. Este modelo semi-empírico, llamado EMPIRE (Rodríguez-Puebla et al. en preparación), se aplicó a dos simulaciones de N-cuerpos de diferentes volúmenes y resoluciones (Bolshoi-Plank y MultiDark-Plank) y para lograr la conexión de las propiedades de los halos de materia oscura con las propiedades de las galaxias se usaron

extensas compilaciones y homogeneizaciones de catastros observacionales de galaxias hasta $z \sim 10$.

EMPIRE provee la conexión galaxia-halo no solo en las instantáneas de las simulaciones, sino que permite realizar observaciones sintéticas desde un observador situado en una dada posición y a la época z (p. ej. $z = 0$), tal como se hace para construir los catastros en corrimiento al rojo como el SDSS. En esta tesis usamos esto, es decir los así llamados conos de luz, tanto para la simulación BP como para MDP. Los catálogos sintéticos de cientos de miles (para BP) o millones de galaxias (para MDP) constan de galaxias proyectadas en el cielo hasta una profundidad en z dada (0.045 y 0.17, respectivamente) trazando la distribución espacial impresa por los halos/subhalos en las simulaciones basadas en el modelo cosmológico Λ CDM con los parámetros cosmológicos restringidos por la colaboración de la misión *Planck*. Los conos de luz pueden abarcar toda la esfera celeste o solo un segmento de ella (huella). Los resultados presentados en esta tesis fueron obtenidos para toda la esfera celeste pero en el Apéndice A exploramos cómo pueden variar algunos de los resultados cuando se usa solo un segmento, por ejemplo, el dado por la huella del catálogo NYU-VAGC del SDSS. En ese caso, exploramos varias posiciones de esta huella en la esfera celeste para evaluar los efectos por incompletitud y varianza cósmica que puede introducir el cubrir solo un segmento del cielo. Se muestra que para un catastro como el SDSS, la GSMF puede variar significativamente con la posición de la huella (algo asociado seguramente a la varianza cósmica), mientras que la relación de tiempo característico de formación de las galaxias (o su edad promedio) vs. M_* es casi invariante a la selección de la huella en la esfera celeste.

Para definir el entorno superhalo se hizo uso del método de sobredensidad en una apertura fija; se eligió una muestra de galaxias trazadoras de densidad similar a cómo se procede con el catastro SDSS y se realizó el conteo de las mismas en esferas de 8 Mpc h^{-1} alrededor de cada galaxia, definiendo así el entorno superhalo mediante la sobredensidad δ_8 .

Para construir las GSMFs en diferentes entornos caracterizados por δ_8 , se calcularon las fracciones del volumen total del cono luz que abarca cada entorno en un intervalo de valores de δ_8 . De esta forma se pudo segregar la GSMF total (así como la de galaxias formadoras de estrellas y apagadas o centrales y satélites, por separado) en entornos de diferentes sobreden-

sidades. Los principales resultados obtenidos para esta parte (Capítulo 3) son:

- El entorno suprahalo afecta claramente la abundancia de las galaxias. Esta abundancia puede decrecer hasta dos órdenes de magnitud desde los entornos con los valores más altos de δ_8 hasta los más bajos (Fig. 3.1).
- Para cuantificar los cambios en la forma de las GSMFs segregadas por δ_8 , se utilizó un modelo para describirlas compuesto por una función Schechter para masas bajas y una función Schechter sub-exponencial para altas masas (Figs. 3.2 y 3.3). Se encontró que la pendiente a bajas masas se mantienen prácticamente constante en todos los entornos, la masa característica aumenta ligeramente conforme δ_8 crece y la pendiente a altas masas se va aplanando para medios ambientes más densos (Fig. 3.4 y Tabla 3.1).
- Si es que el sesgo de halo, es decir la dependencia de la HMF con el entorno, determina por completo la dependencia de la GSMF con el entorno, entonces, la relación $M_\star - M_{\text{peak}}$ y su dispersión es totalmente independiente del entorno, $P(M_\star | M_h, \delta_8) \rightarrow P(M_\star | M_h)$. Se encontró que esto ocurre para masas $M_{\text{peak}} \gtrsim 2 \times 10^{12} M_\odot$, pero para masas menores hay una ligera segregación de la relación $M_\star - M_{\text{peak}}$ con δ_8 , con valores ligeramente mayores de M_\star a paridad de M_{peak} hacia δ_8 más altos (Fig. 3.5). Concluimos que el efecto medio ambiental observado en las GSMF es mayormente herencia del efecto de sesgo de halo, en especial para las galaxias más masivas.
- La fracción de galaxias apagadas f_Q en función de M_\star o M_{peak} (su complemento es la fracción de galaxias formadoras de estrellas) aumenta en todas las masas con la densidad del entorno δ_8 , más hacia las masas menores (Fig. 3.7). No obstante, esta dependencia es clara solo para entornos con $\delta_8 \gtrsim 0$; en los entornos menos densos, f_Q prácticamente no cambia con δ_8 en cualquier masa. Cuando se separa el catálogo sintético en galaxias centrales y satélites, estas tendencias son similares pero se aprecia que son las galaxias satélites para las que la fracción de apagadas en función de la masa cambia más drás-

ticamente con δ_8 (comparar Figs. 3.8 y 3.9), incluso para $\delta_8 \lesssim 0$ en este caso.

- Al segregar las galaxias en centrales y satélites, la población de galaxias satélites disminuye con la masa estelar o de halo en cualquier entorno. Por otro lado, se observa que la fracción total de galaxias satélites, así como la fracción a paridad de masa, tiene una fuerte dependencia con el entorno dado por δ_8 : esta fracción se incrementa sistemáticamente con δ_8 (Fig. 3.10).

Las épocas características de formación de la galaxia estelar y del halo ($T_{*,\text{age}}$ y $T_{\text{h,age}}$) que se introdujeron en el Capítulo 4, caracterizan cómo fue la historia de formación o ensamblaje de ellos respectivamente. Según el modelo de sesgo de ensamblaje de halo, el tiempo característico de ensamblaje de los halos no solo depende de la masa sino que puede tener una dependencia secundaria con el entorno, dependencia que podría propagarse a las galaxias albergadas por los halos (sesgo de ensamblaje de galaxia), es decir que el tiempo de formación característico de la galaxia estelar puede depender del entorno a paridad de masa de halo. Por otro lado, desde el punto de vista observacional, no se mide directamente la masa del halo, de tal manera que el sesgo de ensamblaje de galaxia puramente observacional es a paridad de masa estelar de la galaxia. En el Capítulo 4 se planteó la cuestión de si existe señal de un sesgo de ensamblaje de galaxia heredado del sesgo de ensamblaje de halo y si dicho sesgo de ensamblaje de galaxia (o su ausencia) es similar o no al que potencialmente se podría observar.

El primer paso para el estudio fue determinar las correlaciones $M_{\text{peak}}-T_{\text{h,age}}$, $M_{\text{peak}}-T_{*,\text{age}}$ y $M_{\star}-T_{*,\text{age}}$ para luego explorar cuánto se segrean ellas o sus residuales por el entorno caracterizado por δ_8 . Para interpretar los resultados obtenidos es mejor tomar en cuenta para masas menores aquellos asociados a la simulación BP, mientras que para las masas mayores, aquellos asociados a la simulación MDP. Los principales resultados obtenidos en esta parte de la tesis (Capítulo 4) son:

- Se encontró, como era de esperarse, una fuerte dependencia entre las épocas de formación de galaxias y halos con sus respectivas masas (Fig 4.1). En los halos se observa la huella del así denominado *upsizing* o crecimiento de abajo hacia arriba (jerárquico): los halos más masivos

se forman, en promedio, más tardíamente que los halos de menor masa. En las galaxias se observa la huella de un comportamiento inverso denominado *downsizing*, en el que mientras más masiva la galaxia, más temprana es la formación de sus estrellas.

