UNIVERSIDAD DE BUENOS AIRES

Facultad de Ciencias Exactas y Naturales

Departamento de Física

Formación y evolución de galaxias elípticas

Tesis presentada para optar al título de
Doctora de la Universidad de Buenos Aires en el área Ciencias Físicas

Lic. María Sol Rosito

Directoras de tesis: Dra. Susana E. Pedrosa
Dra. Patricia B. Tissera

Consejera de estudios: Dra. Cristina H. Mandrini

Lugar de trabajo: Instituto de Astronomía y Física del Espacio

Fecha de defensa: 27 de marzo de 2019

Buenos Aires, 2019

Formación y evolución de galaxias elípticas

Resumen

La formación y evolución de galaxias dominadas por dispersión de velocidad es aún un tema abierto y motivo de controversias en el contexto del modelo de agregación jerárquica. En la actualidad se sabe que tanto factores externos como internos a una galaxia pueden contribuir a determinar su morfología. Las características de las galaxias dependen fuertemente de los procesos físicos bariónicos tales como los procesos de enfriamiento y calentamiento radiativo, la formación estelar y la liberación de energía y elementos químicos durante diferentes etapas de evolución estelar. En particular el proceso de retroalimentación por explosiones de Supernovas (SN) es esencial para regular la formación estelar. También la energía eyectada por los núcleos activos de galaxias (AGN) contribuye a esta regulación, dependiendo de la masa de la galaxia y de su historia de formación. Las simulaciones numéricas cosmológicas constituyen una herramienta fundamental para esta clase de estudios ya que proveen el marco teórico para interpretar las observaciones, siendo éstas, a la vez, imprescindibles para contrastar y mejorar los modelos desarrollados.

En la presente tesis se aborda el estudio de galaxias dominadas por dispersión mediante simulaciones numéricas hidrodinámicas cosmológicas. Se analizan las propiedades de las componentes galácticas a muy bajo corrimiento al rojo para contrastar los resultados con observaciones del Universo Local. Entre las características estudiadas se encuentran las propiedades estructurales y dinámicas y sus relaciones de escala, colores y tasa de formación estelar, que revelan la importancia de la retroalimentación energética como así también de ciertas características morfológicas que empiezan a ser observadas por los nuevos relevamientos de galaxias. Se analiza el proceso de ensamblaje de galaxias esferoidales a través de las historias arqueológicas del crecimiento de la masa estelar. Asimismo, se analizan las relaciones existentes entre tamaño, formas, velocidades de rotación, edades y metalicidades de las poblaciones estelares en las galaxias simuladas. Para estos estudios se utilizan distintas herramientas numéricas y simulaciones de diferentes resoluciones numéricas.

Nuestros resultados indican que en un modelo de agregación jerárquica es posible reproducir galaxias esferoidales con relaciones de escala similares a las observadas. Un resultado importante es la presencia de una componente de disco en todas las galaxias estudiadas, y más aun, el hecho de que parte de esta componente está embebida dentro del esferoide. Las diferencias encontradas entre los colores y tasa

de formación estelar simulados y observados sugieren la necesidad de mecanismos de retroalimentación energética más eficientes para regular la formación estelar a través de explosiones de SNs. El análisis de las historias arqueológicas muestra una tendencia a que las galaxias más masivas formen sus estrellas anteriormente, en acuerdo con observaciones recientes, las cuales también indican, en promedio, un crecimiento de adentro hacia afuera. En las simulaciones analizadas, galaxias menos masivas muestran un crecimiento de afuera hacia adentro el cual sugiere la necesidad de procesos de inhibición de la formación estelar más fuertes, tanto de SN como de AGN. Este comportamiento también podría deberse a la acreción de material extagaláctico a través de fusiones menores.

En resumen, este estudio encuentra que la formación de galaxias en un universo jerárquico se produce a través de la combinación de procesos de acreción y fusiones. Estas galaxias, con bajo contenido de momento angular específico, determinan propiedades estructurales, como la relación de Faber-Jackson, el Plano Fundamental y la relación masa-tamaño en forma consistente con las observaciones. El problema aún por resolver se relaciona con el proceso de regulación eficiente de la formación estelar que permita reproducir las distribuciones de edades en función del radio y los colores de las galaxias elípticas. Nuestros resultados sugieren una revisión de la modelización de los procesos de retroalimentación de energía en simulaciones cosmológicas.

Palabras claves: galaxias: formación - galaxias: evolución - galaxias: elípticas y lenticulares - galaxias: formación estelar - galaxias: cinemática y dinámica - métodos: numéricos

Formation and evolution of elliptical galaxies

Abstract

The formation and evolution of galaxies dominated by velocity dispersion is still an open and controversial subject in the context of the hierarchical aggregation model. Currently it is known that both external and internal factors can contribute to determine the morphology of galaxies. The characteristics of the galaxies depend strongly on baryonic physical processes such as the processes of cooling and radiative heating, star formation and the release of energy and chemical elements during different stages of stellar evolution. In particular, Supernovas (SN) feedback is essential to regulate star formation. Also the feedback by active galactic nucleus (AGN) contributes to this regulation depending on the mass of the galaxy and its formation history. Cosmological numerical simulations are a fundamental tool for this kind of studies since they provide the theoretical framework to interpret the observations, which are at the same time essential to contrast and improve the developed models.

In this thesis, the study of galaxies dominated by dispersion is approached by means of cosmological hydrodynamic numerical simulations. The properties of the galactic components at very low redshift are analysed to compare the results with observations of the Local Universe. We study the structural and dynamical properties and their scaling relations, colours and star formation rate, which reveal the importance of energy feedback as well as certain morphological characteristics that are beginning to be revealed by the new galaxy surveys. The process of assembly of spheroidal galaxies is analysed through the archaeological mass growth histories. Furthermore, the relations between size, shapes, rotation velocities, ages and metallicities of the stellar populations in the simulated galaxies are investigated. For these studies different numerical tools and simulations of different numerical resolutions are used.

Our results indicate that, in a hierarchical aggregation model, it is possible to reproduce spheroidal galaxies with scaling relations similar to those observed. An important result is the presence of a disc component in all the analised galaxies, and even more, the fact that part of this component is embedded within the spheroid. The differences found between simulated and observed colours and star formation rates suggest the need for more efficient energy feedback mechanisms to regulate star formation through SN explosions. The analysis of the archaeological histories shows a trend for the more massive galaxies to form their stars previously, in agreement with recent observations, which also indicate, on average, an inside-out growth. Less massive galaxies show an outside-in growth which suggests the action of stronger

star formation inhibition processes by both SN and AGN. This behavior could also be due to the accretion of extagalactic material through minor mergers.

In summary, this study finds that the formation of galaxies in a hierarchical universe occurs through the combination of accretion processes and mergers. These galaxies, with a low content of specific angular momentum, determine structural properties, such as the Faber-Jackson relation, the Fundamental Plane and the mass-size relation that are consistent with the observations. The still unsolved problem is that related to the efficient regulation of star formation, which allows to reproduce the distributions of ages as a function of the radius and the colours for elliptical galaxies. Our results suggest a revision in the modeling of feedback processes in cosmological simulations.

Key-words: galaxies: formation - galaxies: evolution - galaxies: elliptical and lenticular, cD - galaxies: star formation - galaxies: kinematics and dynamics - methods: numerical

AGRADECIMIENTOS

En primer lugar, quisiera agradecer a mis directoras, Susana y Patricia, por haberme dado la oportunidad de realizar este doctorado aceptándome como estudiante a pesar de que mi formación de grado es en Matemáticas.

A Emmanuel, que con su amor me acompaña día a día en los momentos felices y más aún en los difíciles dándome la fuerza que necesito.

A mis padres por ser incondicionales y acompañarme en cada paso que doy, particularmente en éste, en el que, a pesar de extrañarme mucho apoyaron mi decisión de venir a Buenos Aires dándome en cada viaje a Mar del Plata un amoroso recibimiento.

A mi familia, el motor de mi vida, a quienes amo con el alma.

Agradezco la gente del IAFE, por brindar un ambiente de trabajo cálido y muy agradable, y especialmente, por las amistades que allí pude encontrar.

Finalmente, a quienes en mayor o menor medida son parte de mi vida, por la amistad y el cariño.

No considero esta tesis, que es la culminación de cinco años de trabajo, como un logro solamente personal e individual, ya que no habría sido posible sin la presencia de muchos de ustedes. ¡Gracias por estar!

Índice general

1.. Introducción 1

2.. Galaxias tempranas 9
2.1. Perfil superficial 9
2.2. Propiedades estructurales y dinámicas 11
2.2.1. Relaciones de escala 11
2.2.2. Parámetros cinemáticos y de forma 14
2.3. Propiedades de las poblaciones estelares de las ETGs 15
2.3.1. Función de masa inicial 16
2.3.2. Historia de formación estelar y colores 17
2.3.3. Metalicidad y evolución química 17

3.. Galaxias elípticas de campo en un universo Λ-CDM 19
3.1. Simulación numérica 20
3.2. Caracterización de las galaxias simuladas 22
3.2.1. Descomposición morfológica 22
3.2.2. Densidades de masa superficial del esferoide y del disco 23
3.2.3. Índice de Sérsic del esferoide vs B/T 29
3.3. Relaciones de escala 31
3.3.1. Relación masa estelar-radio 31
3.3.2. Relación de Faber-Jackson 33
3.3.3. El plano fundamental 34
3.3.4. Relación de Tully-Fisher 35
3.3.5. Fracción de materia oscura en función de la masa estelar . . . 37
3.4. Colores y actividad de formación estelar específica 37
3.4.1. Propiedades de los esferoides y los discos 40
3.5. Historias de crecimiento de masa estelar 42
3.6. Conclusiones 47

4.. El ensamblaje de las galaxias elípticas 51
4.1. La simulación de EAGLE 53
4.1.1. La muestra de galaxias seleccionadas 54
4.1.2. Densidad superficial de masa 56
4.1.3. Relaciones de escala 60
4.2. Forma y cinemática 62
4.3. Historias de crecimiento de la masa estelar 64

4.3.1. Propiedades globales de bulbos y discos 70
4.4. Comparación con las DDGs de EAGLE 70
4.5. Conclusiones 73

5.. El plano masa-radio 77
5.1. Parámetros de las galaxias simuladas 79
5.2. Análisis 79
5.3. Conclusiones 84

6.. Efectos de la retroalimentación por AGN en galaxias elípticas 87
6.1. La simulación de Horizon 87
6.2. Resultados preliminares 88
6.2.1. Formación estelar 89
6.2.2. El plano fundamental 91
6.2.3. Colores 92
6.2.4. Historias de ensamblaje 93
6.2.5. Conclusiones 96

7.. Conclusiones 99

Apéndice 103
A. SDGs de Fénix 105
A.1. Imágenes sintéticas 105
A.2. Propiedades individuales 105
B. Distribuciones reales 107

1. INTRODUCCIÓN

El proceso de formación de galaxias comienza con la amplificación gravitacional de las perturbaciones en densidad generadas en épocas primordiales del Universo (Peebles 1988; Lambas et al. 1993). Estas perturbaciones crecen hasta separarse de la expansión general del Universo para colapsar por efectos gravitatorios entrando en un régimen no lineal de evolución. De esta manera, el así llamado modelo de *agregación jerárquica* postula que las primeras estructuras que se forman son las más pequeñas dando lugar a las de mayor tamaño mediante fusiones (ej. Mo et al. 2010). Este modelo es el más aceptado en la actualidad. Específicamente, resultados observacionales favorecen un universo plano compuesto por materia bariónica, materia oscura fría (CDM por su sigla en inglés) y energía oscura (constante cosmológica Λ, cosmología Λ-CDM). Los halos dominados por materia oscura crecen mientras los bariones en forma gaseosa se enfrían y colapsan formando las galaxias que hoy se observan.

Factores internos y externos contribuyen fuertemente a la evolución de los sistemas determinando así sus propiedades. Por un lado, las características de las galaxias pueden variar de acuerdo a su entorno según pertenezcan a cúmulos, grupos o campo, ya que, por ejemplo, los efectos de las mareas generadas por la distribución de materia vecina afecta las propiedades astrofísicas de las galaxias (factores externos). Por el otro, factores internos relacionados con la microfísica de la materia bariónica juegan un papel fundamental. Entre ellos se encuentran los procesos de enfriamiento, formación estelar, retroalimentación energética debida a las explosiones de supernova (SN) y enriquecimiento químico del medio interestelar e intergaláctico. Dada la complejidad de los procesos de formación y evolución de las galaxias, deben considerarse de manera consistente y dentro de un marco cosmológico las condiciones iniciales del Universo temprano y los procesos físicos que actúan durante el ensamblaje de las galaxias e involucran escalas espaciales y temporales muy diferentes. Debido a esta complejidad, se hace imprescindible uso de métodos numéricos para la resolución de las ecuaciones involucradas, y por ello las simulaciones numéricas son de gran relevancia siendo esenciales para interpretar las observaciones.

Históricamente, las galaxias se clasifican de acuerdo a su morfología ubicándose en lo que se conoce como la secuencia de Hubble. A grandes rasgos pueden distinguirse cuatro tipos de galaxias (ej. Mo et al. 2010):

- Galaxias elípticas: sus isofotas son suaves, con forma elíptica. Se dividen en grupos E_n donde n es el entero más cercano a $10(1 - b/a)$, siendo a y b los semiejes mayor y menor respectivamente.

- Galaxias espirales: tienen un disco fino y presentan una estructura de brazos espirales. Además, se dividen en barradas (SB) y no barradas (S). En ambos casos, se presentan tres clases: a, b y c de acuerdo a la fracción de luz en el bulbo central, a cuán ajustado es el enrollamiento de los brazos y al grado de resolución de los brazos.
- Galaxias lenticulares o S0: al igual que las elípticas, tienen una distribución de luz suave sin brazos espirales, pero presentan un disco como las espirales. En el caso de las S0, la componente de bulbo domina por sobre la de disco. Pueden tener una barra central (SB0).
- Galaxias irregulares: No presentan simetrías ni un bulbo o disco dominante.

Posteriormente, fue demostrado que la secuencia de Hubble captura eficientemente las variaciones de las propiedades físicas de las galaxias. La clasificación morfológica de las galaxias es el resultado de complejos procesos involucrados en el ensamblaje de las mismas. Las elípticas y S0 son también llamadas "tempranas" (ETGs por su sigla en inglés), mientras que a las galaxias espirales se las suele denominar "tardías" (LTGs por su sigla en inglés).

A grandes rasgos, las ETGs se caracterizan por su color rojizo, poblaciones estelares viejas, poco gas y polvo y la ausencia de brazos espirales. Según el criterio de clasificación utilizado se obtienen grupos de galaxias ligeramente diferentes (Strateva et al. 2001; Conselice 2006; Bernardi et al. 2010). Cappellari (2016) enfatiza que la diferencia entre ETGs y galaxias espirales es la presencia de brazos espirales (Sandage 1961), siendo ésta la definición más común y la empleada en sus trabajos, cuyos resultados observacionales son algunos de los utilizados en la presente tesis para comparar con las simulaciones.

Observaciones de ETGs a corrimientos al rojo (z) del orden de 2 muestran que las mismas ya se encuentran en una etapa de evolución pasiva (Daddi et al. 2005; van der Wel et al. 2009; Cenarro & Trujillo 2009; Whitaker et al. 2012). Estas observaciones sugieren un crecimiento posterior vía acreción de sistemas estelares con formación estelar no significativa (Hopkins et al. 2009; Saracco et al. 2012). Sin embargo, datos observacionales (Temi et al. 2007a,b; Young et al. 2011) revelan un contenido no despreciable de gas y polvo en las ETGs que podría generar tasas de formación estelar (SFRs por su sigla en inglés) de hasta algunas masas solares al año (Temi et al. 2009a,b). Se ha hallado evidencia de actividad de formación estelar actual mediante observaciones en el ultravioleta (ej. Yi et al. 2005; Kaviraj et al. 2007; Salim et al. 2012; Barway et al. 2013). Amblard et al. (2014) encuentran una bimodalidad que diferencia las galaxias elípticas puras de las S0, siendo las últimas significativamente más activas en cuanto a la formación estelar.

En general, las ETGs se encuentran en regiones de alta densidad, puesto que la interacción con el ambiente es de suma importancia para prevenir el crecimiento de

discos extendidos mediante los mecanismos de barrido por presión cinética (Gunn & Gott 1972) o la estrangulación (Larson et al. 1980). Esto contribuye a la extinción de la formación estelar. En ambientes de baja densidad se espera que estos efectos no sean eficientes. Sin embargo, es posible hallar galaxias de campo dominadas por esferoide como puede verse por ejemplo en Dressler (1980). Lacerna et al. (2016) estudian las diferencias en cuanto a los colores y la formación estelar de galaxias elípticas de cúmulo y de campo y encuentran que hay una mayor fracción de elípticas azules y/o activas dentro de las de campo.

A pesar de que las ETGs presentan variedad en cuanto a propiedades estructurales, cinemáticas y edades estelares (ver por ejemplo Kormendy 2009, para una descripción de la dicotomía "gigantes" y "normales y enanas"), estos sistemas cumplen ciertas relaciones de escala que vinculan parámetros característicos de los mismos. Algunas se usan para estimar distancias (Dressler et al. 1987; Djorgovski & Davis 1987). Las relaciones de escala son cruciales a la hora de estudiar la formación de galaxias, ya que describen relaciones entre propiedades de las mismas cuyo origen podría asociarse a diferentes procesos físicos. Diferentes evoluciones de los parámetros de estas relaciones se asocian a distintas historias de formación (ej. Naab et al. 2009; Hopkins et al. 2010). Las más estudiadas son la relación de Faber-Jackson (FJ, Faber & Jackson 1976), el plano fundamental (PF Djorgovski & Davis 1987; Dressler et al. 1987) y la relación de Tully-Fisher (TF, Tully & Fisher 1977) empleada originalmente en el estudio de galaxias espirales y recientemente aplicada también a galaxias tempranas gracias a mejoras en las técnicas observacionales. Dos propiedades escenciales de las galaxias son su masa y su tamaño, cuyo vínculo (plano masa-radio) es un proyección del plano de masa (Cappellari et al. 2006; Bolton et al. 2007). Estudiar la relación entre ambas y las variaciones de otras propiedades en el plano masa-radio es de gran relevancia para ahondar en el entendimiento de los sistemas galácticos (Li et al. 2018).

Uno de los primeros modelos para la formación de sistemas esferoidales fue el colapso monolítico (Eggen et al. 1962). El mismo sugiere que este tipo de galaxias se forma a alto corrimiento al rojo mediante el colapso de nubes de gas en el cual la formación estelar se produce rápidamente en comparación al tiempo de colapso y enfriamiento del gas: las estrellas se forman en simultáneo con el ensamblaje de la galaxia. En este caso, el objeto está dominado por movimientos aleatorios y se dice que está soportado por dispersión dando lugar a una galaxia elíptica. Si por el contrario la nube permanece gaseosa durante el colapso, el proceso es disipativo y, en consecuencia, la energía se pierde en forma de choques y enfriamiento radiativo. Así, la galaxia resultante debe contraerse hasta la formación de un disco soportado por su momento angular. Sin embargo, este modelo presenta una serie de problemas incompatibles dentro del paradigma de un universo Λ-CDM (ver, por ejemplo, Mo et al. 2010, para una explicación más detallada).