- Se encontraron intervalos de masa, tanto en M_{peak} como en M_{\star} , en los que las épocas promedio de formación de galaxias y halos son similares, $T_{h,\text{age}} \approx T_{\star,\text{age}}$; estas masas son respectivamente $\log(M_{\text{peak}}/M_{\odot}) \approx 12.0 - 12.7$ y $\log(M_{\star}/M_{\odot}) \approx 10.3 - 10.7$ (Fig 4.1). Este comportamiento implica que la historia de formación de las galaxias sigue cercanamente a la de sus halos por lo que la eficiencia de formación estelar dentro de estos halos es máxima: la fracción bariónica de masa que se incorpora con el halo tiende a convertirse con mayor eficiencia en estrellas. A escalas mayores, las galaxias se ensamblaron temprano pero luego frenaron su crecimiento con relación al de sus halos que siguen aumentando en masa. A escalas menores, las galaxias tienden a retrasar su historia de crecimiento en M_{\star} con relación a sus halos que se ensamblan más temprano.
- Al separar las relaciones $M_{\star} - T_{\star,\text{age}}$ y $M_{\text{peak}} - T_{h,\text{age}}$ en galaxias centrales y satélites se mostró que esto no introduce una segregación notable, por lo que la dispersión alrededor de estas relaciones no tiene mucho que ver con la naturaleza de satélite/subhalo y central/halo principal (Fig 4.2).
- Al segregar la relación cosmológica $M_{\text{peak}} - T_{h,\text{age}}$ en diferentes entornos (δ_8 's) se observa que por debajo de $\log(M_{\text{peak}}/M_{\odot}) \approx 12.5$, en donde es más confiable el catálogo para BP, hay una clara tendencia a una formación más temprana en medio más densos, mientras que para masas superiores, en donde es más confiable el catálogo para MDP, la época de formación de halos es más tardía en medios más densos (Fig. 4.3). Estas segregaciones responden al conocido sesgo de ensamblaje de halo, aunque estrictamente hablando, en nuestro caso δ_8 se calculó no para los halos sino que para las galaxias (es posible que haya diferencias sutiles).
- Al segregar las relaciones $M_{\text{peak}} - T_{\star,\text{age}}$ y $M_{\star} - T_{\star,\text{age}}$ en diferentes entornos (δ_8 's) se encontró, tanto para BP como para MDP, una región

de masas intermedias (aproximadamente de $\log(M_\star/M_\odot) \approx 10.3 - 11.3$ y $\log(M_{\text{peak}}/M_\odot) \approx 12.0 - 13.3$) en las que la época de formación estelar va ligeramente de más tempranas a más tardías a medida que δ_8 es menor. Para masas muy altas y muy bajas prácticamente no hay segregación del tiempo de formación estelar de las galaxias por entorno (Fig. 4.3). Estos resultados muestran que el sesgo de ensamblaje de halo debido al entorno se debilita al pasar al sesgo de ensamblaje de galaxia.

- Para obtener un resultado más cuantitativo, se calcularon los residuales de las diferentes relaciones mencionadas arriba. Se encontró una correlación positiva con una fuerte dispersión entre los residuales de la relación $M_{\text{peak}} - T_{\text{h,age}}$ y δ_8 , lo cual muestra una señal moderada de sesgo por ensamblaje de halo debido al entorno. Al pasar de la relación “cosmológica” $M_{\text{peak}} - T_{\text{h,age}}$ a la relación $M_{\text{peak}} - T_{\star,\text{age}}$, se obtiene una disminución en la señal de sesgo por δ_8 , es decir el sesgo de ensamblaje de halo se hereda débilmente sobre las galaxias. Finalmente, en los residuales de la relación “observacional” $M_\star - T_{\star,\text{age}}$ prácticamente se pierde la dependencia con el entorno (Fig. 4.4). Al separar entre galaxias centrales y satélites se encontró la misma tendencia que en la muestra para todas las galaxias, sobre todo para galaxias centrales ya que estas dominan en número en las simulaciones.
- Al separar los residuales en intervalos de masa estelar se observaron cambios en las tendencias de los residuales con δ_8 (Figs. 4.5 y 4.6). Para el régimen de bajas masas, $10.3 \lesssim \log(M_\star/M_\odot)$, halos y galaxias siguen las tendencias descritas arriba para toda la muestra debido a que dominan de por mucho en número las galaxias/halos de bajas masas. Para el régimen de masas intermedias, $10.3 \lesssim \log(M_\star/M_\odot) \lesssim 11.0$, el efecto del entorno sobre la dependencia de los residuales de época de formación de galaxia/halo con δ_8 es más evidente, siendo el sesgo de ensamblaje de galaxia notorio incluso a nivel “observacional”. En el régimen de altas masas, $\log(M_\star/M_\odot) \gtrsim 11.0$, los residuales de $T_{\text{h,age}}$ en función de δ_8 tienen una tendencia invertida respecto a la tendencia en las masas bajas e intermedias. Esto último debido a que los correspondientes halos masivos (con masas $M_{\text{peak}} \gtrsim 10^{12.8} M_\odot$) crecieron más activamente por fusiones mayores en medios más den-

sos, por lo que tienden a ser más jóvenes a paridad de M_{peak} en estos entornos. Esta tendencia se hereda débilmente a las galaxias.

- Los resultados mencionados arriba llevan a concluir que es en el régimen de masas intermedias, $10.3 \lesssim \log(M_*/M_\odot) \lesssim 11.0$, donde se puede detectar a nivel observacional una señal de sesgo de ensamblaje de galaxia heredado del sesgo de ensamblaje de halo y que esto se debe a que es en este régimen de masas donde la historia de formación de las galaxias está más acoplado a la de sus halos, es decir que la masa bariónica que se incorpora junto con la total de los halos se transforma con mayor eficiencia en estrellas. A masas menores y mayores, las historias de halos y galaxias se desacoplan y el sesgo de ensamblaje de halo tiende a debilitarse al pasar a galaxias.
- Al separar el análisis en muestras de galaxias apagadas y formadoras de estrellas se observa una marcada segregación en las relaciones $M_* - T_{*,\text{age}}$ y $M_{\text{peak}} - T_{\text{h,age}}$, en donde los halos que albergan galaxias apagadas (así como las mismas galaxias) se han formado más temprano que aquellos halos que albergan galaxias formadoras de estrellas (Fig. 4.7). La dependencia con el entorno de los residuales de las relaciones $M_* - T_{*,\text{age}}$ y $M_{\text{peak}} - T_{\text{h,age}}$ muestra que las galaxias apagadas tienen edades más viejas que las galaxias formadoras de estrellas en todos los entornos (Fig. 4.8).

Los resultados y conclusiones obtenidos en esta tesis con relación al entorno, caracterizado con δ_8 , son predicciones a partir de catálogos sintéticos de halos y galaxias construidos con un enfoque semi-empírico que por construcción reproduce una amplia gama de observaciones a nivel de distribuciones estadísticas y relaciones de escala. Un siguiente paso será comparar las predicciones a nivel de galaxias con observaciones directas en grandes catastros como el SDSS. De esta manera, el enfoque semi-empírico y los catálogos sintéticos generados con base al mismo permitirá explicar e interpretar lo que las observaciones muestren o, en caso de no haber acuerdo, se pondrá en evidencia posiblemente alguna inconsistencia del modelo cosmológico subyacente en las simulaciones de N-cuerpos empleadas.

Apéndice A

Conos de luz segmentados

En este apéndice se tratan los efectos en los resultados obtenidos en el cuerpo principal de la tesis, para el catálogo basado en la simulación BP, al utilizar un cono de luz segmentado en lugar del cielo completo o cono de luz esférico. La idea de utilizar los límites dados por la ecuación (A.1) fue introducida en los trabajos de Varela et al. (2012); Cebrián and Trujillo (2014); Dragomir et al. (2018) con el fin de reducir el sesgo debido al volumen irregular de los catálogos ahí utilizados.

$$\text{DEC} > \begin{cases} 0 & \text{Límite sur} \\ -2.555556 \times (\text{RA} - 131^\circ) & \text{Límite oeste} \\ -1.70909 \times (\text{RA} - 235^\circ) & \text{Límite este} \\ \arcsin\left[\frac{0.93232\sin(\text{RA}-95.9^\circ)}{\sqrt{1-[0.93232\cos(\text{RA}-95.9^\circ)]^2}}\right] & \text{Límite norte} \end{cases} \quad (\text{A.1})$$

Sin embargo se dejan de lado posibles sesgos generados por la geometría esférica del problema. Uno de estos problemas es poder representar figuras sobre la superficie de una esfera y a partir de ello determinar los puntos que caen dentro de la figura. En Budavári et al. (2007) se trata de dar una solución práctica a este tipo de problemas creando una librería para lidiar con regiones de tamaño y complejidad arbitraria. Aunque esta herramienta parece prometedora, en este trabajo se optó por no usarla ya que ha pasado mucho tiempo desde su última actualización.

El sesgo de geometría introducido por la ecuación (A.1) tiene origen en la definición de los límites sobre el plano de ascensión recta - declinación, siendo que estas coordenadas representan, para cada galaxia del catálogo, puntos sobre una esfera. Este efecto es notorio en el panel derecho de la Fig. (A.4), donde se puede observar una especie de degradación hacia los polos conforme la declinación toma valores próximos a $\pm\pi/2$ rad.

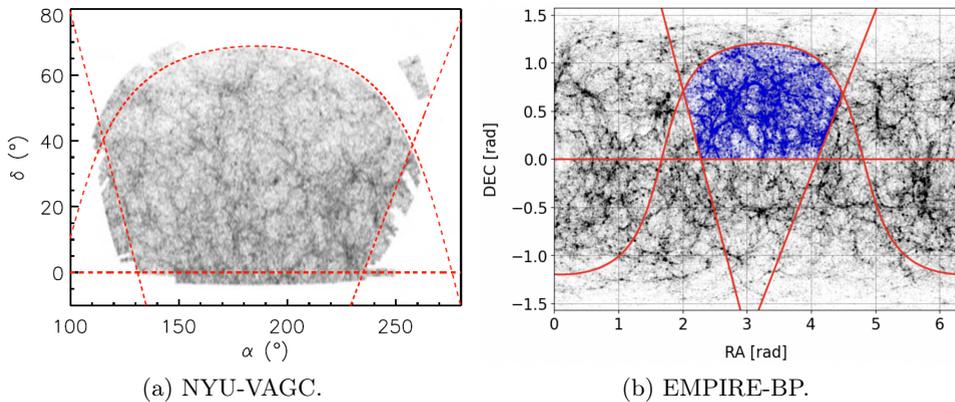


Figura A.1: Distribución de galaxias proyectada en el cielo (*footprint*). En el panel izquierdo las líneas rojas punteadas corresponden a los límites establecidos por la ecuación (A.1). En el panel derecho en color negro se tienen las galaxias para el cielo completo del catálogo EMPIRE para la simulación BP, es decir el cono de luz esférico. Las líneas rojas delimitan el cono de luz segmentado dado por la ecuación (A.1), siendo el área azul las galaxias contenidas.

La construcción de un cono de luz segmentado confiable, con un *footprint* del tipo de los catálogos basados en el SDSS, es importante para poder hacer comparaciones directas entre los resultados aquí presentados y observaciones experimentales. A partir de translaciones del *footprint* generado por la ecuación (A.1), se construyeron los cuatro conos de luz segmentados mostrados en la figura A.2

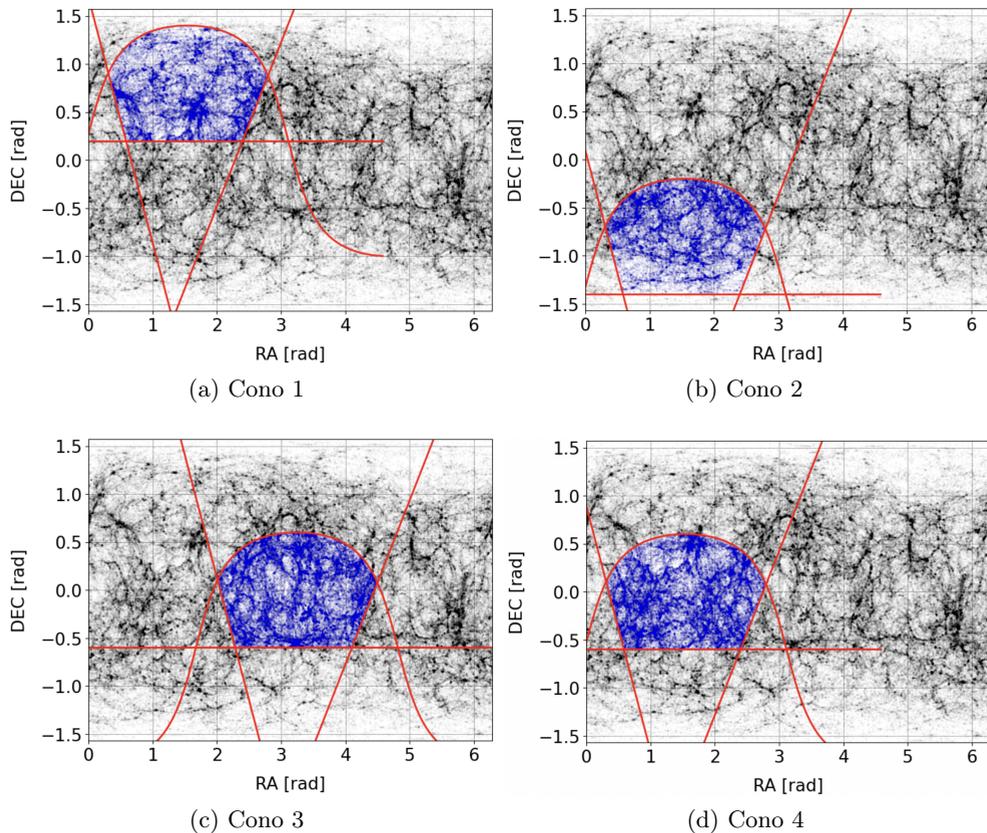


Figura A.2: Diferentes conos de luz segmentados generados a partir de translaciones del *footprint* dado por la ecuación (A.1).

Para evaluar si un cono de luz segmentado es representativo de toda la muestra de galaxias, se realizaron comparaciones con la GSMF y con la distribución de valores de sobredensidad δ_8 correspondientes al cono de luz esférico.