Por otro lado, existe un acuerdo parcial entre el escenario propuesto por Searle & Zinn (1978) y el modelo de agregación jerárquica en el marco cosmológico actual. En este contexto, las ETGs masivas serían el resultado de fusiones entre galaxias de masas similares con pequeña fracción de gas, cuya formación estelar, por tanto, no es fuertemente afectada. (Toomre 1977; Hernquist 1993; Kauffmann 1996). A pesar de que este mecanismo es eficiente para la formación de elípticas clásicas, estudios observacionales fotométricos y espectroscópicos revelan una situación más compleja (Gerhard et al. 1999; Rix et al. 1999). Estos últimos autores analizan siete galaxias elípticas con magnitud $M_B \geq -19{,}5$ midiendo sus dispersiones de velocidades σ y velocidades de rotación V y comparan los resultados con simulaciones numéricas (ej. Heyl et al. 1996). Concluyen que la razón entre las masas de las galaxias progenitoras debe ser menor a 1:3 para elípticas de baja luminosidad para poder reproducir los valores de los cocientes V/σ. Naab (2013) afirma que el escenario de las fusiones de galaxias pobres en gas es incompleto para explicar el ensamblaje de galaxias elípticas masivas. En su trabajo se exhibe un modelo de dos fases: procesos disipativos con formación estelar *in-situ* a alto corrimiento al rojo y la acreción de estrellas formadas en otras galaxias. Se cree que tanto las fusiones mayores como las menores [1] son responsables de la extinción de la formación estelar, de acuerdo a simulaciones numéricas (ej. Hopkins et al. 2008).

Las ETGs masivas suelen rotar lentamente siendo mayormente soportadas por dispersión de velocidades, mientras que las de masa baja o intermedia tienden a rotar más rápidamente (Emsellem et al. 2007). Esto ha sido confirmado por las observaciones de ATLAS^{3D} (Cappellari et al. 2011) en las que puede verse que las ETGs con mayor rotación son significativamente más frecuentes (Emsellem et al. 2011). Como se describe en Kormendy (2016), deben existir distintos mecanismos de formación que expliquen las diferencias observadas entre las ETGs.

Cabe aclarar que las componentes esferoidales, i.e., las estrellas que no forman parte del disco, se asocian a un bulbo o un halo estelar, siendo el primero el más ligado gravitatoriamente y en consecuencia reside en el centro de la galaxia. Los bulbos se clasifican en bulbos clásicos y pseudo-bulbos (Kormendy 1993; Wyse et al. 1997). Los primeros son muy similares a las elípticas clásicas, aunque no son exactamente iguales, pues existe un desplazamiento entre ellos en la relación masa-radio (Gadotti 2009). Los bulbos clásicos y los pseudo-bulbos presentan varias diferencias (ver Kormendy 2016, para una descripción más detallada). Los pseudo-bulbos poseen estrellas más jóvenes y una mayor formación estelar que los clásicos. Son más achatados siendo más dominados por rotación. También presentan diferencias en sus perfiles de brillo superficial y en el índice de Sérsic (Sérsic 1968). Gadotti

[1] En el contexto de fusiones de galaxias, si una de las galaxias progenitoras es significativamente más masiva que la otra se denomina el proceso como "fusión menor". En el caso en que las galaxias sean de masas similares se lo llama "fusión mayor". En general, se asume una relacion 1:4 para establecer un límite.

(2009) estudia $\sim$ 1000 galaxias observadas en el *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) y encuentra que la masa estelar de Universo Local se distribuye en partes iguales entre galaxias elípticas, bulbos y discos. Es, por tanto, de suma importancia el estudio no sólo de las galaxias como un todo, sino también de sus componentes dinámicas.

Otro posible escenario de formación de las galaxias esferoidales es la evolución secular desencadenada por inestabilidades dinámicas internas o interacciones con otras galaxias. Estos mecanismos inducen el movimiento del gas hacia el centro y la formación de pseudo-bulbos por la redistribución del momento angular. Este proceso requiere la presencia de un disco de gas para poder darse (ej. Tissera et al. 2001; Pedrosa & Tissera 2015).

Numerosos estudios muestran que los bulbos y las elípticas pudieron haberse formado en varias fases a través de fusiones y procesos seculares y es por eso que estos objetos galácticos están compuestos por poblaciones estelares múltiples (Zavala et al. 2012a; Perez et al. 2013; Avila-Reese et al. 2014, y sus referencias).

El estudio numérico de formación de galaxias reveló el rol esencial que juega la retroalimentación energética a través de las explosiones de SN o de la eyección de los núcleos galácticos activos (AGN por su sigla en inglés). Estos mecanismos son imprescindibles para la regulación de la formación estelar.

Las SNs eyectan metales y energía al medio interestelar, por lo que se habla de retroalimentación química y energética. Las mismas son esenciales en la formación de galaxias. La enorme cantidad de energía liberada permite la regulación de la formación estelar puesto que calienta y desordena las nubes gaseosas, las cuales formarían estrellas nuevas si fueran suficientemente densas y frías, y trasporta además el material enriquecido al medio intergaláctico (Lehnert & Heckman 1996; Dahlem et al. 1998; Shapley et al. 2001; Rupke et al. 2002; Frye et al. 2002). Por su parte, ya que las tasas de enfriamiento del gas dependen de la metalicidad siendo más eficientes a mayor enriquecimiento químico (Sutherland & Dopita 1993), las mismas son también afectadas por la retroalimentación química. Debido a su débil campo gravitacional, los sistemas más pequeños son los más afectados por la retroalimentación por SN (Larson 1974; White & Rees 1978; Dekel & Silk 1986; White & Frenk 1991).

En trabajos más recientes se resalta la relevancia de la retroalimentación por AGN en la evolución galáctica (ej. Peirani et al. 2017; Ciotti et al. 2017). Dubois et al. (2016) destacan la importancia de los AGNs en la formación de elípticas masivas. Es claro que la retroalimentación por AGN afecta fuertemente las zonas centrales de las galaxias. Trabajos recientes han mostrado que este importante proceso sólo tiene lugar en galaxias formadas en halos con masas mayores a $10^{12}M_{\odot}$ (ej Somerville & Davé 2015; Rosas-Guevara et al. 2016). Sin embargo, Argudo-Fernández et al. (2018) afirman que este efecto podría darse también en sistemas de menor masa.

En la presente tesis, se busca investigar las características principales de las

ETGs con el objetivo de relacionar las mismas con diferentes historias de formación y caminos evolutivos. Se utilizan para esto tres simulaciones cosmológicas diferentes. Las galaxias tempranas analizadas en las simulaciones se denominan galaxias dominadas por esferoide (SDGs por su sigla en inglés). Primeramente, se estudia una muestra de SDGs seleccionadas del catálogo construido de una simulación del proyecto Fénix (Pedrosa & Tissera 2015) la cual está en concordancia con un universo Λ-CDM. Esta simulación incluye formación estelar estocástica, evolución química y retroalimentación energética por SN. Debido a que el volumen simulado es pequeño (14^3 Mpc^3), las galaxias generadas son de masas bajas o intermedias. Por ese motivo, el hecho de que el efecto de retroalimentación por AGN no esté modelado no tiene un efecto signficativo. Propiedades estructurales, dinámicas y de poblaciones estelares y también las historias de ensamblaje para galaxias en ese rango de masas y sus correspondientes comparaciones con observaciones recientes son el objeto de estudio en esta primera parte del trabajo publicada en Rosito et al. (2018a). En una segunda etapa se analiza la simulación de mayor volumen (100^3 Mpc^3) del proyecto *Evolution and Assembly of GaLaxies and their Environments* (EAGLE; Crain et al. 2015; Schaye et al. 2015). En estas simulaciones se incluye la retroalimentación por SN y por AGN. Nuevamente, se toma una muestra de SDGs, ahora de mucho mayor tamaño que la anterior, aumentándose la estadística en un factor ~ 30. Esto permite arribar a conclusiones más robustas. Se investigan propiedades similares, agregando además el estudio de la forma y la cinemática y haciendo especial hincapié en las historias de ensamblaje de la masa estelar. Estos resutados se encuentran bajo referato (Rosito et al. 2018b). Habiendo destacado la importancia de la relación entre la masa y el tamaño de las galaxias, se extiende el estudio de la misma al análisis a galaxias dominadas por disco (DDGs por su sigla en inglés). Esto permite hacer una comparación ente ambos tipos de galaxias, cuyas historias de formación se espera sean claramente diferentes. Se analizan las distribuciones de distintas propiedades en el plano masa-radio y se profundiza también en el vínculo entre forma y cinemática. Los resultados de este estudio fueron enviados para su publicación (Rosito et al. 2019). El proyecto EAGLE no permite comparar la simulación de (100 Mpc)^3 con y sin retroalimentación por AGN ya que no se realizó una versión sin este proceso. Por ese motivo, en la tercera etapa de esta tesis se utilizan la simulaciones de Horizon-AGN (Dubois et al. 2014) y Horizon-noAGN (Peirani et al. 2017). El código básico utilizado es diferente de los empleados en los casos anteriores aunque los procesos físicos incorporados son similares. Ambas, Horizon-AGN y Horizon-noAGN tienen idénticas condiciones iniciales y la misma física subyacente, con la salvedad de que en la segunda no hay formación de agujeros negros (y, por tanto, no hay retroalimentación por AGN). Principalmente, el objetivo que se pretende alcanzar es entender cómo afecta la presencia del AGN a la SFR, el PF, los colores y las historias de ensamblaje (Rosito et al. en preparación).

La tesis se organiza de la siguiente manera. En el Capítulo 2 se presenta una introducción a conceptos astrofísicos vinculados a galaxias tempranas. Los resultados del análisis de la simulación de Fénix se describen en el Capítulo 3. En los Capítulos 4 y 5 se muestran los estudios de las galaxias de EAGLE mencionados: en el Capítulo 4 se lleva a cabo un análisis de las SDGs, mientras que en el capítulo siguiente se estudia el plano masa-radio para galaxias de distintas morfologías. Los resultados primeros del estudio de los efectos de la retroalimentación por AGN mediante la simulación Horizon se exhiben en el Capítulo 6. Finalmente, en el Capítulo 7 se resumen las conclusiones principales.

2. GALAXIAS TEMPRANAS

Puesto que albergan la formación de las estrellas y elementos químicos, además de ser instrumentos relevantes para el análisis de la geometría del espacio-tiempo, las galaxias son un objeto de estudio fundamental en astronomía y astrofísica. Como primeras observaciones, se hallaron objetos que, por no ser puntuales como las estrellas, sino más bien difusos fueron llamados "nebulosas". Entre 1771 y 1784, más de cien nebulosas fueron catalogadas por Charles Messier, y aún hoy sigue usándose ese catálogo para galaxias brillantes, como por ejemplo Andrómeda (M31). Años más tarde, a fines del siglo XIX, ya se tenían catalogados más de 15 000 objetos nebulosos que resultaron ser galaxias.

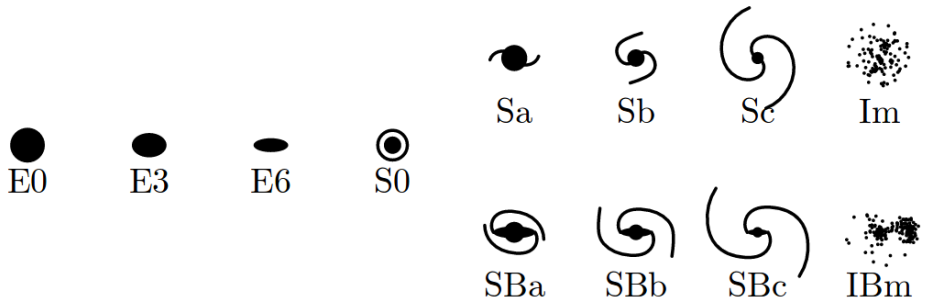

Fig. 2.1: Clafisicación de galaxias de acuerdo a su morfología: secuencia de Hubble. Imagen obtenida de Abraham (1998).

El objeto de estudio de esta tesis son las galaxias elípticas (E_n). La presencia casi ubicua de una componente rotacional en las galaxias dominadas por dispersión lleva naturalmente a incluir en el análisis tanto E_n como S0. Por lo tanto, los términos "galaxia elíptica" y "galaxia temprana" son considerados sinónimos. En Capítulos ulteriores, se habla de SDGs al referirse a galaxias elípticas simuladas.

Se describen a continuación algunos conceptos básicos relacionados con las galaxias tempranas.

2.1. Perfil superficial

Si bien las galaxias son objetos tridimensionales, lo que se observa en la realidad son imágenes en dos dimensiones de sus proyecciones en el "plano del cielo". Es, por tanto, necesario hablar de la distribución de brillo superficial. En algunos casos, la simetría permite obtener una función unidimensional que describa esta distribución. En el caso de las ETGs, se define como variable de la función el radio equivalente

como $r = a\sqrt{b/a}$, siendo a y b los semiejes mayor y menor, respectivamente, de la elipse que mejor ajusta una isofota dada.

Se propuso como perfil de brillo superficial para las galaxias elípticas al llamado de de Vaucouleurs (1948), con la forma funcional $r^{1/4}$. Sin embargo, los perfiles de estas galaxias requieren una expresión más general (Caon et al. 1993) y actualmente se utiliza la propuesta por Sérsic (1968):

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 \exp\Big(- (r/r_0)^{1/n}\Big) \tag{2.1}$$

En esta Ecuación, Σ_0 es el brillo superficial central, r_0 es un radio de escala y n es el llamado índice de Sérsic (el perfil de de Vaucouleurs (1948) es un caso particular de éste con $n = 4$). Existe una importante relación entre el radio de escala y el radio efectivo R_e, i.e., aquél que engloba la mitad de la luz. Integrando la Ecuación 2.1 en todo el plano puede obtenerse la luminosidad total:

$$L = \int_0^{2\pi} \int_0^{\infty} \Sigma(r) r \mathrm{d}r \mathrm{d}\theta$$

Mediante un cambio de variable:

$$L = 2\pi n \Sigma_0 r_0^2 \Gamma(2n)$$

donde se hace uso de la definición de la función gamma. Si se quiere estimar la luminosidad hasta un cierto radio r se procede de forma análoga:

$$L(r) = \int_0^{2\pi} \int_0^{r} \Sigma(r') r' \mathrm{d}r' \mathrm{d}\theta = 2\pi n \Sigma_0 r_0^2 \gamma\left(2n, \left(\frac{r}{r_0}\right)^{1/n}\right)$$

Aquí, γ es la función gamma incompleta. El radio efectivo es aquél tal que $L(R_e) = \frac{L}{2}$. Por lo tanto, R_e debe verificar que:

$$\gamma\left(2n, \left(\frac{R_e}{r_0}\right)^{1/n}\right) = \frac{\Gamma(2n)}{2} \tag{2.2}$$

Pueden encontrarse aproximaciones a la Ecuación 2.2 en la literatura. Por ejemplo, en Sáiz et al. (2001) se utiliza la conocida fórmula:

$$\frac{R_e}{r_0} = \big(2n - 0{,}324\big)^n$$

Un resultado interesante es que el índice de Sérsic tiende a ser mayor en galaxias más luminosas. Esto puede verse ilustrado, por ejemplo, en los trabajos de D'Onofrio et al. (1994), Bertin et al. (2002), Graham & Guzmán (2003), Ferrarese et al. (2006)

y Kormendy et al. (2009), entre otros. Esto se atribuye a un cambio sistemático en las propiedades intrínsecas de las galaxias con la luminosidad, aunque también se podría explicar con una variación sistemática en la fracción de disco (no observable) en las elípticas. Cappellari (2016) enfatiza que ambos efectos son relevantes a la hora de explicar esta correlación.

2.2. Propiedades estructurales y dinámicas

De acuerdo a su cinemática y su fotometría, las ETGs se pueden dividir en tres clases (ej. Mo et al. 2010):

- Las más brillantes, y por tanto más masivas, con $M_B < -20{,}5$ son sistemas de baja rotación, con isofotas en forma de caja y perfiles de brillo superficial más llanos hacia el centro.

- Las de luminosidad intermedia ($-20{,}5 < M_B < -18$) son más soportadas por rotación. Sus isofotas tienen forma de disco y sus perfiles de brillo superficial son más empinados.

- Las menos luminosas ($M_B > -18$), enanas dEs y dSphs no presentan casi rotación y sus perfiles de brillo superficial son ligeramente exponenciales.

De forma similar, Kormendy (2009) describe una dicotomía muy clara entre elípticas gigantes ($M_V < -21{,}5$) y normales y enanas ($M_V > -21{,}5$), remarcando aún más las características arriba mencionadas. Un resumen de estas ideas se exhibe en la Tabla 2.1. El trabajo recién citado se basa en observaciones de galaxias elípticas del cúmulo de Virgo (Kormendy et al. 2009).

A pesar de estas diferencias, las ETGs cumplen las así llamadas "relaciones de escala" que vinculan distintas propiedades importantes de las galaxias en forma universal.

2.2.1. Relaciones de escala

En su histórico trabajo, Faber & Jackson (1976) exponen una relación entre la luminosidad L y la dispersión de velocidades σ tal que $L \propto \sigma^4$. Sin embargo, el exponente 4 puede variar de acuerdo a la población de galaxias considerada. Esto se ve particularmente separando las galaxias de acuerdo a las propiedades sintetizadas en la Tabla 2.1 tal como lo analizan en Kormendy & Bender (2013). Particularmente, las galaxias elípticas normales o enanas (también llamadas "sin núcleos" por el incremento en la pendiente de brillo superficial en el centro) siguen la relación clásica, mientras que en las gigantes, el exponente es mayor.

Tab. 2.1: Dicotomía de galaxias elípticas (Kormendy 2009).

Gigantes	Normales y enanas
Déficit de luz en el centro.	Exceso de luz en el centro.
Rotación lenta.	Rotación rápida.
Anisotrópicas y triaxiales.	Isotrópicas y oblatas.[1]
Menos achatadas.	Más achatadas.
Isofotas con forma de caja.	Isofotas con forma de disco.
$n_{\text{Sérsic}} > 4$.	$n_{\text{Sérsic}} < 4$.
Estrellas más viejas.	Estrellas más jóvenes.
Ricas en elementos α.	Pobres en elementos α.
Suelen tener fuentes de radio.	Sin fuentes de radio.
Suelen tener gas que emite rayos X.	Sin gas que emite rayos X.

Los autores relacionan este último comportamiento con la formación por medio de fusiones mayores secas [2].

Existe además, como una extensión a la relación de Faber-Jackson, un plano en coordenadas $(\log L, \log \sigma, \log R_e)$ en el cual se ubican las ETGs. Esta nueva relación, llamada Plano Fundamental (PF, Djorgovski & Davis 1987; Dressler et al. 1987), también puede escribirse en función del brillo superficial promedio $\Sigma_e = \frac{L}{2\pi R_e^2}$, obteniéndose:

$$R_e \propto \sigma^\alpha \Sigma_e^\beta \tag{2.3}$$

El PF puede explicarse en base al teorema del virial. El mismo establece un vínculo entre la energía potencial (W) y la cinética (K) en un sistema en equilibrio (ej. Binney & Tremaine 2011):

$$2K + W = 0 \tag{2.4}$$

Se reemplaza $K = \frac{1}{2}M\langle v^2\rangle$, siendo M la masa dinámica[3] del sistema y $\langle v^2\rangle$ el promedio de las velocidades al cuadrado, y $W = -\frac{GM^2}{r_g}$. En esta última expresión, G es la constante de gravitación universal y r_g es el radio gravitatorio. En el caso de una esfera homogénea de radio a, $r_g = \frac{5}{3}a$. Se definen las constantes tales que $k_R = \frac{R_e}{r_g}$ y $k_V = \frac{\sigma}{\sqrt{\langle v^2\rangle}}$ con lo que la Ecuación 2.4 se transforma en:

$$M = \frac{\sigma^2 R_e}{G}\frac{1}{k_V^2 k_R} \tag{2.5}$$

[1] Un elipsoide con semiejes a, b y c en los ejes coordenados x, y y z, respectivamente, con $a = b$ es un elipsoide de revolución con el eje de simetría en el eje z. Cuando $a > c$ el cuerpo es oblato, caso contrario, se lo llama prolato.

[2] Una fusión entre galaxias pobres en gas se denomina fusión seca. En el caso de que las galaxias progenitoras sean ricas en gas se la llama fusión húmeda.

[3] La masa dinámica incluye la masa bariónica y la materia oscura.

La Ecuación 2.5 se llama relación virial. Teniendo en cuenta la definición de brillo superficial promedio, se recupera la relación 2.3:

$$R_e = \frac{1}{2\pi G k_V^2 k_R} \sigma^2 \Sigma_e^{-1} \left(\frac{M}{L}\right)^{-1}$$

Un concepto importante es el de homología. Una definición a grandes rasgos de este concepto es que las galaxias son "copias" a distinta escala, las unas de las otras (ver Novak et al. 2012, para más detalles). Claramente, esto no podría aplicarse a todas las galaxias, sino a grupos particulares. En el caso de sistemas homólogos y si la relación masa-luminosidad M/L es la misma para todas las galaxias elípticas, $\alpha = 2$ y $\beta = -1$ en la Ecuación 2.3. Sin embargo, se observa una desviación respecto de estas predicciones viriales, llamada "inclinación" del PF. Esta inclinación puede apreciarse en numerosos estudios observacionales (ej. Cappellari et al. 2013a).

Se han propuesto diversas explicaciones para esto. La inclinación podría venir de la variación de M/L (Faber et al. 1987). Se observan cambios sistemáticos en las poblaciones de galaxias como el aumento en la edad o la metalicidad con M o σ (ej. Thomas et al. 2005; McDermid et al. 2015). Estos cambios pueden implicar una mayor M/L en función de σ (Prugniel & Simien 1996; Forbes et al. 1998). Otra posible causa es la variación en la fracción de materia oscura que también provoca cambios en la M/L (Renzini & Ciotti 1993; Borriello et al. 2003; Tortora et al. 2012). Por otro lado, los perfiles de brillo superficial también presentan variaciones en función de la luminosidad (en galaxias más luminosas, los perfiles son más concentrados). A una dada masa, un perfil más empinado se asocia a una mayor dispersión de velocidades en las regiones centrales (Ciotti 1991), lo cual también implica una inclinación del PF. Cappellari (2016) enfatiza el hecho de que, si se usa la masa dinámica en vez de la luminosidad sí se cumple la predicción virial, i.e., $M \propto \sigma^2 R_e$.

Es claro que debe existir un vínculo entre masa y tamaño. Cabe aclarar que la relación masa-radio es una proyección del arriba citado plano de masa ($M \propto \sigma^2 R_e$). Esta proyección, junto con el plano $M - \sigma$, es analizada en Cappellari et al. (2013b). En este estudio observacional se concluye que la dispersión de velocidades es el mejor trazador de la relación M/L. Además, afirman que la distribución de ciertas propiedades en el plano masa-radio dependen del crecimiento del bulbo y las fusiones. Recientemente, en Li et al. (2018) se muestran distribuciones de determinadas propiedades galácticas en este plano, las cuales manifiestan diferencias entre galaxias con distinta morfología.

También es importante estudiar cómo varía el radio de una galaxia en función de su masa estelar (o luminosidad). Mosleh et al. (2013) hallan una expresión, previamente empleada por Shen et al. (2003) para LTGs, para distintos grupos de galaxias a $z \sim 0$. Los parámetros de dicha expresión dependen del grupo de galaxias analizado, ya sea dividiendo por morfología, índice de Sérsic, color o formación estelar. Por

su parte, Bernardi et al. (2014) también estudian esta relación de forma independiente arribando a otra expresión que describe el vínculo entre masa estelar y radio. Nuevamente, los parámetros de la misma dependen del tipo de galaxia considerada. Ambos trabajos se basan en el estudio de galaxias cercanas del SDSS.

Una relación de escala fundamental de galaxias espirales es la de Tully-Fisher (Tully & Fisher 1977): $L \propto V^a$, donde L es la luminosidad y V la velocidad circular. Una relación similar se encuentra con la masa estelar y la bariónica. Recientemente y con las crecientes mejoras en la calidad de las técnicas observacionales, se ha comenzado a estudiar esta relación para galaxias tempranas, puesto que, a pesar de las dificultades, es posible detectar discos rotantes de gas atómico en algunas de ellas (Morganti et al. 2006; Oosterloo et al. 2010; Young et al. 2011; Serra et al. 2012; Davis et al. 2013; Alatalo et al. 2013). De esta manera es posible estimar la velocidad circular incluso a grandes radios. En Davis et al. (2011) se prueba que las ETGs suelen ser más tenues que las espirales a una dada velocidad circular.

2.2.2. Parámetros cinemáticos y de forma

Una manera de medir la importancia de la rotación en las ETGs es mediante el cociente V/σ_L siendo V la velocidad de rotación promedio y σ_L la dispersión de velocidades unidimensional a lo largo de la línea de la visual. van de Sande et al. (2018b) argumenta que este parámetro, siendo más fácilmente medible en observaciones, es dinámicamente equivalente al cociente de masa bulbo-total (B/T). Hay autores que se basan en V/σ_L para hacer la clasificación morfológica (e.g. Dubois et al. 2016).

También es posible estimar el parámetro de *spin* λ. El mismo es obtenido en Emsellem et al. (2007), quienes lo consideran basal para dividir a las ETGs de acuerdo a su cinemática en dos grandes grupos: rotadoras rápidas y rotadoras lentas. Estos grupos se diferencian en sus historias de formación y evolución.

Las primeras mediciones de la cinemática de las galaxias elípticas no pudieron realizarse hasta alrededor de 1970 por limitaciones tecnológicas. Es por eso que las galaxias elípticas eran consideradas sistemas oblatos con dispersión de velocidades isotrópicas y achadatas por rotación (Mo et al. 2010). En Bertola & Capaccioli (1975) y Illingworth (1977) se muestra que, para varias galaxias, la velocidad de rotación es más pequeña que la que se obtendría por achatamiento lo cual indica una anisotropía en la dispersión de velocidades. La dicotomía arriba mencionada se relaciona estrechamente con la cinemática (Davies et al. 1983), puesto que las rotadoras rápidas pertenecen al grupo de galaxias normales o enanas con isofotas en forma de disco, mientras que las más brillantes y grandes rotan más lentamente (ver Tabla 2.1) mostrando anisotropía en la dispersión de velocidades.

Como ya fue mencionado, observacionalmente se obtienen imágenes proyectadas de las galaxias. Siendo a y b los semiejes mayor y menor de una elipse, respecti-

vamente, se define la elipticidad como $\varepsilon = 1 - \frac{b}{a}$. Sin embargo, las isofotas de las galaxias elípticas no son elipses perfectas. A grandes rasgos, se identifican dos tipos de isofotas: las que tienen forma de disco con luz extra a lo largo del eje mayor y las que tienen forma de caja que son más luminosas en las "esquinas" de la elipse.

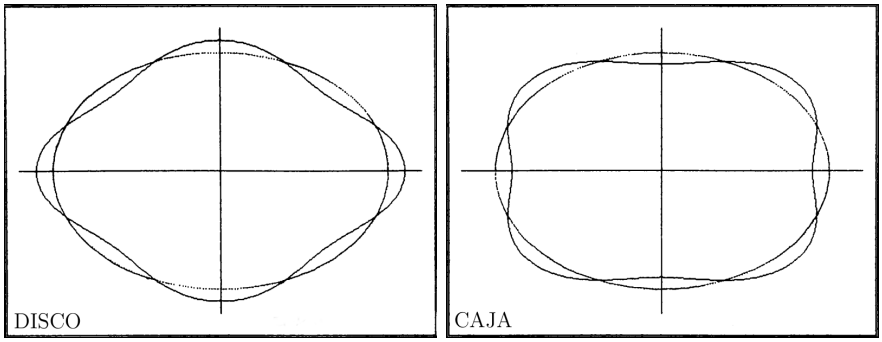

Fig. 2.2: Esquema de dos clases de isofotas: con forma de disco (izquierda) y con forma de caja (derecha). Se incluyen las elipses de mejor ajuste. Imagen modificada de Bender et al. (1988).

En la Figura 2.2 se muestra un esquema de estas isofotas.

Por otro lado, en las simulaciones numéricas sí se dispone de los datos para calcular los parámetros de forma tridimensional. En Tissera et al. (2010) se describe un método para obtener la elipticidad de un sistema triaxial de semiejes $a \geq b \geq c$ mediante los autovectores del tensor de inercia. La elipticidad puede definirse entonces como $\varepsilon = 1 - \frac{b}{a}$. Nótese que con esta definición, una galaxia es oblata si $\varepsilon \sim 0$.

El advenimiento de la espectroscopía de campo integral (IFS por su sigla en inglés) mejoró notablemente la calidad de los estudios observacionales en cuanto a forma y cinemática. Por ejemplo, es posible, gracias a esta técnica, detectar la presencia de discos en cualquier inclinación. Si bien las primeras observaciones de cinemática estelar con IFS datan de las últimas décadas del siglo XX, el auge de esta técnica comenzó en este siglo con el surgimiento del proyecto SAURON (Bacon et al. 2001). Posterior al proyecto SAURON surgió el proyecto ATLAS^{3D} (Cappellari et al. 2011), cuyas observaciones son usadas en el presente trabajo para comparar con datos simulados. El mismo combina IFS con modelos teóricos y permitió clasificar las ETGs en rotadoras regulares y no regulares (Krajnović et al. 2011), además de brindar información sumamente beneficiosa para el estudio de galaxias.

2.3. Propiedades de las poblaciones estelares de las ETGs

Una población estelar se caracteriza por su función de masa inicial (IMF por su sigla en inglés), su historia de formación estelar (SFH por su sigla en inglés) y su

evolución química. Si el sistema es cerrado (no ingresa ni egresa materia del mismo), la última está completamente determinada por las primeras (Mo et al. 2010), aunque éste no es el caso general.

2.3.1. Función de masa inicial

La IMF $\phi(m)$ se define de manera tal que $\phi(m)\mathrm{d}m$ es el número de estrellas nacidas con masa en el rango $m \pm \mathrm{d}m/2$. Distintas normalizaciones de la IMF pueden utilizarse (ej. Mo et al. 2010), por ejemplo:

$$\int_{m_l}^{m_u} m\phi(m)\mathrm{d}m = 1\mathrm{M}_\odot$$

(m_l y m_u son los límites inferior y superior de la masa de las estrellas), o bien,

$$\int_{m_l}^{m_u} \phi(m)\mathrm{d}m = 1$$

En este último caso, $\int_{m_l}^{m_u} m\phi(m)\mathrm{d}m$ es igual al valor medio de las masas estelares que se forman.

El destino final de una estrella depende de su masa. Conocer la distribución de la masa estelar es de suma importancia para investigar la evolución, el brillo superficial y el enriquecimiento químico de las galaxias.

Para estimar la IMF observacionalmente, se requiere de una gran resolución, a nivel estelar. En consecuencia, se utiliza la Vía Láctea para estudiarlas. En principio podría haber variaciones de esta función dentro de una misma galaxia. Sin embargo, las observaciones sugieren que ausumir una IMF uniforme es una buena aproximación (Mo et al. 2010). Se supone válida esta uniformidad también en otras galaxias, en la práctica. Más aún, se supone una misma IMF universal.

Se han propuesto IMF con distintas formas, como puede encontrarse en la literatura. Una primera aproximación es la de Salpeter (Salpeter 1955):

$$\phi(m) \propto m^{-b} \tag{2.6}$$

donde se estima que $b = 2{,}35$.

Kroupa (2002) sugiere que el exponente de la Ecuación 2.6 debe variar de acuerdo a la masa. Por su parte, Chabrier (2003, 2005) plantea una forma que no sigue la ley de potencias para todo el rango de masas:

$$\xi(m) \propto \begin{cases} m^{-1{,}35} & m > 1\mathrm{M}_\odot \\ \exp\Big(-\log\big(m/(0{,}2\mathrm{M}_\odot)\big)/0{,}6\Big) & m < 1\mathrm{M}_\odot \end{cases} \tag{2.7}$$

siendo $\xi(m)\mathrm{d}\log m = \phi(m)\mathrm{d}m$.

Otras expresiones para la IMF han sido propuestas (Miller & Scalo 1979; Scalo 1986) y la búsqueda de aquélla que mejor represente las observaciones seguiría motivando nuevas investigaciones en el área.

2.3.2. Historia de formación estelar y colores

La SFR, definida como la masa total de estrellas formadas por unidad de tiempo, cuantifica la distribución de masa recién formada en el tiempo presente. La historia de formación estelar, en conjunto con la IMF permite estimar la distribución de la masa estelar de acuerdo a la edad de las poblaciones estelares.

Al enfriarse el gas presente en un halo galáctico, el mismo pierde presión y cae hacia el centro de un pozo de potencial gravitatorio aumentando su densidad. Cuando la densidad es mayor a la de la materia oscura en el centro del halo, el gas se vuelve autogravitante y colapsa. La masa y la densidad del gas en un halo galáctico son de $\sim 10^{11}$ $M_\odot$ y $\sim 10^{-24}$ gr cm^{-3} respectivamente, mientras que estos mismas cantidades para una estrella típica son de ~ 1 $M_\odot$ y ~ 1 gr cm^{-3} (Mo et al. 2010). Por lo tanto, entender los procesos de formación estelar conlleva la descripción de la física en varios órdenes de magnitud y es aún un desafío para la astronomía.

Generalmente, las ETGs presentan colores rojizos indicando que las poblaciones estelares son en su mayoría viejas, aunque, como se menciona en la Introducción también tienen estrellas jóvenes y por tanto más azuladas. La fracción de estrellas azules decrece con la masa y disminuye en ambientes más densos (Schawinski et al. 2009a; Kannappan et al. 2009; Thomas et al. 2010; McIntosh et al. 2014; Schawinski et al. 2014; Vulcani et al. 2015; Lacerna et al. 2016). El hecho de que las galaxias más brillantes suelen ser más rojas fue reportado previamente por Sandage & Visvanathan (1978). Se observan también gradientes de color, puesto que el centro de las ETGs, donde se ubica el bulbo, es más viejo y por tanto más rojo. Peletier et al. (1990) obtiene un gradiente de $\Delta(B-R)/\Delta r = -0{,}09 \pm 0{,}02$ mag.

2.3.3. Metalicidad y evolución química

Durante su evolución, las galaxias cambian su composición química. Las estrellas sintetizan elementos químicos, los cuales son eyectados al medio interestelar en diferentes estadios de la evolución estelar, dependiendo de la masa de la estella progenitora. Las nuevas poblaciones estelares heredan las abundancias químicas del medio interestelar. Estudiar las historias químicas de las galaxias es también entender las historias de ensamblaje de las mismas mediante el análisis de edades de las poblaciones estelares.

Las explosiones de SN son cruciales para determinar las abundancias químicas de las galaxias. Distintos tipos de SN eyectan diferentes elementos al medio interestelar;

particularmente y a grandes rasgos las SN de tipo II (SNII) sintetizan preferentemente elementos α[4], mientras que las SNIa generan mayores cantidades de hierro. Las estrellas binarias que dan origen a estas últimas tienen un tiempo de vida de entre 0.1 y 1 Gyr, mientras que las estrellas masivas causantes de las SNII viven alrededor de un $10^6 - 10^7$ yr. Las diferencias en los tiempos de evolución produce la eyección diferencial de elementos químicos.

[4] Un elemento es llamado elemento α si puede ser formado a partir de agregar núcleos de ^{4}He (partículas α) al ^{12}C. Los mismos incluyen ^{16}O, ^{20}Ne, ^{24}Mg, ^{28}Si, ^{32}S, ^{36}Ar y ^{40}Ca.

3. GALAXIAS ELÍPTICAS DE CAMPO EN UN UNIVERSO Λ-CDM

Entender la formación y evolución de las ETGs en el contexto del modelo jerárquico es un tema aún abierto, especialmente en regiones de baja densidad. En este capítulo se estudian las principales propiedades de una muestra de 18 SDGs de campo seleccionadas de una simulación cosmológica realizada en concordancia con un universo Λ-CDM. Este primer estudio se focaliza, principalmente, en las relaciones de escala, en las propiedades de las poblaciones estelares y sus historias de ensamblaje.

Si bien las ETGs son mayormente rojas y pasivas, existe una fracción de las mismas que son azules y presentan formación estelar activa. Kaviraj et al. (2007) estudian los colores UV de ~ 2100 galaxias del SDSS y encuentran que al menos un 30 % es consistente con tener formación estelar reciente. Estos autores encuentran ETGs con un $1 - 3\,\%$ de su masa estelar con edad menor a 1 Gyr a $z < 0{,}11$. El origen de esta población estelar joven es aún motivo de investigación y debate. Para explicar la existencia de un remanente de gas en estas galaxias que puede potencialmente alimentar la formación de estrellas, se proponen distintos mecanismos físicos como interacciones entre galaxias o evolución secular. Recientemente, Lacerna et al. (2016) han trabajado sobre las propiedades fotométricas, estructurales y de formación estelar de una muestra de galaxias puramente elípticas aisladas del catálogo UNAM-KIAS (Hernández-Toledo et al. 2010) comparándolas con galaxias que habitan en cúmulos. En ese trabajo se reporta que la fracción de galaxias azules con actividad de formación estelar es ligeramente menor en cúmulos (ver también Schawinski et al. 2009b; Kannappan et al. 2009; Thomas et al. 2010; McIntosh et al. 2014; Schawinski et al. 2014). A pesar de que esta fracción aumenta a bajas masas, nunca es tan alta como la predicha en modelos semi-analíticos Λ-CDM (Kauffmann 1996; Niemi et al. 2010).

Por otro lado, es bien conocido el hecho de que las ETGs siguen relaciones de escala como la relación de FJ (Faber & Jackson 1976), el PF (Faber et al. 1987; Dressler et al. 1987; Djorgovski & Davis 1987) y la relación entre la masa-tamaño. Recientemente, ha comenzado a estudiarse la relación de TF (Tully & Fisher 1977) extendiendo los resultados para galaxias espirales a ETGs (ej. Rawle et al. 2013; Jaffé et al. 2014; den Heijer et al. 2015).