En el panel izquierdo de la figura A.3 se aprecian los cambios en la GSMF que genera el uso de diferentes conos de luz segmentados. El cono de luz segmentado etiquetado como “Cono 0” es aquel generado directamente por la ecuación (A.1) (mostrado en el panel derecho de la Fig. A.1). Se puede observar que conos de luz generados cerca de los polos, en el plano

de ascensión recta - declinación, como son los conos “Cono 1” y “Cono 2” (ver figura A.2) generan GSMFs más alejadas a la GSMF del cono de luz esférico. Por otra parte, aquellos conos generados en regiones centradas en el ecuador (declinación ~ 0 rad), como son los conos “Cono 3” y “Cono 4”, generan GSMFs más cercanas a la del cono de luz esférico. Esto es debido a que al proyectar una esfera sobre el plano es justo la región cercana al ecuador la que sufre menos deformaciones. Con base en esta primera comparación, se tiene que la GSMF generada por el “Cono 4” es la que más se asemeja a la generada por el cono de luz esférico.

En el panel derecho de la figura A.3 se muestran las distribuciones de las sobredensidades δ_8 calculadas para los diferentes conos de luz segmentados. El intervalo de sobredensidades cubierto por todos los conos es similar aunque con pequeñas variaciones en la sobredensidad máxima encontrada (~ 12 para el cono esférico), yendo desde ~ 9 para el “Cono 0”, hasta ~ 18 para el “Cono 1”. Sin embargo es la variación en la cantidad de objetos ($P(\delta_8)$), a paridad de valores de sobredensidad, la que puede segar los resultados entre el cono de luz esférico y el segmentado. En este sentido es el “Cono 4” el que presenta una distribución más cercana a la del cono de luz esférico.

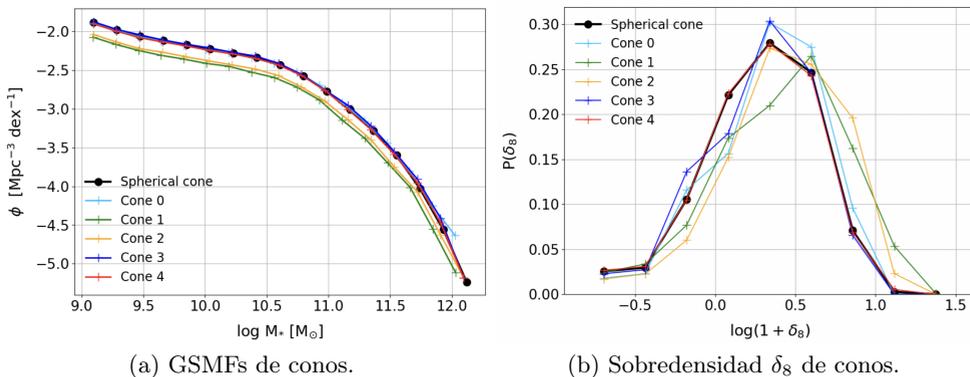


Figura A.3: Comparación de las GSMFs y δ_8 de los conos de luz segmentados con el cono de luz esférico.

Siguiendo estos dos criterios, se eligieron dos conos de luz segmentados

para llevar a cabo el mismo análisis que el realizado para el cono de luz esférico en el Capítulo 4: el Cono 4 siendo el más representativo del Cono esférico y el Cono 1 siendo el menos representativo. En la figura A.4 se muestran las proyecciones en ascensión recta y redshift de los conos de luz esférico, el Cono 4 y el Cono 1.

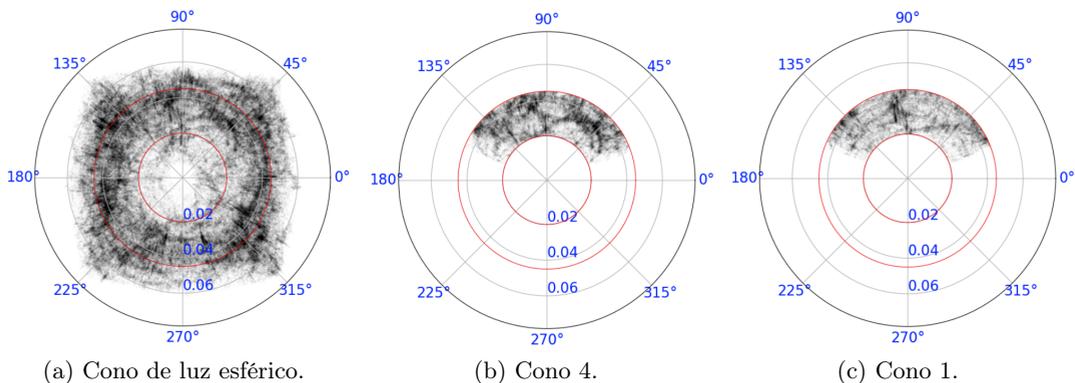


Figura A.4: Proyecciones en declinación y redshift de la distribución de galaxias del catálogo BP.

En la Fig. A.5 se muestran las relaciones entre la época de formación de galaxias y halos en función de M_* y M_{peak} , mismas mostradas en los paneles inferiores de la Fig. 4.1 para el catálogo BP (línea segmentada y área sombreada color negro para halos y línea sólida y área sombreada color azul para galaxias). Se muestra en línea de color azul las mismas relaciones pero para el Cono 4, así como en color naranja para el Cono 1.

A diferencia de los resultados para la GSMF y la distribución de la sobredensidad δ_8 mostradas en la Fig. A.3, en donde sí se puede apreciar un cambio claro entre el uso del cono de luz esférico y un cono de luz segmentado, en la Fig. A.5 no se observa una diferencia sustancial entre el uso de los diferentes conos de luz.

Lo mismo se puede observar en la Fig. A.6 en donde los residuales de la época de formación de galaxias y halos en función del entorno, calculados en los conos de luz segmentados no difieren mucho de los residuales calculados para el cono de luz esférico.

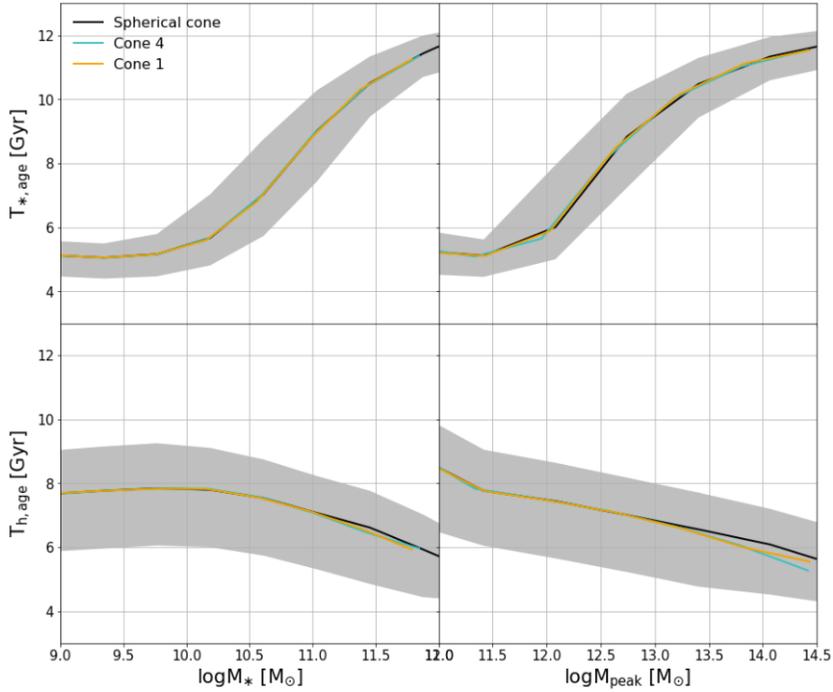


Figura A.5: Relaciones entre la época de formación de galaxias (paneles superiores) y halos (paneles inferiores) en función de M_* y M_{peak} . La línea y área sombreada color negro corresponde a las relaciones para el cono de luz esférico. Las líneas azul y naranja son, respectivamente, para las relaciones calculadas en los Conos 4 y 1.