Un aspecto importante para entender la evolución de las galaxias es el análisis de las historias de ensamblaje o historias de crecimiento arqueológico de la masa estelar (MGHs por su sigla en inglés). Mediante las MGHs se describe en forma cuantitativa el ensamblaje individual o colectivo de las galaxias obteniéndose información relevante acerca de la evolución de las mismas. Las MGHs se calculan

arqueológicamente, i.e., con las edades a corrimiento al rojo cero ($z = 0$). Ibarra-Medel et al. (2016) estudian estas historias calculadas para galaxias de catálogos de MaNGA/SDSS-IV (Bundy et al. 2015) mediante el método de registro fósil. En ese trabajo reportan un crecimiento promedio de adentro hacia afuera siendo las galaxias masivas las que ensamblan sus estrellas más temprano. En esta tesis, se explora si las SDGs simuladas son consistentes con estas observaciones.

Este Capítulo de organiza de la siguiente manera. La Sección 3.1 presenta las características principales de la simulación a analizar. En la Seccion 3.2 se caracterizan las galaxias simuladas describiendo la descomposición morfológica y los perfiles de brillo superficial de las galaxias seleccionadas. Los principales resultados y su contrastación con las observaciones se presentan en las Secciones 3.3, 3.4 y 3.5. Finalmente, se resume y concluye en la Sección 3.6.

Los resultados presentados en este capítulo fueron publicados en Rosito et al. (2018a).

3.1. Simulación numérica

Para esta primera parte del trabajo se utiliza la simulación cosmológica S230D del proyecto Fénix analizada previamente por Pedrosa & Tissera (2015). La misma es consistente con un universo Λ-CDM con parámetros cosmológicos $\Omega_m = 0{,}3$, $\Omega_\Lambda = 0{,}7$ y $\Omega_b = 0{,}04$. El parámetro de Hubble es $H_0 = 100\ h$ km s^{-1} Mpc^{-1} siendo $h = 0{,}7$ y la normalización del espectro de potencias es $\sigma_8 = 0{,}9$. El tamaño de la caja simulada es de 14 Mpc de lado. Como condición inicial se tiene un total de 2×230^3 partículas con resolución de $5{,}9 \times 10^6\ h^{-1}\mathrm{M}_\odot$ y $9{,}1 \times 10^5\ h^{-1}\mathrm{M}_\odot$ para la partícula de materia oscura y la partícula de gas inicial, respectivamente. El parámetro de ablandamiento (*softening*) gravitacional máximo es de 0,5 h^{-1} kpc.

Las condiciones iniciales fueron elegidas de tal manera de evitar la presencia de halos masivos (las masas viriales son menores a $\sim 10^{13}$ $\mathrm{M}_\odot$). Fue necesario verificar que el hecho de simular un volumen pequeño no afectara la descripción del crecimiento de los halos. De Rossi et al. (2013) compara las historias de crecimiento de masa de los halos de una simulación similar a la utilizada en este trabajo con las estimadas por Fakhouri & Ma (2010) para los halos de la simulación Millenium. De esta comparación se concluye que el crecimiento de los halos está bien descripto en el rango de masas en consideración.

La simulación se ejecuta con el código P-GADGET-3, cuya estructura numérica utiliza las técnicas de Árbol-Partícula-Malla (TreePM por su sigla en inglés) y de Hidrodinámica de Partículas Suavizadas (SPH por su sigla en inglés) para integrar las ecuaciones de campo gravitatorio y las hidrodinámicas, respectivamente. El mismo es una versión actualizada de GADGET-2 (Springel & Hernquist 2003; Springel 2005) y está optimizado para simulaciones paralelas de sistemas altamen-

te inhomogéneos. Las física subyacente a las simulaciones incluye tratamientos por enfriamiento radiativo dependiente de la metalicidad, formación estelar estocástica y retroalimentación por SN energética y química (Scannapieco et al. 2005, 2006). El modelo de retroalimentación por SN produce vientos galácticos sin introducir parámetros dependientes de la masa. Consecuentemente, los vientos se adaptan a las características de los pozos de potencial de las galaxias. Se tiene en cuenta además un modelo multifase para el medio interestelar que permite la coexistencia de una fase de gas caliente y difusa y otra fría y densa (Scannapieco et al. 2006, 2008). Las estrellas se forman en nubes de gas densas y frías. Algunas de ellas terminan su vida como SNs inyectando energía y elementos químicos al medio interestelar. Cada evento de SN libera 7×10^{50} erg que se distribuyen en forma equitativa entre la fase fría y caliente (aplicando la función de suavizado de SPH como peso, Mosconi et al. 2001). Se asume una IMF de Salpeter (Salpeter 1955). Esta simulación no incluye efectos de retroalimentación por AGN. En trabajos previos se muestra que la retroalimentación por AGN tiene un rol importante en la evolución de galaxias de masas viriales mayores a $\sim 10^{12}$ $M_\odot$ (ver, por ejemplo Somerville & Davé 2015; Rosas-Guevara et al. 2016). Las galaxias aquí estudiadas tienen masas viriales de entre $10^{11,2}$ y $10^{12,3}$ $M_\odot$. Recientemente, sin embargo, Argudo-Fernández et al. (2018) sostienen haber hallado algunas evidencias del efecto de retroalimentación por AGN en galaxias menos masivas.

El código de estas simulaciones usa el modelo de evolución química desarrollado por Mosconi et al. (2001) y adaptado a GADGET-3 por Scannapieco et al. (2005). El modelo considera el enriquecimiento por SNII y SNIa adoptando las prescripciones de Woosley & Weaver (1995) e Iwamoto et al. (1999), respectivamente. Una descripción más detallada de los modelos de retroalimentación puede hallarse en Scannapieco et al. (2008). Se enfatiza que el esquema de retroalimentación de SN no incluye parámetros que dependan de las propiedades globales de la galaxia, como por ejemplo, la masa total o el tamaño. Pedrosa & Tissera (2015) analizan esta misma simulación, la cual tiene un umbral de densidad del gas para la formación estelar y una energía liberada por evento de SN que reproducen muy bien las tendencias observacionales. Estas tendencias incluyen el contenido de momento angular (Pedrosa & Tissera 2015), los gradientes de metalicidad de las componentes discoidal (Tissera et al. 2016a, 2017) y las abundancias químicas en el medio circumgaláctico (Machado et al. 2018).

Los elementos químicos sintetizados se distribuyen en la fase fría y caliente (80 % y 20 % respectivamente). Estos valores fueron ajustados para dar una mejor descripción de los gradientes de metalicidad de las poblaciones estelares y de la fase gaseosa de las componentes de disco de las galaxias (Tissera et al. 2016a,b) y el medio circumgaláctico (Machado et al. 2018).

Los tiempos de las SNIa son elegidos aleatoriamente en el rango [0.1,1] Gyr de

manera de reproducir las tendencias químicas medias (Jiménez et al. 2015).

3.2. Caracterización de las galaxias simuladas

Se utilizó el catálogo construido por Pedrosa & Tissera (2015), quienes aplicaron un algoritmo de *Friends-of-Friends* para identificar estructuras virializadas a $z = 0$, y el código SUBFIND (Springel et al. 2001) para hallar las subestructuras correspondientes. Este catálogo consiste en 317 galaxias de las cuales se seleccionaron, para obtener una mejor resolución, aquéllas con más de 10 000 partículas bariónicas dentro del $R_{\rm opt}$ [1] De esta manera, se obtiene una muestra de 39 galaxias con masas estelares en el rango $[0{,}21 - 11{,}6] \times 10^{10}\mathrm{M}_\odot$ estimadas dentro del $R_{\rm opt}$.

En primer lugar, se verifica que estas galaxias están efectivamente aisladas, identificando sus vecinos a distancias menores a 1,5 veces el radio virial con una masa estelar mínima de 4×10^8 $\mathrm{M}_\odot$. El máximo cociente entre las masas estelares de cada galaxia vecina con la central es de $\sim 0{,}2$. Por tanto, las galaxias centrales simuladas no tienen compañeras masivas y son, en consecuencia, clasificadas como galaxias de campo. Los satélites no son estudiados en este trabajo. De todos modos, hay sólo tres satélites que cumplen con la condición de tener más de 10 000 partículas bariónicas, que claramente no representan un aumento significativo en la estadística.

3.2.1. Descomposición morfológica

Para clasificar morfológicamente las galaxias de la muestra anterior se lleva a cabo una descomposición dinámica, mediante el método descripto en Tissera et al. (2012). Se calcula el parámetro $\epsilon = J_z/J_{z,max}(E)$ para cada partícula estelar, donde J_z es la componente del momento angular en dirección del momento angular total y $J_{z,max}(E)$ es el máximo J_z sobre todas las partículas a una dada energía de ligadura (E). El criterio adoptado es que todas las partículas con $\epsilon > 0{,}5$ están asociadas con la componente discoidal, y el resto con el esferoide. Para distinguir entre el bulbo (también llamado esferoide) y el halo estelar, se considera la energía de ligadura de la partícula de manera tal que las más ligadas se adscriben al bulbo. Se asume como umbral la energía mínima de las partículas a una distancia galactocéntrica igual a la mitad del $R_{\rm opt}$ (Tissera et al. 2012).

Para cada galaxia se estima el cociente entre la masa del bulbo y la masa total de la galaxia (B/T). La masa total se calcula como la suma de la masa del disco más la del bulbo dentro del $R_{\rm opt}$. Para poder clasificar morfológicamente los sistemas en SDGs y DDGs, se adopta un umbral $B/T = 0{,}5$. En la Figura 3.1 se muestra un histograma de los valores de B/T de las 39 galaxias en la muestra.

[1] El radio óptico, $R_{\rm opt}$ se define como aquél que engloba el $\sim 80\,\%$ de la masa bariónica (gas y estrellas) de una galaxia (Tissera 2000). Esta definición permite determinar un radio característico adaptado al tamaño y a la distribución de la masa de cada galaxia.

Aquellas con $B/T > 0{,}5$ (SDGs) son el objeto de estudio en este Capítulo. Las DDGs de esta simulación fueron analizadas en trabajos previos (Pedrosa & Tissera 2015; Tissera et al. 2015; Tissera et al. 2016a). Se puede apreciar en la figura que todas las SDGs tienen una componente no despreciable de disco y, por tanto, no hay elípticas puras en esta simulación. Este hecho es de suma importancia para interpretar la comparación con las observaciones, en especial en la Sección 3.4.

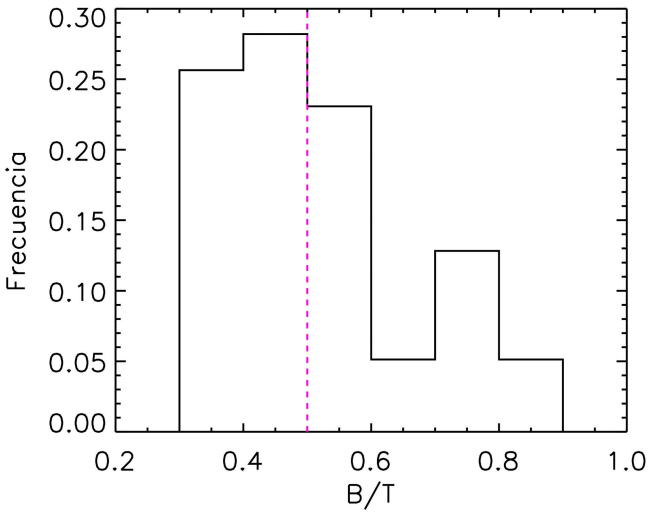

Fig. 3.1: Distribución de los cocientes B/T para las 39 galaxias seleccionadas. Sólo aquellas con $B/T > 0{,}5$ (línea magenta discontinua) son clasificadas como SDGs y estudiadas en detalle.

Luego de esta selección morfológica, se obtiene una muestra final de 18 SDGs con masas estelares en el rango $[0{,}27 - 6{,}33] \times 10^{10}\mathrm{M}_{\odot}$, valores menores a la masa de la Vía Láctea. La Tabla A.1 resume las propiedades de estas galaxias. Aunque esta muestra es pequeña, en este trabajo se lleva a cabo un análisis detallado de las propiedades astrofísicas que contribuyen a la comprensión de las complejas historias de formación de estas galaxias.

3.2.2. Densidades de masa superficial del esferoide y del disco

Para las componentes de esferoide y disco se calcularon las densidades superficiales de masa estelar proyectadas (en el plano xy siendo z la dirección del momento angular total). Se ajusta un perfil de Sérsic (Sérsic 1968) a las distribuciones de densidad proyectadas con las partículas de bulbo, obteniendo sus parámetros: Σ_0, densidad superficial central, R_b radio de escala del bulbo, y n llamado índice de

Sérsic:

$$\Sigma(R) = \Sigma_0 \exp\big(- (R/R_b)^{1/n}\big) \tag{3.1}$$

Se adopta una relación masa-luminosidad (M/L) igual a 1 por simplicidad. Este cociente es cercano a las observaciones en las bandas infrarrojas. En el caso particular $n = 1$, se recupera en la Ecuación 3.1, el conocido perfil exponencial que fue ajustado a las densidades superficiales de la componente de disco. En este último caso se denota el radio de escala como R_d. El mismo juega el papel de R_b en la Ecuación 3.1 pero cambia la nomenclatura al referirse al radio de escala de componente discoidal.

Para la componente esferoidal, los perfiles de densidad superficial son ajustados en el rango radial definido por el parámetro de ablandamiento gravitacional y el radio que engloba el 90 % de la masa de cada bulbo. Por otro lado, para el disco, el ajuste se realiza entre este último radio y el $R_{\rm opt}$.

En la Figura 3.2 se muestran las imágenes sintéticas de las 18 SDGs (paneles izquierdos), las distribuciones de ϵ (paneles del medio) y las densidades superficiales proyectadas (paneles derechos) para el bulbo (diamantes rojos) y el disco (diamantes azules) y sus correspondientes ajustes (líneas roja y azul). Se incluyeron además los perfiles de densidad superficial proyectada para las partículas soportadas por rotación que coexisten con el esferoide (diamantes magenta en los paneles derechos). Como puede verse, estas partículas presentan diferentes comportamientos: algunas SDGs poseen discos que continúan exponencialmente a la región central (ej. SDG 897), mientras otros siguen perfiles internos más planos (ej. SDG 925) o cambian sus perfiles para fusionarse con los del bulbo (ej. SDG 790). Como ya fue mencionado, todas las SDGs tienen una componente de disco, con distintos grados de importancia. En los paneles izquierdos de esta figura también se incluye el radio de observabilidad definido como el radio límite en el cual el brillo superficial integrado en la banda r es más débil que 23 mag arcsec^{-2}. Véase el Apéndice A para los detalles acerca del cálculo de las imágenes sintéticas de las galaxias simuladas y sus radios de observabilidad. Puede apreciarse que en todos los casos, la componente de disco está por debajo del umbral de observabilidad. Esto también puede verse en los paneles derechos de la Figura 3.2 donde las líneas horizontales discontinuas indican la densidad superficial estelar en los radios de observabilidad correspodientes a cada galaxia. Por tanto, la mayoría de los discos externos de las galaxias simuladas no podrían ser observados en las imágenes del SDSS.

En particular, SDG 288 tiene brazos espirales. De acuerdo a la clasificación morfológica de Sandage (1961) esta galaxia no podría ser una ETG. Sin embargo, de acuerdo al cociente B/T (0.74 en este caso), la componente de disco representa una fracción pequeña de la masa estelar total (i.e., el disco es un sistema rotante extendido y tenue).

Como ya fue mencionado, los discos internos que coexisten con los esferoides

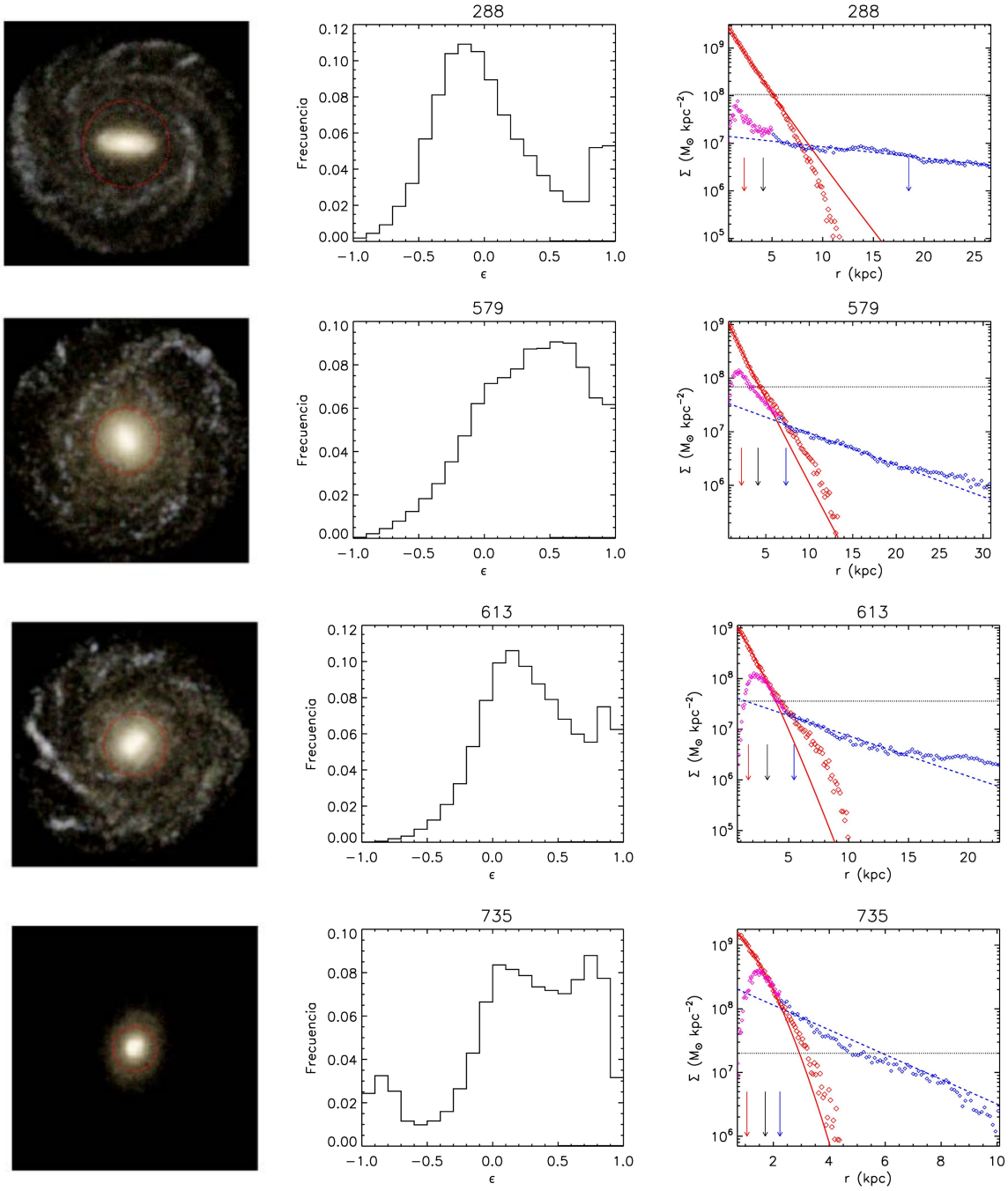

Fig. 3.2: Paneles izquierdos: Imágenes sintéticas de las 18 SDGs obtenidas con el código SKIRT (Baes et al. 2005) con una caja de 30 kpc de lado (cortesía de Lucas Bignone). Los círculos rojos representan el radio límite de observabilidad SDSS. Paneles medios: Distribuciones de ϵ de las partículas estelares dentro del $R_{\rm opt}$. Paneles derechos: Perfiles de densidad de masa estelar superficial proyectada para los esferoides (diamantes rojos) y los discos (diamantes azules). Se incluyen los mejores ajustes del perfil de Sérsic y del perfil exponencial para la componente de bulbo (líneas rojas) y de disco (líneas azules discontinuas). Se señalan con flechas rojas, negras y azules los radios $R_{\rm e,b}$, $R_{\rm mm}$ y R_d, respectivamente (ver Tabla A.1). También se incluyen los valores de brillo superficial en el radio límite donde la galaxia podría ser detectada en el SDSS (líneas negras punteada). Se muestran estas relaciones hasta el $R_{\rm opt}$. Las filas están ordenadas por masa estelar descendiente. Los IDs de las galaxias se indican sobre los paneles medio y derecho.

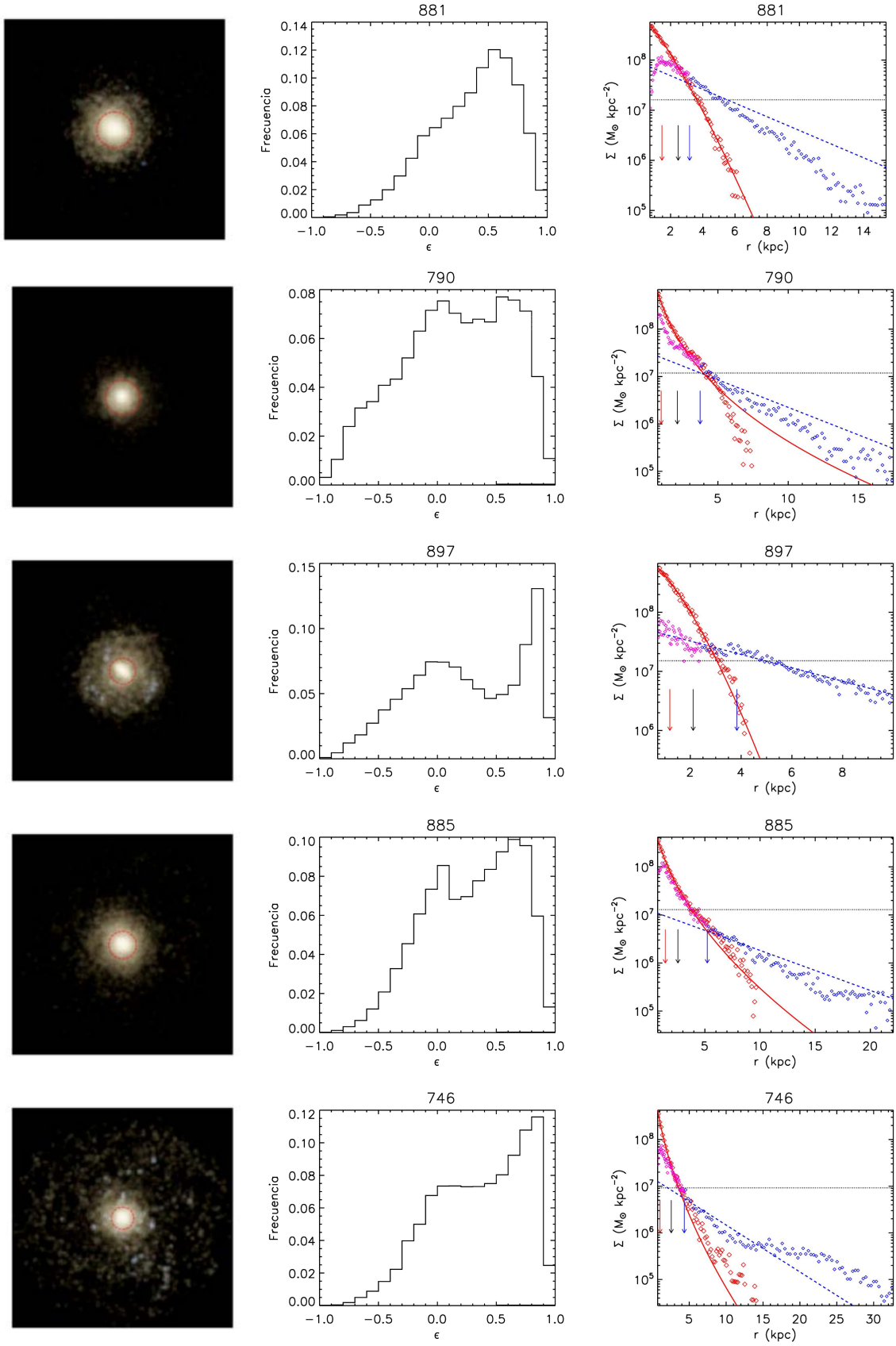

Fig. 3.2: (continuación)

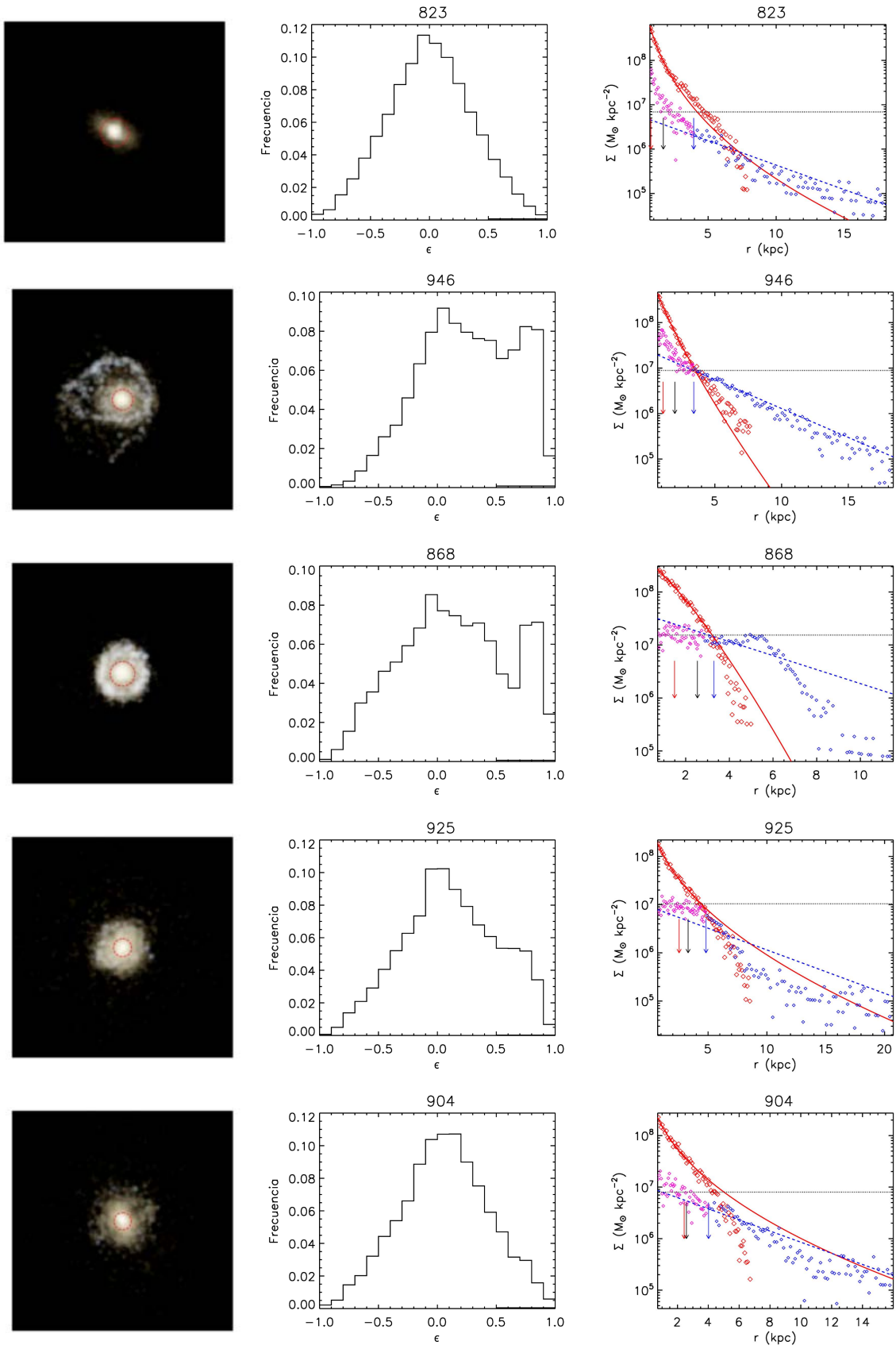

Fig. 3.2: (continuación)

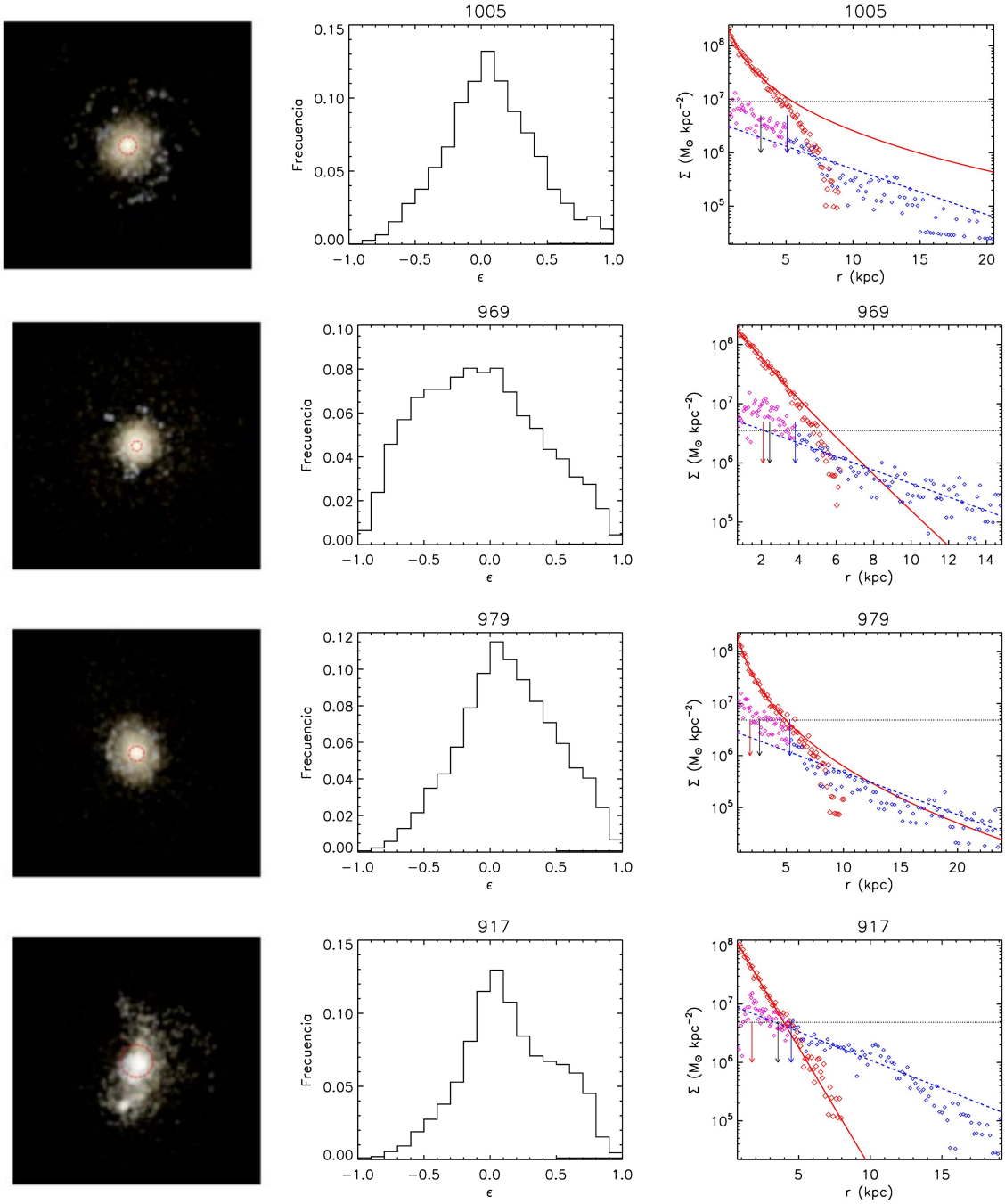

Fig. 3.2: (continuación)

tienen perfiles de densidad superficial con diferentes comportamientos. Algunos de ellos siguen el perfil exponencial del disco determinando un único perfil, mientras que otros cambian su pendiente, ya sea siguiendo el perfil del bulbo o una tendencia más plana. Se detectaron 3 de las 18 SDGs con discos cuyas densidades superficiales siguen la de su esferoide. Estos esferoides tienen un $n \sim 2-3$.

Para cuantificar la importancia relativa de los discos internos con respecto a la componente esferoidal, se calcula el cociente ($F_{\rm rot}$) entre las masas de estrellas con $\epsilon > 0{,}5$ y energías de ligadura suficientemente bajas (es decir, las más negativas) para ser parte de la componente de bulbo y la masa del bulbo. Esta fracción es una medida de la componente rotante embebida dentro del esferoide. Como puede verse en la Figura 3.3 existe una fuerte anticorrelación entre $F_{\rm rot}$ y el cociente B/T con un coeficiente de Spearman de -0.77 ($p = 0{,}0002$). Puede notarse que la dispersión en esta relación es significativa, especialmente en las SDGs con $B/T \sim 0{,}5-0{,}6$ en las que $F_{\rm rot}$ puede variar entre $\sim 0{,}2$ y $\sim 0{,}5$.

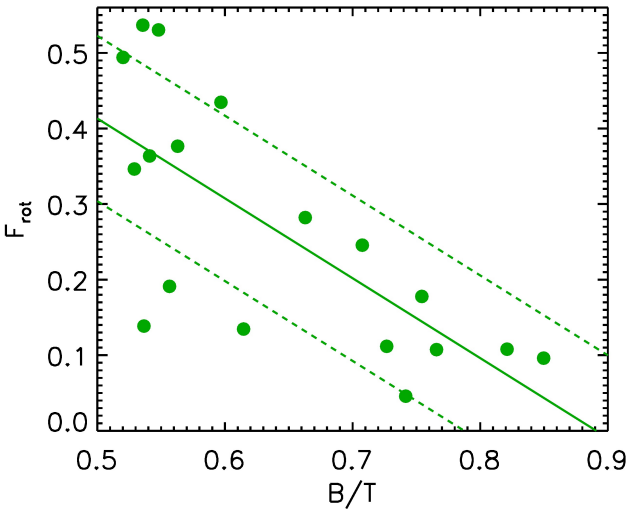

Fig. 3.3: Fracción de masa estelar de los discos convivientes con las componentes esferoidales en función del cociente B/T. Se incluye una regresión lineal (línea verde) junto con su dispersión de 1σ (líneas verdes discontinuas).

Las significativas variaciones de las morfologías y la coexistencia bulbo-disco son el resultado de distintas historias de formación.

3.2.3. Índice de Sérsic del esferoide vs B/T

En la Figura 3.4 se muestra una correlación entre el cociente B/T y el índice de Sérsic obtenido del ajuste mencionado en la Figura 3.2. El coeficiente de correlación de Spearman de la misma es de 0.63 ($p = 0{,}01$) implicando una tendencia significati-

va estadísticamente, aunque con una gran dispersión. Se obtiene una regresión lineal con pendiente de $5{,}72 \pm 1{,}89$ y una ordenada al origen de $-1{,}99 \pm 1{,}13$. Los errores se calculan por un método de *bootstrap*. El rango de los B/T simulados se asocia a galaxias elípticas y lenticulares (S0). Por otro lado, nótese que si la componente de disco interno ($F_{\rm rot}$, Figura 3.3) fuese asignada al esferoide (como probablemente se haga en descomposiciones fotométricas), los cocientes B/T serían mayores que en los mostrados en las Figuras 3.1 y 3.3. Los valores de los cocientes B/T en este caso variarían entre 0.61 y 0.93, con un valor medio de 0.80.

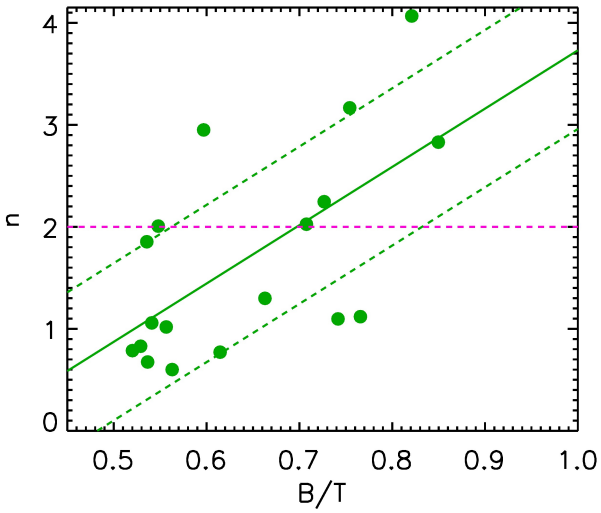

Fig. 3.4: Índice de Sérsic del esferoide en función del cociente B/T. Las líneas verdes continua y discontinua representan la regresión lineal y su dispersión de 1σ. La línea magenta ($n = 2$) marca el límite entre bulbos clásicos y pseudo-bulbos.

El índice de Sérsic n también se usa para distinguir entre bulbos clásicos y pseudo-bulbos siendo $n \sim 2$ el valor sugerido para separarlos (ej. Fisher & Drory 2008; Combes 2009; Tonini et al. 2016). Muchas otras propiedades como el color, la tasa de formación estelar específica (sSFR=SFR/M_*, sSFR por su sigla en inglés), grado de soporte rotacional y cinemática también cambian entre estos dos tipos de bulbo (ver Kormendy 2016), siendo los pseudo-bulbos más azules y con mayor actividad de formación estelar. En la Figura 3.4 puede notarse que más de la mitad de las SDGs tienen $n \leq 2$. Este hecho y la presencia de un disco dentro del esferoide sugieren que los bulbos simulados están compuestos de sistemas estelares formados por la acción de distintos canales de formación como fusiones, interacciones o inestabilidades locales que podrían asociarse a la acción de la evolución secular (De Lucia et al. 2010; Zavala et al. 2012b; Perez et al. 2013; Tissera et al. 2017). Los discos

intermedios y extendidos pudieron crecer puesto que estas SDGs habitan regiones de baja densidad. En ambientes más densos, el crecimiento o supervivencia de estos discos podría ser suprimido por un mayor impacto de mecanismos de barrido por presión cinética o estrangulación.