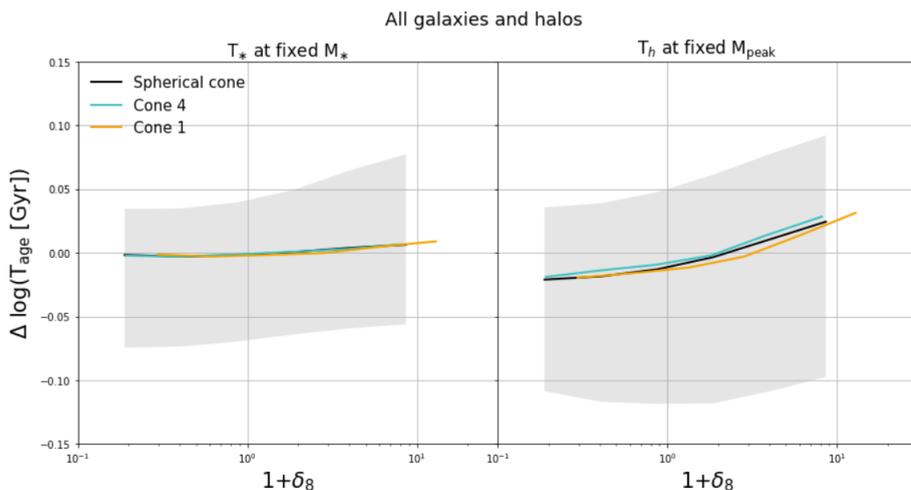


Figura A.6: Residuales de las relaciones mostradas en los paneles superior izquierdo e inferior derecho de la Fig. A.5 en función del entorno. La línea negra y área sombreada es para el cono de luz esférico. Las líneas azul y naranja son, respectivamente, para los residuales calculados en los Conos 4 y 1.

En conclusión, la elección de un cono de luz segmentado puede introducir sesgos respecto a los resultados que se obtendrían para un catálogo del cielo completo. Dichos efectos son más notorios en la GSMF por lo que los resultados obtenidos en el Capítulo 3 podrían ser ligeramente diferentes. Por otra parte, los efectos por el uso de un cono de luz segmentado no afecta mucho en el análisis de la época de formación de galaxias y halos por lo que los resultados obtenidos en el Capítulo 4 no diferirían.

Apéndice B

Época de formación en galaxias centrales y satélites

En el Capítulo 4, en la Fig. 4.1 se mostraron las relaciones entre la edad pesada por masa y la época de formación de galaxias y halos para la muestra de todas las galaxias. En este apéndice se muestran las correspondientes relaciones para las muestras de galaxias centrales y satélites. La Fig. B.1 muestra las relaciones solo para galaxias centrales. Se observa un comportamiento similar a las tendencias para todas las galaxias (Fig. 4.1). Dado que en ambos catálogos utilizados las galaxias centrales son las que dominan la población, es de esperarse este comportamiento. Por esta razón, para galaxias centrales, se espera que los resultados no discrepen mucho de los en el cuerpo principal de esta tesis. En la Fig. B.1 se muestran las relaciones solo para galaxias satélites. En la Fig. 4.2 se realizó una comparación entre las relaciones para galaxias centrales y satélites, así como un breve discusión sobre las diferencias encontradas.

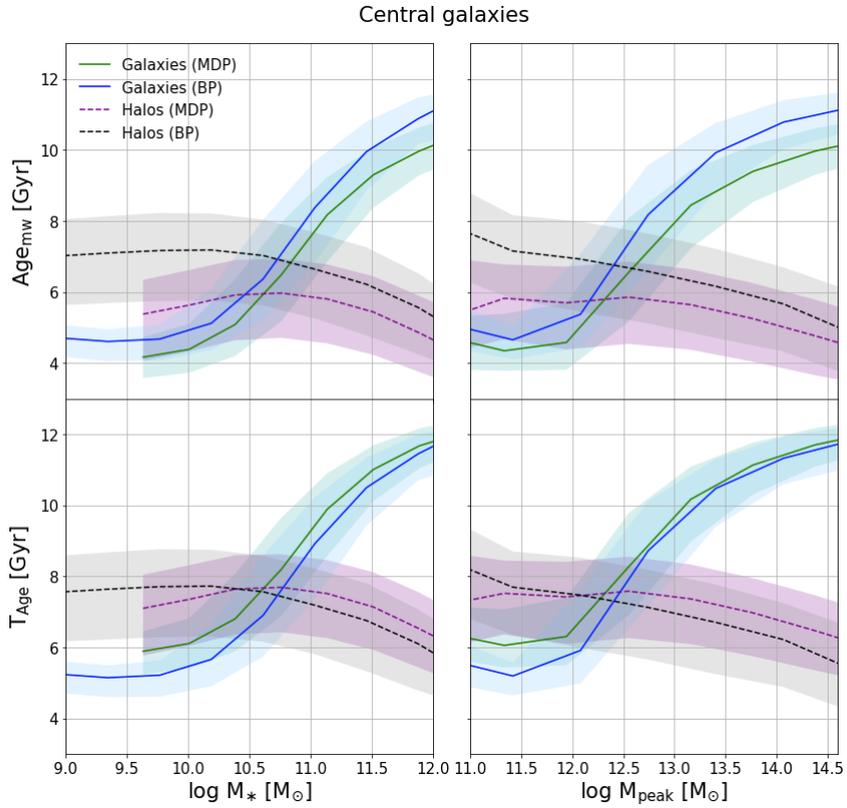


Figura B.1: Igual que la Fig. 4.1 pero solo para galaxia centrales.

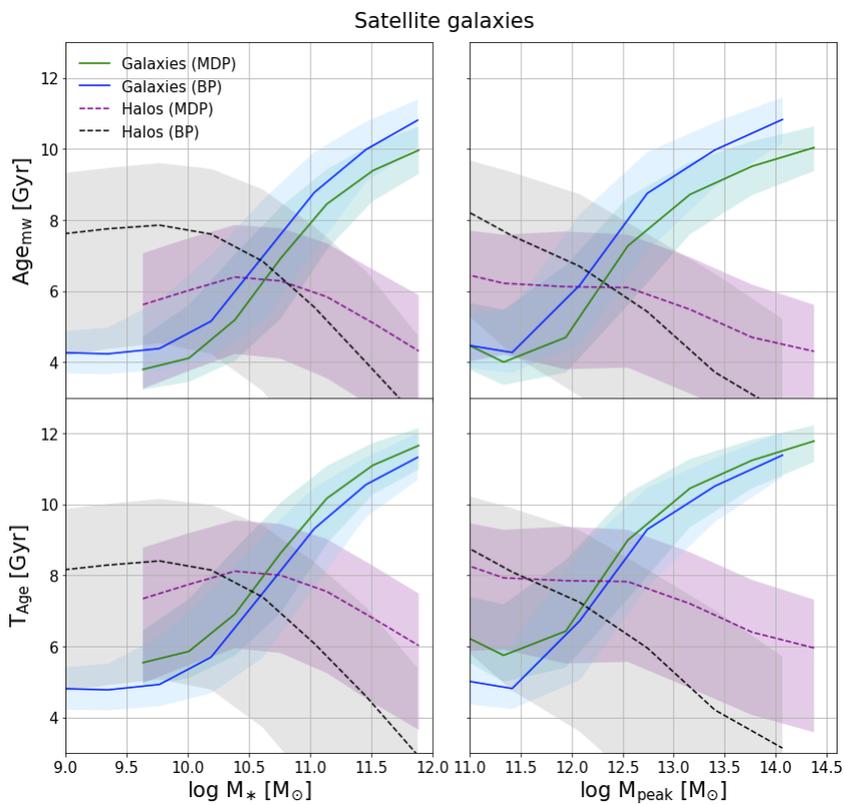


Figura B.2: Igual que la Fig. 4.1 pero solo para galaxia satélites.

Bibliografía

- Alfaro, Ignacio G., Facundo Rodriguez, Andrés N. Ruiz and Diego Garcia Lambas. 2020. “How galaxies populate haloes in very low-density environments. An analysis of the halo occupation distribution in cosmic voids.” A&A 638:A60.
- Aragón-Calvo, M. A., B. J. T. Jones, R. van de Weygaert and J. M. van der Hulst. 2007. “The multiscale morphology filter: identifying and extracting spatial patterns in the galaxy distribution.” A&A 474(1):315–338.
- Aragon Calvo, Miguel A., Mark C. Neyrinck and Joseph Silk. 2019. “Galaxy Quenching from Cosmic Web Detachment.” The Open Journal of Astrophysics 2(1):7.
- Astropy Collaboration, A. M. Price-Whelan, B. M. Sipőcz, H. M. Günther, P. L. Lim, S. M. Crawford, S. Conseil, D. L. Shupe, M. W. Craig and *et al.* 2018. “The Astropy Project: Building an Open-science Project and Status of the v2.0 Core Package.” AJ 156(3):123.
- Astropy Collaboration, Adrian M. Price-Whelan, Pey Lian Lim, Nicholas Earl, Nathaniel Starkman, Larry Bradley, David L. Shupe, Aarya A. Patil, Lia Corrales and *et al.* 2022. “The Astropy Project: Sustaining and Growing a Community-oriented Open-source Project and the Latest Major Release (v5.0) of the Core Package.” apj 935(2):167.
- Astropy Collaboration, T. P. Robitaille, E. J. Tollerud, P. Greenfield, M. Droettboom, E. Bray, T. Aldcroft, M. Davis, A. Ginsburg and *et al.* 2013. “Astropy: A community Python package for astronomy.” A&A 558:A33.

- Avila-Reese, V. and C. Firmani. 2000. “Properties of Disk Galaxies in a Hierarchical Formation Scenario.” RMxAA 36:23.
- Avila-Reese, V., C. Firmani, A. Klypin and A. V. Kravtsov. 1999. “Density profiles of dark matter haloes: diversity and dependence on environment.” MNRAS 310:527–539.
- Avila-Reese, V., C. Firmani and X. Hernández. 1998. “On the Formation and Evolution of Disk Galaxies: Cosmological Initial Conditions and the Gravitational Collapse.” ApJ 505:37–49.
- Avila-Reese, V., P. Colín, S. Gottlöber, C. Firmani and C. Maulbetsch. 2005. “The Dependence on Environment of Cold Dark Matter Halo Properties.” ApJ 634:51–69.
- Avila-Reese, Vladimir. 2007. Understanding Galaxy Formation and Evolution. In Solar, Stellar and Galactic Connections Between Particle Physics and Astrophysics. Vol. 2 of Astrophysics and Space Science Proceedings p. 115.
- Baldry, I. K., M. L. Balogh, R. G. Bower, K. Glazebrook, R. C. Nichol, S. P. Bamford and T. Budavari. 2006. “Galaxy bimodality versus stellar mass and environment.” MNRAS 373:469–483.
- Balogh, M. L., I. K. Baldry, R. Nichol, C. Miller, R. Bower and K. Glazebrook. 2004. “The Bimodal Galaxy Color Distribution: Dependence on Luminosity and Environment.” ApJ 615:L101–L104.
- Bardeen, J. M., J. R. Bond, N. Kaiser and A. S. Szalay. 1986. “The Statistics of Peaks of Gaussian Random Fields.” ApJ 304:15.
- Behroozi, P. S., C. Conroy and R. H. Wechsler. 2010. “A Comprehensive Analysis of Uncertainties Affecting the Stellar Mass-Halo Mass Relation for $0 < z < 4$.” ApJ 717:379–403.
- Behroozi, P. S., R. H. Wechsler and C. Conroy. 2013a. “The Average Star Formation Histories of Galaxies in Dark Matter Halos from $z = 0-8$.” ApJ 770:57.

- Behroozi, P. S., R. H. Wechsler and C. Conroy. 2013b. “The Average Star Formation Histories of Galaxies in Dark Matter Halos from $z = 0-8$.” ApJ 770:57.
- Behroozi, P. S., R. H. Wechsler, H.-Y. Wu, M. T. Busha, A. A. Klypin and J. R. Primack. 2013. “Gravitationally Consistent Halo Catalogs and Merger Trees for Precision Cosmology.” ApJ 763:18.
- Behroozi, Peter, Risa H. Wechsler, Andrew P. Hearin and Charlie Conroy. 2019. “UNIVERSEMACHINE: The correlation between galaxy growth and dark matter halo assembly from $z = 0-10$.” MNRAS 488(3):3143–3194.
- Berlind, A. A. and D. H. Weinberg. 2002. “The Halo Occupation Distribution: Toward an Empirical Determination of the Relation between Galaxies and Mass.” ApJ 575:587–616.
- Blanton, M. R. and A. A. Berlind. 2007. “What Aspects of Galaxy Environment Matter?” ApJ 664:791–803.
- Blanton, M. R., D. J. Schlegel, M. A. Strauss, J. Brinkmann, D. Finkbeiner, M. Fukugita, J. E. Gunn, D. W. Hogg, Ž. Ivezić, G. R. Knapp, R. H. Lupton, J. A. Munn, D. P. Schneider, M. Tegmark and I. Zehavi. 2005. “New York University Value-Added Galaxy Catalog: A Galaxy Catalog Based on New Public Surveys.” AJ 129:2562–2578.
- Blanton, M. R., M. Geha and A. A. West. 2008. “Testing Cold Dark Matter with the Low-Mass Tully-Fisher Relation.” ApJ 682:861–873.
- Bond, J. R., S. Cole, G. Efstathiou and N. Kaiser. 1991. “Excursion Set Mass Functions for Hierarchical Gaussian Fluctuations.” ApJ 379:440.
- Bryan, Greg L. and Michael L. Norman. 1998. “Statistical Properties of X-Ray Clusters: Analytic and Numerical Comparisons.” ApJ 495(1):80–99.
- Budavári, T., L. Dobos, A. S. Szalay, G. Greene, J. Gray and A. H. Rots. 2007. Footprint Services for Everyone. In Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI, ed. R. A. Shaw, F. Hill and D. J. Bell. Vol. 376 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series p. 559.