3.3. Relaciones de escala

En esta sección se analizan la relación masa estelar-radio, el PF, las relaciones de FJ y TF y el vínculo entre la fracción de materia oscura y la masa estelar. Esto es de gran importancia pues ninguna de estas relaciones ha sido utilizada para fijar los parámetros de la física de esta simulación y, en consecuencia, el grado de acuerdo (o desacuerdo) con las observaciones puede proveer indicios para mejorar los modelos. En todas las figuras de esta sección, las galaxias simuladas son coloreadas de acuerdo a su cociente B/T. Sin embargo, las relaciones globales son calculadas con toda la muestra con el fin de obtener mejores estimaciones estadísticas.

Como las galaxias simuladas están dinámicamente dominadas por dispersión de velocidades, se recurre a las muestras observacionales de ETGs del proyecto ATLAS^{3D} (Cappellari et al. 2011, 2013a), el cual consiste en el estudio de 260 galaxias a bajo corrimiento al rojo ($D < 42$ Mpc), y también a las ETGs con discos de H_I identificadas de este mismo catálogo por den Heijer et al. (2015). La presencia de estos discos permite medir con precisión las velocidades de rotación. Se excluyen para este análisis las galaxias de ATLAS^{3D} pertenecientes al cúmulo de Virgo puesto que las SDGs analizadas son de campo. Esta submuestra es la que se usa para comparar con las tendencias simuladas cuando corresponda.

3.3.1. Relación masa estelar-radio

Una de las relaciones de escala fundamentales es la relación masa estelar-radio (ej. Mosleh et al. 2013; Bernardi et al. 2014). Para comprobar si las SDGs estudiadas siguen la tendencia observada, se define en primer lugar el radio mitad de masa estelar, $R_{\rm mm}$, cuyo valor se puede calcular directamente de los datos de la simulación. Observacionalmente, este radio suele estimarse de un perfil de brillo superficial en el infrarrojo, donde M/L es cercano a 1, hasta cierta apertura o ajustando una ley al perfil y extrapolando esta ley para obtener la luminosidad total de la galaxia. Aplicando un proceso similar se define el $R_{\rm e}$. Para una mejor comparación con las observaciones, se usan en este trabajo los perfiles de Sérsic ajustados a la densidad superficial total obtenida mediante la combinación del disco y el bulbo dentro del $R_{\rm opt}$. De esta manera se calcula el $R_{\rm e}$ aplicando la conocida fórmula (ej. Sáiz et al.

2001):

$$\frac{R_{\rm e}}{R_0} = (2n_{\rm tot} - 0{,}324)^{n_{\rm tot}} \tag{3.2}$$

que vincula las longitudes de escala y el índice de Sérsic. R_0 es el radio de escala y $n_{\rm tot}$ el parámetro de Sérsic del perfil ajustado como se mencionó anteriormente.

Para comparar con las observaciones, se usaron los resultados reportados por Mosleh et al. (2013) y Bernardi et al. (2014) para ETGs. Mosleh et al. (2013) adopta la forma funcional para relacionar la masa estelar, M_*, y el tamaño para galaxias espirales dada por Shen et al. (2003) extendiéndola para ETGs:

$$\bar{R}_{\rm e}({\rm kpc}) = \gamma \left(\frac{M_*}{{\rm M}_\odot}\right)^{\alpha} \left(1 + \frac{M_*}{M_0}\right)^{\beta-\alpha} \tag{3.3}$$

siendo $\bar{R}_{\rm e}$ la mediana de la distribución log-normal de los $R_{\rm e}$ (en kpc) en intervalos de masa estelar. Mosleh et al. (2013) estudian una muestra seleccionada del Max-Planck-Institute for Astrophysics (MPA)-Johns Hopkins Univeristy SDSS (Kauffmann et al. 2003; Salim et al. 2007). Los parámetros ajustados (α, β, γ, M_0) varían con la morfología, el color o la sSFR. Se toman, por tanto, los correspondientes a las ETGs (tabla 1 en Mosleh et al. 2013).

Por su parte, Bernardi et al. (2014) también hallan que la relación masa estelar-radio depende de la morfología usando el SDSS DR7. Calcularon el $R_{\rm e}$ de diferentes ajustes a los perfiles de brillo superficial obteniendo:

$$\log R_{\rm e}({\rm kpc}) = p_0 + p_1(\log M_* - 0{,}24) + p_2(\log M_* - 0{,}24)^2 \tag{3.4}$$

Se toma el caso de un perfil de Sérsic simple para ETGs (tabla 4 de ese trabajo). Fue necesario aplicar una corrección a las estimaciones de masa estelar para incorporar el hecho de que en las simulaciones se adopta la IMF de Salpeter (Salpeter 1955) mientras que los datos observados fueron estimados con la IMF de Chabrier (Chabrier 2003).

Finalmente, se comparan las tendencias observacionales usando la submuestra de ETGs de ATLAS$^{\rm 3D}$ mencionada anteriormente. Las masas estelares observadas son calculadas con la luminosidad dada en la tabla 1 de Cappellari et al. (2013a), usando la relación masa-luminosidad (M/L) en la banda r de la tabla 1 de Cappellari et al. (2013b), para una IMF de Salpeter.

En la Figura 3.5 se exhibe la comparación entre las SDGs simuladas y las estimaciones observacionales ya descriptas. Como puede apreciarse, los $R_{\rm e}$ de las SDGs presentan un acuerdo razonable con las observaciones mientras que los $R_{\rm mm}$ son ligeramente mayores, $\sim 0{,}2$ dex, especialmente a bajas masas. Es posible que este

último radio característico de las SDGs tenga mayores valores que los observados debido a la presencia de un disco extendido en todas las galaxias simuladas.

Por lo tanto, globalmente, las relaciones de masa estelar-radio simuladas están en buen acuerdo con las observaciones. Cabe aclarar que Pedrosa & Tissera (2015) reportaron que los tamaños de las DDGs de esta simulación también presentan un acuerdo razonable con las observaciones. Estos hallazgos sugieren que el modelo de retroalimentación por SN utilizado puede reproducir estas relaciones para los dos tipos de galaxia sin recurrir a ningún tipo de ajuste de parámetros libres en las ecuaciones físicas simuladas.

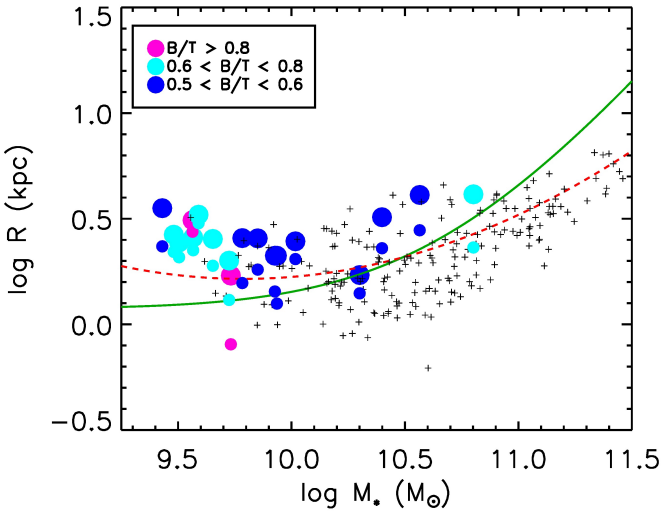

Fig. 3.5: Relación masa estelar-radio estimada para las SDGs ($R_{\rm mm}$ en círculos grandes y $R_{\rm e}$ en círculos pequeños, ambos coloreados de acuerdo a sus cocientes B/T). Se muestran también las ETGs de ATLAS$^{\rm 3D}$ (cruces negras) y las relaciones observadas reportadas por Mosleh et al. (2013), línea verde, y Bernardi et al. (2014), línea roja discontinua.

3.3.2. Relación de Faber-Jackson

La relación de FJ (Faber & Jackson 1976) vincula la luminosidad con la dispersión de velocidades de la siguiente manera: $L \propto \sigma^{\gamma}$ donde γ es una constante. En este caso, se usaron masas dinámicas, $M_{\rm din}$, en lugar de luminosidades. Para las SDGs simuladas, se calcula la dispersión de velocidades central σ_0 dentro de 1.5 h^{-1} kpc, lo que corresponde a tres parámetros de ablandamiento gravitacionales y las masas dinámicas dentro del $R_{\rm mm}$. Por otro lado, para las galaxias de ATLAS$^{\rm 3D}$, las masas dinámicas son estimadas siguiendo el procedimiento de Cappellari et al. (2013a): $M_{\rm JAM} \approx 2 \times M_{1/2}$, siendo $M_{1/2}$ la masa total dentro de una esfera que engloba

la mitad de la luz de la galaxia. $M_{\rm JAM}$, definida en Cappellari et al. (2013a), es obtenida mendiante modelos dinámicos allí descriptos. Para realizar la conversión a masa, se utilizaron los M/L provistos por Cappellari et al. (2013a). La dispersión de velocidades central en este caso se mide dentro de 1 kpc. También se explora si esta misma relación se conserva cuando se reemplaza la dispersión de velocidades central por la calculada dentro del $R_{\rm e}$, o bien dentro del $R_{\rm mm}$ (σ_e).

En la Figura 3.6 se muestran las relaciones de FJ simuladas y observadas usando σ_0 (panel izquierdo) y σ_e (panel derecho). Para ambas relaciones simuladas se obtuvo una pendiente de $0{,}40 \pm 0{,}05$. Los errores son calculados mediante un método de *bootstrap*. Las regresiones lineales para las galaxias de ATLAS$^{\rm 3D}$ tienen pendientes de $0{,}36 \pm 0{,}01$ y $0{,}33 \pm 0{,}01$ para cada caso respectivamente. Así se ve que las SDGs simuladas siguen la relación en acuerdo con las observaciones dentro de 1σ. No se halla, sin embargo, una dependencia clara con el cociente B/T como puede verse de la figura, lo que sugiere que la relación es válida para galaxias cualesquiera con $B/T > 0{,}5$, aunque debe tenerse en cuenta que la muestra de SDGs es muy pequeña para encontrar tendencias robustas.

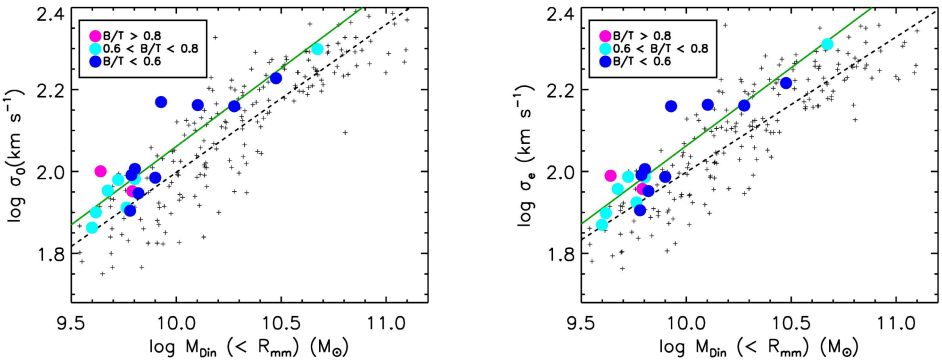

Fig. 3.6: La relación de FJ para las SDGs (círculos coloreados de acuerdo al cociente B/T) estimada usando σ_0 (panel izquierdo) y σ_e (panel derecho). Para comparar, se incluyen las correspondientes relaciones estimadas para la submuestra de ATLAS$^{\rm 3D}$ (cruces negras). Las regresiones lineales para los datos simulados (línea verde) y observacionales (línea negra) también son exhibidas.

3.3.3. El plano fundamental

Como ya fue mencionado, el PF (Dressler et al. 1987; Djorgovski & Davis 1987; Faber et al. 1987) relaciona el tamaño ($R_{\rm e}$) con la densidad superficial (Σ_e) promedio dentro del $R_{\rm e}$ y la dispersión de velocidades (σ):

$$R_{\rm e} \propto \sigma^{\alpha} \Sigma_e^{\beta}$$

El brillo superficial de las observaciones disponible en Cappellari et al. (2013a), tabla 1, se transforma en densidad superficial de masa considerando $M/L = 1$ ($\Sigma_e = L/(2\pi R_e^2)$).

En la Figura 3.7 se compara el PF simulado obtenido con los parámetros de la submuestra de ATLAS^{3D}. Para esta submuestra, usando σ_e para el ajuste, se tiene $\alpha = 0{,}92$ y $\beta = -0{,}69$ (panel izquierdo) mientras que con σ_0 los parámetros son $\alpha = 0{,}87$ y $\beta = -0{,}66$ (panel derecho). La línea negra corresponde a $y = x$. Como puede verse, el PF simulado (líneas verdes) se encuentra dentro de una desviación estándar de la relación observada.

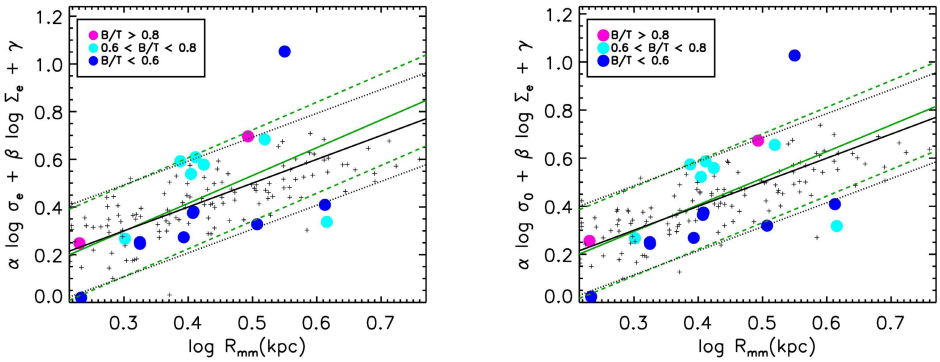

Fig. 3.7: El plano fundamental para las SDGs calculado con los parámetros obtenidos para la submuestra de ATLAS^{3D} (cruces negras). La línea negra denota la recta $y = x$ y la verde el mejor ajuste para las SDGs (círculos sólidos, coloreados de acuerdo a los cocientes B/T). La raíz cuadrática media (*rms*) es 0.19 y 0.18 para la regresión de mínimos cuadrados (líneas verdes discontinuas) cuando se considera la dispersión de velocidades dentro del $R_{\rm mm}$ y la central, respectivamente. Las dispersiones para $y = x$ (*rms*=0.19 para ambos casos) se muestran en líneas negras punteadas.

3.3.4. Relación de Tully-Fisher

Aunque las ETGs están dominadas por dispersión de velocidades, es frecuente detectar en ellas un disco rotante mediante la observación de gas frío o ionizado. En particular, den Heijer et al. (2015) estudian la relación de TF (Tully & Fisher 1977) para 16 ETGs de la muestra de ATLAS^{3D} utilizando una componente extendida de H_I que determina un disco. En dicho trabajo, la velocidad de rotación es medida a grandes radios (en promedio, $R/R_e = 7{,}3$). Se utiliza aquí esta submuestra para comparar con la relación de TF simulada. Por consistencia con lo anterior, se excluye una galaxia perteneciente al cúmulo de Virgo.

Las relaciones de TF estelares y bariónicas son estimadas para las SDGs simuladas ajustando una relación de la forma:

$$\log M_i = a(\log(W) - 2{,}6) + b$$

donde i representa la masa estelar o bariónica y W es el doble de la velocidad rotacional V calculada en un radio de $2R_{\rm opt}$. Tanto las masas estelares como bariónicas están calculadas dentro del $R_{\rm opt}$. Las masas estelares en la submuestra de den Heijer et al. (2015, tabla 1) se estiman de manera similar a lo realizado en la Sección 3.3.1 utilizando la relación masa-luminosidad en la banda r para el caso "historia de formación estelar" que corresponde a la IMF de Salpeter. Las bariónicas, por su parte, se calculan como la suma de la masa estelar y la masa de $\mathrm{H_I}$ multiplicada por un factor 1.4 para tener en cuenta el helio y los metales (den Heijer et al. 2015).

El panel izquierdo de la Figura 3.8 muestra la relación de TF estelar. En este caso, la pendiente y la ordenada al origen de la regresión lineal son: $a = 3{,}81 \pm 0{,}20$ y $b = 10{,}70 \pm 0{,}04$. Cabe aclarar que esta pendiente es más pronunciada que la obtenida con los datos de den Heijer et al. (2015): $a = 2{,}40 \pm 0{,}50$ y $b = 10{,}72 \pm 0{,}06$. Esta pendiente simulada está de acuerdo con la obtenida para galaxias espirales dentro de los errores estimados (ej. Binney & Tremaine 2011). La relación de TF estelar de la simulación de Fénix, también es consistente con resultados de la simulación cosmológica EAGLE (Ferrero et al. 2017).

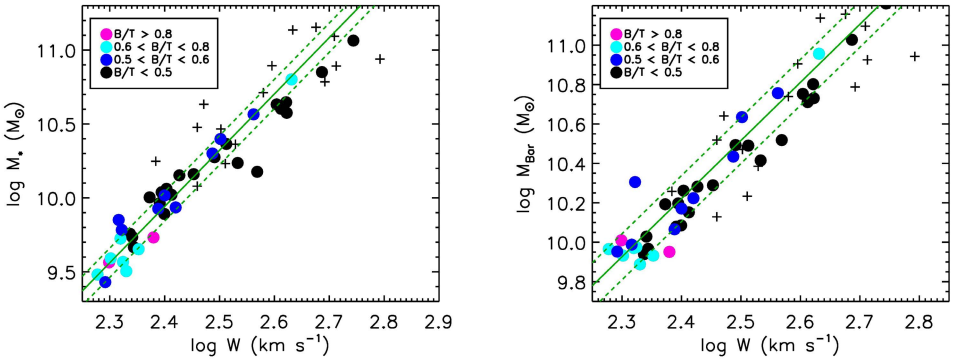

Fig. 3.8: La relación de TF estelar (panel izquierdo) y bariónica (panel derecho) para las SDGs simuladas (círculos coloreados de acuerdo al cociente B/T), las DDGs (círculos negros) y los valores observacionales reportados por den Heijer et al. (2015) para ETGs con una componente de disco extendida (cruces negras). La regresión lineal para las SDGs se representa con la línea verde (la dispersión *rms* se muestra en líneas discontinuas).

De forma análoga, en el panel derecho se muestra la relación de TF bariónica tanto para las SDGs como para las galaxias reportadas por den Heijer et al. (2015). Los parámetros del mejor ajuste para la relación simulada son $a = 2{,}95 \pm 0{,}31$ y $b = 10{,}81 \pm 0{,}08$, los cuales presentan un buen acuerdo con los observados dentro del margen de error. En particular, los parámetros de la relación de TF bariónica

para las observaciones calculados sin fijar un valor para ninguno de ellos (tabla 2 den Heijer et al. 2015) son $a = 2{,}51 \pm 0{,}42$ y $b = 10{,}71 \pm 0{,}05$.

Para realizar una comparación más completa, en la Figura 3.8 se incluye la submuestra de DDGs simuladas con más de 10 000 partículas (círculos negros). Ambos tipos de galaxia siguen aproximadamente las mismas relaciones de TF estelar y bariónica, aunque en el primer caso las DDGs determinan una pendiente más plana (pendiente de $2{,}97 \pm 0{,}17$). Una posible causa para este hecho es que la acción de la retroalimentación por SN sea más eficiente en las galaxias de baja masa en el rango de velocidad donde se encuentra la mayor parte de las SDGs (De Rossi et al. 2010). Es esperable que las DDGs guarden un mejor acuerdo con las observaciones puesto que sus discos están mejor definidos que los de las SDGs.

En general, las relaciones estructurales y dinámicas de las SDGs simuladas presentan un razonable acuerdo con las reportadas para ETGs observadas. Éste es un resultado alentador, puesto que ningún parámetro de la simulación fue ajustado para reproducir estas relaciones.

3.3.5. Fracción de materia oscura en función de la masa estelar

Una predicción clave del escenario Λ-CDM es que las galaxias están embebidas en halos de materia oscura. Sin embargo, aún no está claro cuál es la fracción de materia oscura en la región central de las ETGs. Gracias a estudios espectroscópicos, como los realizados para el proyecto ATLAS^{3D}, es posible hoy hacer estimaciones de esta fracción: $F_{\rm mo} = M_{\rm mo}/M_{\rm din}$, siendo $M_{\rm mo}$ y $M_{\rm din}$ las masas de materia oscura y dinámica del sistema dentro del $R_{\rm e}$ (Cappellari et al. 2013b), respectivamente.

La fracción $F_{\rm mo}$ es medida para las SDGs simuladas en los radios $R_{\rm mm}$ y $R_{\rm e}$ (Figura 3.9). Puesto que $F_{\rm mo}$ crece con el radio, los valores de las mismas son mayores para los $R_{\rm mm}$. Para ambas definiciones, se verifica que cuanto menos masiva es la galaxia mayor es la fracción de materia oscura. Esta tendencia concuerda con las inferencias dinámicas para ATLAS^{3D} (Cappellari et al. 2013b) como puede apreciarse en la figura (las masas estelares son calculadas como en la Sección 3.3.1). El acuerdo es razonable, aunque ninguna de las SDGs simuladas presentan valores de $F_{\rm mo}(< R_{\rm e})$ menor a 0.15, mientras muchas de las observadas sí. Dichas galaxias están dominadas por bariones en el centro y deberían ser, por tanto, compactas con altas densidades superficiales. La presencia de discos en las SDGs hacen que las mismas sean menos compactas que las observadas.

3.4. Colores y actividad de formación estelar específica

Esta sección se focaliza en el análisis de la actividad de formación estelar y los colores de las SDGs simuladas. Las magnitudes integradas y los colores son

computados con la distribución de energía espectral (SED por su sigla en inglés) integrada en cada galaxia. La misma está estimada a partir de la edad, la masa y la metalicidad de las poblaciones estelares de las galaxias de Fénix (ver detalles en el Apéndice A). En este caso, se hicieron las comparaciones con una muestra de ETGs del catálogo UNAM-KIAS de galaxias aisladas (Hernández-Toledo et al. 2010) que fueron seleccionadas del SDSS DR5 (Adelman-McCarthy et al. 2007), bajo estrictos criterios que permiten clasificar las galaxias como de campo. Lacerna et al. (2016) estudia en detalle la submuestra de elípticas puras del mismo catálogo.

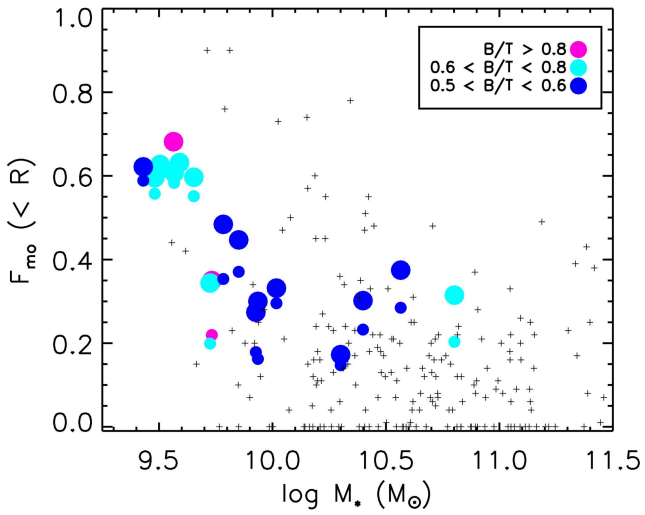

Fig. 3.9: Fracción de materia oscura dentro del $R_{\rm mm}$ (círculos grandes) y del $R_{\rm e}$ (círculos pequeños) en función de la masa estelar para las SDGs simuladas. Las cruces negras son las estimaciones dinámicas de ATLAS$^{\rm 3D}$ para ETGs (Cappellari et al. 2013b).

En la Figura 3.10 (panel izquierdo) los colores $g-i$ son graficados en función de la masa estelar. Como puede verse, las SDGs simuladas tienen masas menores a la mayor parte de las observadas, en general, aunque en el rango de superposición de los sistemas simulados y observados, las SDGs son claramente más azules. La recta negra separa galaxias azules y rojas de acuerdo al criterio presentado en Lacerna et al. (2014):

$$g - i = 0{,}16\big(\log M_* - 10{,}56\big) + 1{,}05 \tag{3.5}$$

Aquí M_* está en unidades de $\rm M_\odot$. Las masas medidas observacionalmente fueron recalibradas a la IMF de Salpeter (Salpeter 1955). Todas las SDGs simuladas están por debajo de la recta (Ecuación 3.5), i.e., son clasificadas como azules, mientras que la mayoría de las galaxias observadas están en la secuencia roja. En particular,

sólo un 20 % de estas galaxias observadas en el mismo rango de masas que las SDGs simuladas (aproximadamente $[10^{9,4}, 10^{10,8}]$ $M_\odot$) son azules. Los colores azulados de las SDGs son consistentes con una contribución más importante de estrellas jóvenes.

Para investigar la actividad de formación estelar de las galaxias simuladas y su relación con la distribución de colores, se estima la SFR con poblaciones estelares de edades menores a 1 Gyr. Esta SFR no es una medida "instantánea" de la actividad pero fue calculada así en este primer trabajo porque de esta manera se ve menos afectada por ruido numérico que usando edades menores, dado que la mayoría de las SDGs tienen valores bajos de SFR a $z \sim 0$.

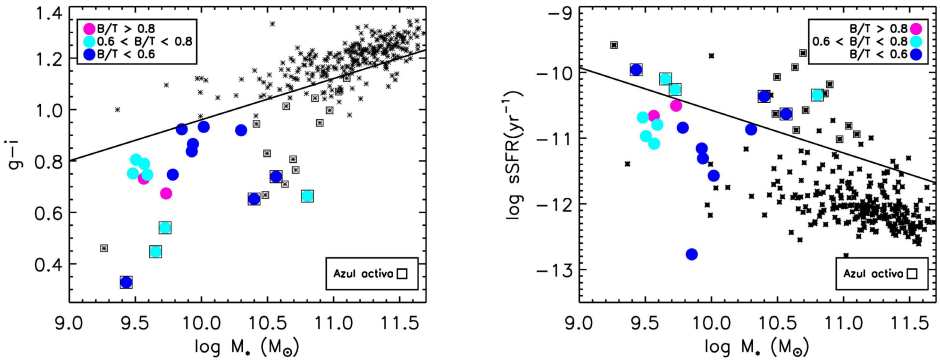

Fig. 3.10: Color y sSFR en función de la masa estelar (paneles izquierdo y derecho respectivamente) para las SDGs simuladas (círculos coloreados de acuerdo a los cocientes B/T). Se incluyen los resultados observacionales en asteriscos negros (Hernández-Toledo et al. 2010). En el panel izquierdo, galaxias azules y rojas son separadas por la línea negra (Ecuación 3.5 Lacerna et al. 2014) mientras que en el panel derecho la línea representa el límite entre galaxias activas y pasivas (Ecuación 3.6). Aquellas galaxias azules y activas se diferencian con cuadrados negros.

En el panel derecho de la Figura 3.10 se grafica la sSFR en función de M_*. La recta que separa galaxias activas y pasivas propuesta por Lacerna et al. (2014) es:

$$\log \mathrm{sSFR} = -0{,}65\big(\log M_* - 10{,}56\big) + 10{,}94 \tag{3.6}$$

donde nuevamente M_* está en unidades de $M_\odot$ y sSFR en unidades de yr^{-1}. Hay 6 de las 18 SDGs ($\sim$ 33 %) en la región activa mientras que el resto de ellas se encuentran por debajo del límite mencionado, siguiendo la misma tendencia. Con respecto a las ETGs aisladas observadas (Hernández-Toledo et al. 2010), las SDGs son $\sim 0{,}5 - 1$ dex más activas. Las galaxias azules y activas son resaltadas con un cuadrado negro en esta figura y en las siguientes. Como se aprecia en ambos paneles de la Figura 3.10, la fracción de SDGs azules y activas es mayor que en las observadas en el mismo rango de masa (33 % vs 14 %). Se analiza a continuación el

rol de la componente discoidal en este hecho.

3.4.1. Propiedades de los esferoides y los discos

Dado que cada galaxia ha sido descompuesta dinámicamente, pueden hacerse estimaciones de color y sSFR para la componente de disco y la componente de bulbo. En particular, se busca estudiar si el color y la sSFR de las componentes esferoidales guardan acuerdo con las observaciones.

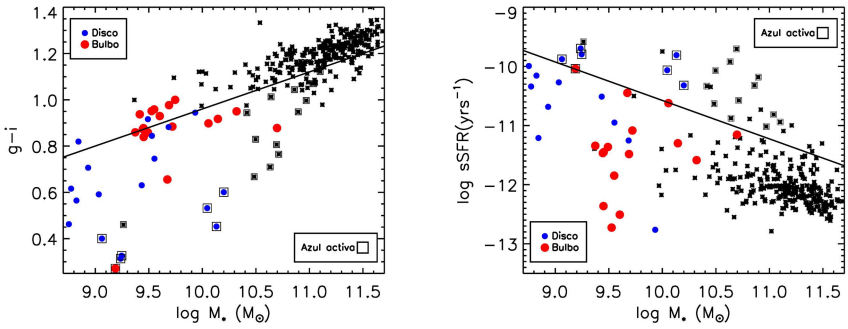

Fig. 3.11: Propiedades de las componentes de esferoide (círculos rojos grandes) y disco (círculos azules chicos): $g-i$ (panel izquierdo) y sSFR (panel derecho) en función de la M_*. Para comparar, se incluyeron las mismas observaciones que en la Figura 3.10. Se remarcaron los objetos azules y activos con cuadrados negros. Se incluyen también las rectas límites entre sistemas azules y rojos, y activos y pasivos reportadas por Lacerna et al. (2014).

En la Figura 3.11 se muestra la sSFR y el color $g-i$ en función de la masa estelar para los discos y los esferoides. Las diferencias entre estas dos componentes son muy evidentes. Los discos de las SDGs simuladas son casi todos azules (89 %) de acuerdo al criterio de Lacerna et al. (2014) (hay sólo dos discos rojos y ambos son pasivos), mientras que las componentes de bulbo presentan colores más rojos y con valores de sSFR mucho menores. Se halló que un 39 % de los esferoides son rojos y un 94 % pasivos. En el rango de masas en común con las observaciones, $[10^{9,4}, 10^{10,8}]$ $M_\odot$, el 50 % de los esferoides son rojos y todos ellos tienen muy baja formación estelar (exceptuando uno que está sobre la recta límite).

Como es de esperar, las componentes de disco forman estrellas más activamente que los esferoides. Esto puede ser cuantificado estimando la fracción de estrellas jóvenes. En la Figura 3.12 se muestra la distribución de las fracciones de estrellas de edad menor a 3 Gyr en función del color $g-i$ para ambas componentes. Es claro que la mayor parte de los esferoides no tienen formación estelar reciente mientras que para los discos ocurre lo contrario, con excepción de un disco rojo que no posee estrellas jóvenes. El mismo se excluyó de la Figura 3.12. Se halla una tendencia

similar cuando se toma un umbral de 2 Gyr. En la Tabla 3.1 se muestran los valores de las fracciones de estrellas jóvenes usando diferentes umbrales de edad. Los colores de los esferoides no son tan rojos como se espera debido a la presencia de poblaciones estelares con edades entre 3-4 Gyr. Si bien las fracciones en masa de las mismas suelen ser pequeñas, éstas son suficientes para azular las galaxias.

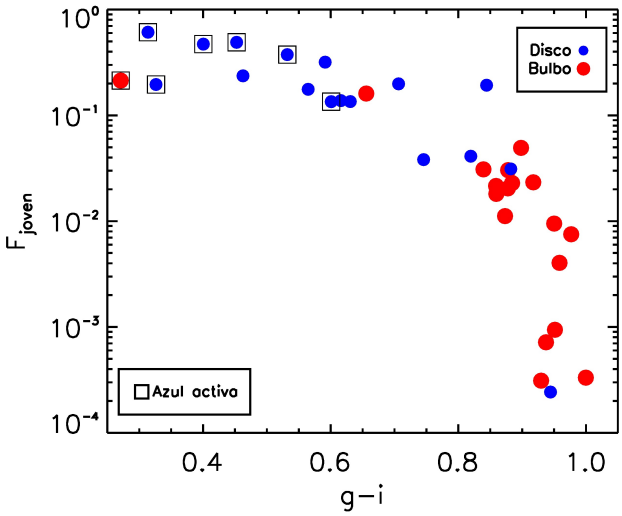

Fig. 3.12: Fracción de estrellas de edad menor a 3 Gyr en función del color $g - i$ para los esferoides (círculos rojos grandes) y los discos (círculos azules chicos). Se resaltaron los objetos galácticos azules y activos con cuadrados negros.

Es posible también estimar las edades promedio en cada componente de las SDGs simuladas. Se muestran las distribuciones de edades en la Figura 3.13. Como se espera, las componentes de disco son más jóvenes: $\sim$ 6,7 Gyr (promedio de edades para los discos) comparado con $\sim$ 8,5 Gyr (promedio de edades para los bulbos). No hay una dependencia clara de las edades promedio con la masa, al igual que en los resultados reportados por Lacerna et al. (2016).

Los resultados obtenidos muestran que la simulación Fénix produce SDGs de campo que globalmente son más azules y más activas que las ETGs observadas, principalmente por la persistencia de una componente discoidal en todas ellas. Sin embargo, cabe destacar que incluso considerando sólo las componentes esferoidales, se nota un exceso de objetos azules con una fracción significativa de estrellas de edades intermedias. Es necesario, por tanto, algún mecanismo que suprima la formación de discos y "apague" más eficientemente la formación estelar. Una posibilidad sería incrementar la eficiencia de la retroalimentación por SN para regular aún más la transformación de gas en estrellas. Como se menciona en la Introducción, galaxias de masas del orden de las estudiadas en este capítulo, son fuertemente afectadas por

este proceso (Larson 1974; White & Rees 1978; Dekel & Silk 1986; White & Frenk 1991). Por otro lado, simulaciones de galaxias masivas, han mostrado que la SFR es reducida con retroalimentación por AGN (Khalatyan et al. 2008; Grand et al. 2017). Como resultado, las galaxias terminan con una fracción de estrellas de edad intermedia y son más rojas que en el caso en el que la retroalimentación por AGN no se incluya. Hay además evidencia reciente de que la retroalimentación por AGN también podría ser de importancia a bajas masas (Lacerna et al. 2018) como las SDGs de Fénix estudiadas aquí.

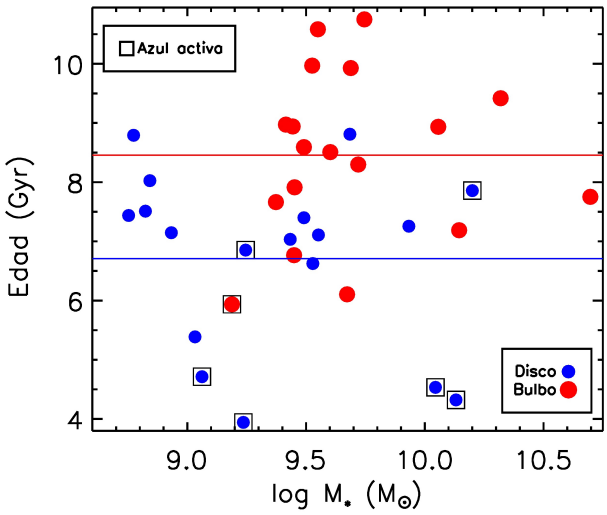

Fig. 3.13: Edad promedio pesada por la masa de las poblaciones estelares en los esferoides (círculos rojos grandes) y los discos (círculos azules chicos). Las líneas horizontales representan los promedios de las edades de todos los esferoides (rojo) y los discos (azul).

3.5. Historias de crecimiento de masa estelar

En esta sección, se analizan las MGHs arqueológicas globales y radiales de las SDGs simuladas. Este estudio provee información clave para entender el ensamblaje de las galaxias en un marco cosmológico y permite una comparación directa con observaciones obtenidas por IFS. Ibarra-Medel et al. (2016) han analizado galaxias en un amplio rango de masas de los datos del "Mapping Near Galaxies at APO" (MaNGA Bundy et al. 2015; Albareti et al. 2017) del SDSS-IV (Blanton et al. 2017). Estos autores confirman que las MGHs globales dependen significativamente de la masa estelar: cuanto más masivo es el sistema, antes forma sus estrellas en promedio (tendencia *downsizing*). También reportan que la manera en la que las galaxias

Tab. 3.1: Fracciones de estrellas jóvenes en esferoides y discos

ID	Esferoide			Disco		
	< 2 Gyr	< 3 Gyr	< 4Gyr	< 2 Gyr	< 3 Gyr	< 4Gyr
288	0.01	0.03	0.04	0.31	0.50	0.64
579	0.01	0.01	0.01	0.09	0.14	0.16
613	0.01	0.02	0.12	0.19	0.38	0.54
735	0.03	0.05	0.08	~ 0	~ 0	0.02
881	~ 0	~ 0	~ 0	0.02	0.03	0.08
790	0.02	0.02	0.06	0.04	0.19	0.35
897	0.01	0.01	0.01	0.02	0.04	0.08
885	~ 0	~ 0	~ 0	0	0	0.01
746	~ 0	~ 0	~ 0	0.07	0.14	0.21
823	0.09	0.16	0.22	0.02	0.04	0.09
946	~ 0	~ 0	0.01	0.19	0.20	0.26
868	0.01	0.01	0.07	0.39	0.61	0.69
925	~ 0	0.02	0.05	0.14	0.32	0.43
904	0.02	0.03	0.05	0.10	0.20	0.23
1005	0.02	0.02	0.03	0.22	0.24	0.24
969	~ 0	~ 0	~ 0	0.09	0.14	0.17
979	0.01	0.02	0.03	0.14	0.18	0.20
917	0.16	0.21	0.28	0.42	0.47	0.51

crecen radialmente depende de la morfología, la sSFR y el color. Con respecto a las ETGs, Ibarra-Medel et al. (2016) han encontrado que, a una dada masa, se ensamblan antes que las LTGs. Las MGHs radiales de las ETGs son más homogéneas que las de las LTGs. En promedio, las MGHs de las primeras tienen un comportamiento débil de crecimiento de adentro hacia afuera (*inside-out*), aunque individualmente hay muchos casos en los que las regiones más externas son más viejas que las internas, sugiriendo un ensamblaje de afuera hacia adentro (*outside-in*) o bien procesos de migración desde adentro hacia afuera. Ambos comportamientos fueron reportados previamente (ej. Sánchez-Blázquez et al. 2007). Actualmente, se considera la formación de sistemas esferoidales un proceso sumamente complejo puesto que puede contribuir a la misma diferentes mecanismos como el colapso gaseoso, fusiones e inestabilidades dinámicas internas (ver por ejemplo Brooks & Christensen 2016; Kormendy 2016).