- Cebrián, María and Ignacio Trujillo. 2014. “The effect of the environment on the stellar mass-size relationship for present-day galaxies.” MNRAS 444(1):682–699.
- Chaves-Montero, Jonás, Raul E. Angulo, Joop Schaye, Matthieu Schaller, Robert A. Crain, Michelle Furlong and Tom Theuns. 2016. “Subhalo abundance matching and assembly bias in the EAGLE simulation.” MNRAS 460(3):3100–3118.
- Conroy, C. and R. H. Wechsler. 2009. “Connecting Galaxies, Halos, and Star Formation Rates Across Cosmic Time.” ApJ 696:620–635.
- Conroy, C., R. H. Wechsler and A. V. Kravtsov. 2006. “Modeling Luminosity-dependent Galaxy Clustering through Cosmic Time.” ApJ 647:201–214.
- Contreras, S., I. Zehavi, N. Padilla, C. M. Baugh, E. Jiménez and I. Lacerna. 2019. “The evolution of assembly bias.” MNRAS 484(1):1133–1148.
- Contreras, S., R. E. Angulo and M. Zennaro. 2021. “A flexible subhalo abundance matching model for galaxy clustering in redshift space.” MNRAS 508(1):175–189.
- Croton, Darren J., Glennys R. Farrar, Peder Norberg, Matthew Colless, John A. Peacock, I. K. Baldry, C. M. Baugh, J. Bland-Hawthorn and *et al.* 2005. “The 2dF Galaxy Redshift Survey: luminosity functions by density environment and galaxy type.” MNRAS 356(3):1155–1167.
URL: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08546.x>
- Croton, Darren J., Liang Gao and Simon D. M. White. 2007. “Halo assembly bias and its effects on galaxy clustering.” MNRAS 374(4):1303–1309.
- Dahari, O. 1984. “Companions of Seyfert galaxies : a statistical survey.” AJ 89:966–974.
- De Lucia, Gabriella and Jérémy Blaizot. 2007. “The hierarchical formation of the brightest cluster galaxies.” MNRAS 375(1):2–14.

- De Rossi, M. E., V. Avila-Reese, P. B. Tissera, A. González-Samaniego and S. E. Pedrosa. 2013. “On the mass assembly of low-mass galaxies in hydrodynamical simulations of structure formation.” MNRAS 435(3):2736–2752.
- Dragomir, Radu, Aldo Rodríguez-Puebla, Joel R Primack and Christoph T Lee. 2018. “Does the galaxy–halo connection vary with environment?” MNRAS 476(1):741–758.
URL: <https://doi.org/10.1093/mnras/sty283>
- Drakos, Nicole E., Bruno Villaseñor, Brant E. Robertson, Ryan Hausen, Mark E. Dickinson, Henry C. Ferguson, Steven R. Furlanetto, Jenny E. Greene, Piero Madau, Alice E. Shapley, Daniel P. Stark and Risa H. Wechsler. 2022. “Deep Realistic Extragalactic Model (DREaM) Galaxy Catalogs: Predictions for a Roman Ultra-deep Field.” ApJ 926(2):194.
- Dressler, A. 1980. “Galaxy morphology in rich clusters: implications for the formation and evolution of galaxies.” ApJ 236:351–365.
- Firmani, C. and V. Avila-Reese. 2010. “Galaxy Downsizing Evidenced by Hybrid Evolutionary Tracks.” ApJ 723:755–766.
- Firmani, C., V. Avila-Reese and A. Rodríguez-Puebla. 2010. “Can galaxy outflows and re-accretion produce a downsizing in the specific star-formation rate of late-type galaxies?” MNRAS 404:1100–1110.
- Gao, L., V. Springel and S. D. M. White. 2005. “The age dependence of halo clustering.” MNRAS 363:L66–L70.
- Gao, Liang and Simon D. M. White. 2007. “Assembly bias in the clustering of dark matter haloes.” MNRAS 377(1):L5–L9.
URL: <https://doi.org/10.1111/j.1745-3933.2007.00292.x>
- Hahn, ChangHoon, Jeremy L. Tinker and Andrew Wetzel. 2017. “Star Formation Quenching Timescale of Central Galaxies in a Hierarchical Universe.” ApJ 841(1):6.
- Hearin, Andrew P., Douglas F. Watson, Matthew R. Becker, Reinabelle Reyes, Andreas A. Berlind and Andrew R. Zentner. 2014. “The dark

- side of galaxy colour: evidence from new SDSS measurements of galaxy clustering and lensing.” MNRAS 444(1):729–743.
URL: <https://doi.org/10.1093/mnras/stu1443>
- Ivezić, Ž., S. M. Kahn, J. A. Tyson, B. Abel, E. Acosta, R. Allsman, D. Alonso, Y. AlSayyad, S. F. Anderson, J. Andrew and et al. 2019. “LSST: From Science Drivers to Reference Design and Anticipated Data Products.” ApJ 873:111.
- Kauffmann, G., S. D. M. White, T. M. Heckman, B. Ménard, J. Brinchmann, S. Charlot, C. Tremonti and J. Brinkmann. 2004. “The environmental dependence of the relations between stellar mass, structure, star formation and nuclear activity in galaxies.” MNRAS 353:713–731.
- Klypin, Anatoly, Gustavo Yepes, Stefan Gottlöber, Francisco Prada and Steffen Heß. 2016. “MultiDark simulations: the story of dark matter halo concentrations and density profiles.” MNRAS 457(4):4340–4359.
- Lacerna, I., M. Argudo-Fernández and S. Duarte Puertas. 2018. “The less significant role of large-scale environment than optical AGN in nearby, isolated elliptical galaxies.” A&A 620:A117.
- Lacerna, Ivan and Nelson Padilla. 2011. “The nature of assembly bias – I. Clues from a LCDM cosmology.” MNRAS 412(2):1283–1294.
URL: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.17988.x>
- Lacerna, Ivan, Nelson Padilla and Federico Stasyszyn. 2014. “The nature of assembly bias – III. Observational properties.” MNRAS 443(4):3107–3117.
URL: <https://doi.org/10.1093/mnras/stu1318>
- Lemson, Gerard and Guinevere Kauffmann. 1999. “Environmental influences on dark matter haloes and consequences for the galaxies within them.” MNRAS 302(1):111–117.
- Li, C., G. Kauffmann, Y. P. Jing, S. D. M. White, G. Börner and F. Z. Cheng. 2006. “The dependence of clustering on galaxy properties.” MNRAS 368:21–36.

- Libeskind, Noam I., Rien van de Weygaert, Marius Cautun, Bridget Falck, Elmo Tempel, Tom Abel, Mehmet Alpaslan, Miguel A. Aragón-Calvo and *et al.* 2018. “Tracing the cosmic web.” MNRAS 473(1):1195–1217.
- Maulbetsch, Christian, Vladimir Avila-Reese, Pedro Colín, Stefan Gottlöber, Arman Khalatyan and Matthias Steinmetz. 2007. “The Dependence of the Mass Assembly History of Cold Dark Matter Halos on Environment.” ApJ 654(1):53.
URL: <https://dx.doi.org/10.1086/509706>
- Mo, H. J. and S. D. M. White. 1996. “An analytic model for the spatial clustering of dark matter haloes.” MNRAS 282(2):347–361.
- Mo, H. J., Xiaohu Yang, Frank C. Bosch and Y. P. Jing. 2004. “The dependence of the galaxy luminosity function on large-scale environment.” MNRAS 349(1):205–212.
URL: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07485.x>
- Mo, H. J., Y. P. Jing and S. D. M. White. 1997. “High-order correlations of peaks and haloes: a step towards understanding galaxy biasing.” MNRAS 284(1):189–201.
- Mo, Houjun, Frank van den Bosch and Simon White. 2010. Galaxy Formation and Evolution. Cambridge University Press.
- Montero-Dorta, Antonio D., M. Celeste Artale, L. Raul Abramo, Beatriz Tucci, Nelson Padilla, Gabriela Sato-Polito, Ivan Lacerna, Facundo Rodriguez and Raul E. Angulo. 2020. “The manifestation of secondary bias on the galaxy population from IllustrisTNG300.” MNRAS 496(2):1182–1196.
- Moster, B. P., R. S. Somerville, C. Maulbetsch, F. C. van den Bosch, A. V. Macciò, T. Naab and L. Oser. 2010. “Constraints on the Relationship between Stellar Mass and Halo Mass at Low and High Redshift.” ApJ 710:903–923.
- Moster, Benjamin P., Thorsten Naab and Simon D. M. White. 2018. “EMERGE - an empirical model for the formation of galaxies since $z \sim 10$.” MNRAS 477(2):1822–1852.

- Muldrew, Stuart I., Darren J. Croton, Ramin A. Skibba, Frazer R. Pearce, Hong Bae Ann, Ivan K. Baldry, Sarah Brough, Yun-Young Choi and *et al.* 2012. “Measures of galaxy environment - I. What is ‘environment’?” MNRAS 419(3):2670–2682.
- Neyman, J. and E. L. Scott. 1952. “A Theory of the Spatial Distribution of Galaxies.” ApJ 116:144.
- Neyman, J., E. L. Scott and C. D. Shane. 1953. “On the Spatial Distribution of Galaxies: a Specific Model.” ApJ 117:92.
- Neyman, Jerzy and Elizabeth L. Scott. 1954. “Spatial Distribution of Galaxies-Analysis of the Theory of Fluctuations.” Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America 40(10):873–881.
URL: <http://www.jstor.org/stable/89344>
- Peacock, J. A. and R. E. Smith. 2000. “Halo occupation numbers and galaxy bias.” MNRAS 318:1144–1156.
- Peebles, P.J.E. 1980. The Large-scale Structure of the Universe. Princeton Series in Physics Princeton University Press.
- Postman, M. and M. J. Geller. 1984. “The morphology-density relation - The group connection.” ApJ 281:95–99.
- Press, W. H. and P. Schechter. 1974. “Formation of Galaxies and Clusters of Galaxies by Self-Similar Gravitational Condensation.” ApJ 187:425–438.
- Rodríguez-Puebla, A., J. R. Primack, P. Behroozi and S. M. Faber. 2016. “Is main-sequence galaxy star formation controlled by halo mass accretion?” MNRAS 455:2592–2606.
- Rodríguez-Puebla, A., J. R. Primack, V. Avila-Reese and S. M. Faber. 2017. “Constraining the galaxy-halo connection over the last 13.3 Gyr: star formation histories, galaxy mergers and structural properties.” MNRAS 470:651–687.

- Rodríguez-Puebla, A., P. Behroozi, J. Primack, A. Klypin, C. Lee and D. Hellinger. 2016. “Halo and subhalo demographics with Planck cosmological parameters: Bolshoi-Planck and MultiDark-Planck simulations.” MNRAS 462:893–916.
- Rodríguez-Puebla, A., V. Avila-Reese and N. Drory. 2013. “The Galaxy-Halo/Subhalo Connection: Mass Relations and Implications for Some Satellite Occupational Distributions.” ApJ 767(1):92.
- Rodríguez-Puebla, Aldo, Vladimir Avila-Reese, Mariana Cano-Díaz, S. M. Faber, Joel R. Primack, José Franco, I. Aretxaga and Eder Santiago-Mayoral. 2020. “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.
- Sheth, Ravi K. and Giuseppe Tormen. 2004. “Formation times and masses of dark matter haloes.” MNRAS 349(4):1464–1468.
URL: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07622.x>
- Somerville, R. S. and R. Davé. 2015. “Physical Models of Galaxy Formation in a Cosmological Framework.” ARA&A 53:51–113.
- Vale, A. and J. P. Ostriker. 2004. “Linking halo mass to galaxy luminosity.” MNRAS 353:189–200.
- Varela, Jesús, Juan Betancort-Rijo, Ignacio Trujillo and Elena Ricciardelli. 2012. “The Orientation of Disk Galaxies around Large Cosmic Voids.” ApJ 744(2):82.
- Verley, S., S. Leon, L. Verdes-Montenegro, F. Combes, J. Sabater, J. Sulentic, G. Bergond, D. Espada, E. García, U. Lisenfeld and S. C. Odewahn. 2007. “The AMIGA sample of isolated galaxies. V. Quantification of the isolation.” A&A 472(1):121–130.
- Wang, H. Y., H. J. Mo and Y. P. Jing. 2007. “Environmental dependence of cold dark matter halo formation.” MNRAS 375(2):633–639.
URL: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11316.x>

- Wang, Yu, Xiaohu Yang, H. J. Mo, Frank C. van den Bosch, Simone M. Weinmann and Yaoquan Chu. 2008. “The Clustering of SDSS Galaxy Groups: Mass and Color Dependence.” ApJ 687(2):919–935.
- Wechsler, R. H., A. R. Zentner, J. S. Bullock, A. V. Kravtsov and B. Allgood. 2006. “The Dependence of Halo Clustering on Halo Formation History, Concentration, and Occupation.” ApJ 652:71–84.
- Wechsler, R. H., J. S. Bullock, J. R. Primack, A. V. Kravtsov and A. Dekel. 2002. “Concentrations of Dark Halos from Their Assembly Histories.” ApJ 568:52–70.
- Wechsler, Risa H. and Jeremy L. Tinker. 2018. “The Connection Between Galaxies and Their Dark Matter Halos.” ARA&A 56:435–487.
- Weinmann, S. M., F. C. van den Bosch, X. Yang and H. J. Mo. 2006. “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.
- Yang, Xiaohu, H. J. Mo and Frank C. van den Bosch. 2006. “Observational Evidence for an Age Dependence of Halo Bias.” ApJ 638(2):L55.
URL: <https://dx.doi.org/10.1086/501069>
- Zehavi, I., Z. Zheng, D. H. Weinberg, J. A. Frieman, A. A. Berlind, M. R. Blanton, R. Scoccimarro, SDSS Collaboration and *et al.* 2005. “The Luminosity and Color Dependence of the Galaxy Correlation Function.” ApJ 630:1–27.
- Zehavi, I., Z. Zheng, D. H. Weinberg, M. R. Blanton, N. A. Bahcall, A. A. Berlind, J. Brinkmann, J. A. Frieman and *et al.* 2011. “Galaxy Clustering in the Completed SDSS Redshift Survey: The Dependence on Color and Luminosity.” ApJ 736:59.
- Zehavi, Idit, David H. Weinberg, Zheng Zheng, Andreas A. Berlind, Joshua A. Frieman, Román Scoccimarro, Ravi K. Sheth, SDSS Collaboration and *et al.* 2004. “On Departures from a Power Law in the Galaxy Correlation Function.” ApJ 608(1):16–24.

Zhang, Youcai, Xiaohu Yang and Hong Guo. 2021. “Connections between galaxy properties and halo formation time in the cosmic web.” MNRAS 507(4):5320–5330.