Ibarra-Medel et al. (2016) analizan 454 galaxias a $z < 0{,}037$. Las MGHs globales y las medidas en intervalos radiales están normalizadas a sus correspondientes masas finales a $z = 0{,}037$, lo que equivale a $t_0 - t = 0{,}5$ Gyr, siendo t_0 la edad del Universo y t el tiempo cósmico. Fijar el mismo momento como tiempo final para todas las galaxias es indispensable para calcular las MGHs medias. Los autores citados exploran la dirección dominante del crecimiento de la masa en función de la masa o la morfología.

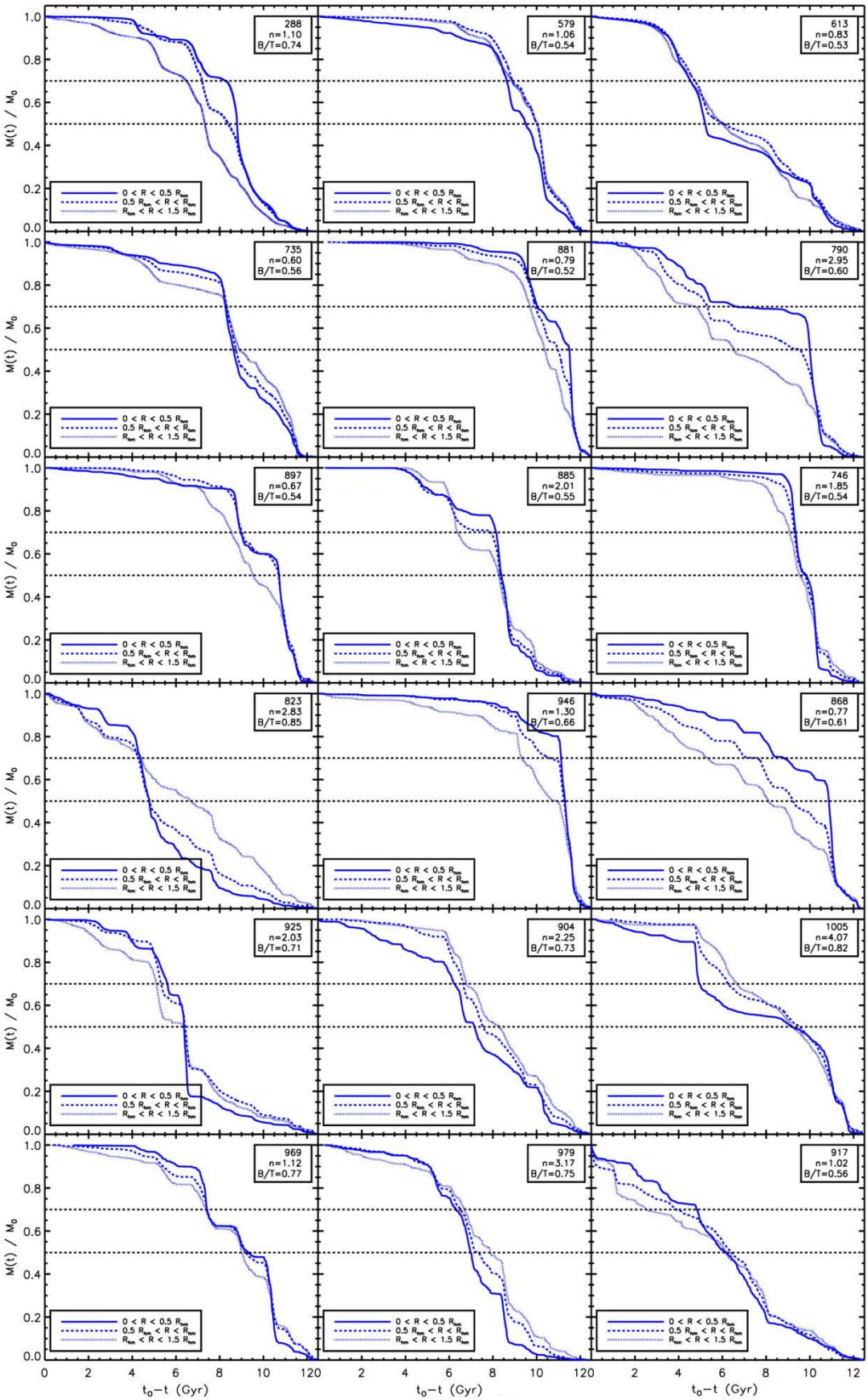

Fig. 3.14: MGHs normalizadas estimadas en tres intervalos radiales para las 18 SDGs en orden de masa descenciente (de izquierda a derecha y de arriba a abajo). En cada panel están incluídos el parámetro n y el cociente B/T.

Se lleva a cabo un análisis arqueológico similar para las SDGs simuladas. La distribución de edades de las partículas estelares a $z = 0$ se utiliza para construir las MGHs. Las masas de las partículas son ordenadas de menor a mayor edad y con esta información se construye la masa acumulada en función del tiempo. En la Figura 3.14 se grafican las MGHs normalizadas en intervalos radiales para cada una de las galaxias estudiadas en este Capítulo. Los intervalos están definidos en $[0, 0{,}5]$, $[0{,}5, 1{,}0]$ y $[1{,}0, 1{,}5]$ $R_{\rm mm}$. Los paneles se ordenan por masa estelar en forma decreciente (de izquierda a derecha y de arriba a abajo). Como puede verse en esta figura, la mayoría de los sistemas presentan períodos de gran crecimiento en la distribución de masa acumulada. Los ritmos de crecimiento difieren de galaxia en galaxia con una dependencia débil en la masa. En general, las SDGs simuladas tienen crecimientos de adentro hacia afuera aunque vistas en detalle presentan una gran variedad de comportamientos. Algunos objetos galácticos muestran una combinación de modos en sus MGHs radiales (ej. SDG 735, SDG 885 y SDG 925) mientras que una de ellas tiene un claro crecimiento de afuera hacia adentro (SDG 904).

En la Figura 3.15 se muestran las MGHs promedio globales y radiales para las SDGs simuladas (paneles superiores) y las ETGs de MaNGA (paneles inferiores) en dos rangos de masa. En ambos casos, las MGHs están normalizadas y finalizan a $t_0 - t = 0{,}5$ Gyr. Las MGHs promedio radiales para las SDGs más masivas indican que las mismas alcanzaron el 70 % de sus masas hace $\approx$ 8, 7 y 6 Gyr para los intervalos radiales interno, intermedio y externo, respectivamente, mientras que para las menos masivas esto ocurrió hace $\approx$ 6.2, 6.4 y 6.1 Gyr, respectivamente. Así, las MGHs radiales presentan, en promedio, una tendencia de adentro hacia afuera moderada.

Las MGHs globales de las SDGs simuladas están desplazadas hacia tiempos más tardíos comparado con las de las observaciones, especialmente en épocas tempranas. Como se menciona en Ibarra-Medel et al. (2016), las estimaciones de edades más viejas tienen una gran incerteza (ver las barras de error en los paneles inferiores) y suelen sesgar las edades a valores mayores. Tanto en las observaciones como en la simulación se muestran evidencias de una tendencia a que galaxias más masivas formen sus estrellas anteriormente, aunque en la última dicha tendencia es más débil. Con respecto a las MGHs radiales observadas, las galaxias simuladas presentan un crecimiento de adentro hacia afuera más pronunciado.

En síntesis, las SDGs simuladas forman sus estrellas de forma ligeramente más tardía con un comportamiento de adentro hacia afuera más pronunciado que en las observaciones de MaNGA. Esto es consistente con el hecho de que estas SDGs son más azules y activas que las galaxias aisladas observadas, como se discute en la Sección 3.4. Es importante recordar también que las SDGs simuladas poseen una componente de disco no despreciable.

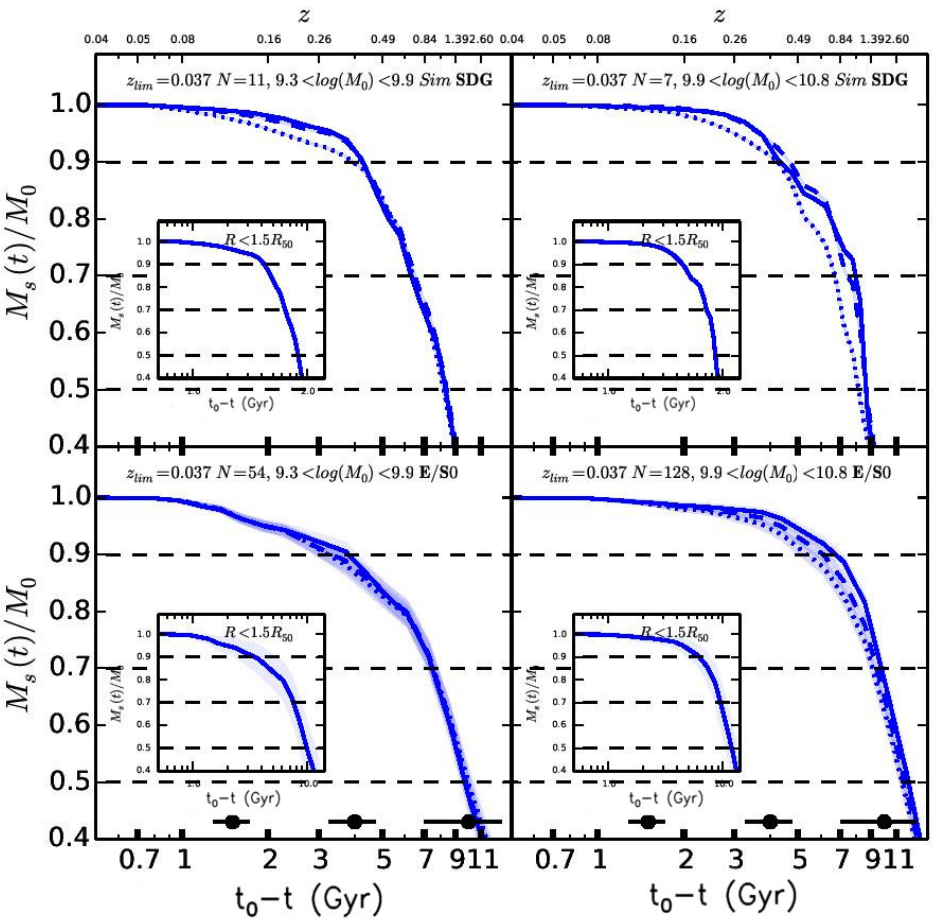

Fig. 3.15: MGHs normalizadas promedio globales y radiales para la simulación (paneles superiores) y para las ETGs de MaNGA (paneles inferiores) a $z < 0{,}037$. Se hizo la división entre galaxias de baja masa (paneles izquierdos) y más masivas (paneles derechos) tomando un umbral de $\log M_*(\mathrm{M}_\odot) = 9{,}9$. Los intervalos radiales de $[0, 0{,}5]$, $[0{,}5, 1{,}0]$ y $[1{,}0, 1{,}5]$ R_{mm} están representados por líneas sólidas, discontinuas y punteadas, respectivamente.

Las SDGs con $M_* < 10^{10}$ $\mathrm{M}_\odot$ son ricas en gas con una fracción media de 34 % dentro del R_{opt}. Las galaxias más masivas presentan fracciones de gas de alrededor del 18 %. Estas son fracciones más típicas de las LTGs (ej. Calette et al. 2018). Una mayor fracción gaseosa puede desencadenar una mayor actividad de formación estelar. De Rossi et al. (2013) hallan que la retroalimentación por SN adoptada en esta simulación es capaz de regular la formación estelar en galaxias con velocidad rotacional menor a $\sim$ 100 km s^{-1}. De esta manera, estos sistemas alcanzan un

punto de equilibrio donde la retroalimentación por SN producido por una leve SFR es suficiente para mantener el gas turbulento y caliente y al mismo tiempo permitir la formación estelar en forma suave. Serían, entonces, de gran importancia más y mejores observaciones de fracciones de gas y de SFHs de ETGs para mejorar los modelos de retroalimentación por SN en el futuro.

3.6. Conclusiones

Se han estudiado las propiedades de las SDGs simuladas en un Universo Λ-CDM con el objetivo de investigar hasta qué punto estos sistemas son consistentes con observaciones actuales. Este trabajo es complementario al realizado por Pedrosa & Tissera (2015), Tissera et al. (2015) y Tissera et al. (2016a), que estudiaron las propiedades dinámicas y la metalicidad de las DDGs de la simulación Fénix hallando un buen acuerdo con los datos observacionales. Como se espera que los procesos evolutivos de las SDGs sean diferentes de las DDGs, es de gran relevancia analizar si estos modelos y simulaciones reproducen las propiedades de ambos tipos de sistemas.

Luego de identificar las componentes dominadas por dispersión y las soportadas por rotación mediante un criterio dinámico, se clasificaron las SDGs como aquéllas con cociente $B/T > 0{,}5$. Se destaca que: (1) todas las SDGs simuladas tienen una componente de disco que está, sin embargo, por debajo del límite de observabilidad del SDSS y (2) existe un disco interno que coexiste con el esferoide. Es importante tener en cuenta estas particularidades para explicar las diferencias entre las galaxias observadas y las SDGs estudiadas en el presente capítulo. Los resultados principales son:

- Los valores del índice de Sérsic del esferoide aumentan en promedio con el cociente B/T en acuerdo con resultados observacionales (Fisher & Drory 2008).

- Los tamaños de las SDGs simuladas en función de M_* son consistentes con las observaciones. Se midieron los $R_{\rm mm}$ directamente de la simulación y los $R_{\rm e}$ de los ajustes de Sérsic para toda la galaxia. Mientras los primeros radios son ligeramente mayores que los observados ($\sim 0{,}2$ dex), especialmente a baja masa, los segundos guardan acuerdo con los mismos.

- Las relaciones dinámicas de las SDGs muestran un acuerdo razonable con resultados observacionales de ETGs. La relación de FJ definida como la correlación entre σ (central o dentro del $R_{\rm mm}$) y la masa dinámica dentro del $R_{\rm mm}$ tiene una pendiente de $\sim 0{,}4$ en buen acuerdo con las de las ETGs de ATLAS$^{\rm 3D}$ (Cappellari et al. 2013a). Además, la inclinación del PF de las SDGs es consistente con la de esas observaciones. Las relaciones de TF estelar y bariónica

presentan también consistencia con las ETGs de ATLAS^{3D} con un disco de H_I extendido (den Heijer et al. 2015).

- La F_{mo} medida en el R_e aumenta para SDGs más pequeñas. Esta tendencia también se ve en las observaciones de ETGs de ATLAS^{3D} (Cappellari et al. 2013a,b). Los valores simulados de la F_{mo} y su dependencia con la masa son consistentes con los resultados observacionales aunque ninguna de ellas alcanza valores menores a 0.15.

- Las SDGs simuladas son significativamente más azules y tienen valores más altos de sSFR que las ETGs observadas en el mismo rango de masas. Esto se debe a la presencia de discos extendidos en las simulaciones que tienden a tener poblaciones estelares más jóvenes. Parte del disco coexiste con la componente esferoidal. Sólo unos pocos discos (5/18) tienen fracciones de estrellas jóvenes (< 3 Gyr) más pequeñas que el 5 %, mientras esta fracción es menor al 5 % para la mayoría de los bulbos (16/18). El promedio de las edades de los esferoides y los discos es $\sim 8{,}5$ Gyr y $\sim 6{,}7$ Gyr, respectivamente, aunque con una gran dispersión. Los colores y las sSFR considerando sólo la componente esferoidal son más similares a las observaciones de ETGs aisladas.

- Las MGHs radiales arqueológicas de las SDGs están dominadas en promedio por un comportamiento de crecimiento de adentro hacia afuera, aunque algunas galaxias presentan períodos de ambos modos. Comparando con las MGHs estimadas para las ETGs de MaNGA, las simuladas en promedio forman sus estrellas más tarde y con una tendencia de adentro hacia afuera más pronunciada. Se destaca que las SDGs más masivas se ensamblan antes que las menos masivas, pero la tendencia es más leve que para las observaciones.

Se concluye que las simulaciones cosmológicas en un escenario jerárquico de un universo Λ-CDM pueden producir galaxias aisladas dominadas por esferoide con propiedades estructurales y dinámicas en buen acuerdo con las observaciones. Esto es alentador, ya que ningún parámetro de la física subyacente a estas simulaciones fue ajustado con este fin. Sin embargo, las SDGs simuladas tienen una componente discoidal que se extiende hacia afuera del esferoide con poblaciones estelares más jóvenes. Como resultado, las SDGs son, en promedio, más azules que las ETGs observadas. Se ha mostrado que los discos simulados no serían detectables en observaciones del SDSS.

La tensión entre simulación y observación arriba mencionada podría ser mitigada introduciendo mecanismos que supriman el crecimiento de discos luego de las fusiones y/o que "apaguen" la formación estelar eficientemente. Esto implicaría, por ejemplo, un incremento del impacto de la retroalimentación por SN y/o la incorporación de retroalimentación por AGN en galaxias de menor masa (Lacerna et al.

2018). Es también importante considerar nuevos resultados observacionales de ETGs donde se hayan identificado discos y poblaciones estelares más jóvenes (ej. McIntosh et al. 2014; Schawinski et al. 2009a).

4. EL ENSAMBLAJE DE LAS GALAXIAS ELÍPTICAS

En este capítulo se describe el estudio de un conjunto de galaxias seleccionadas de una simulación del proyecto *Evolution and Assembly of GaLaxies and their Environments* (EAGLE Schaye et al. 2015; Crain et al. 2015). Una ventaja de esta simulación es que el tamaño del volumen representado por la misma es mayor que el de Fénix, analizado en el Capítulo anterior. Esto permite trabajar con una muestra de galaxias más grande, con similar resolución numérica y con un consecuente aumento de la estadística en este estadio del trabajo. Se investigan las principales propiedades de estas galaxias, sus relaciones de escala, forma y cinemática. Se analizan en detalle las historias de ensamblaje.

La construcción observacional de las MGHs estelares para un número significativo de galaxias es posible gracias a los estudios de IFS. Trabajos observacionales recientes encuentran que una importante fracción de galaxias en el Universo Local presentan un crecimiento de adentro hacia afuera dado que presentan gradientes de edad negativos (Wang et al. 2011; Lin et al. 2013; Li et al. 2015). No es claro aún como las ETGs se ensamblan y "apagan" su formación estelar. Existen evidencias de comportamientos de crecimiento de adentro hacia afuera y de afuera hacia adentro (ej. Sánchez-Blázquez et al. 2007). Ibarra-Medel et al. (2016), encuentran un escenario de crecimiento de adentro hacia afuera para LTGs con formación estelar. Para las ETGs, este comportamiento, también de adentro hacia afuera, resulta más débil. Por otro lado, en sistemas menos masivos hay mayor variedad de tipos de crecimiento. La determinación observacional de las edades de las poblaciones estelares mayores a 10 Gyr es actualmente un desafío debido a las grandes incertezas en las mediciones (Ibarra-Medel et al. 2016).

Otro efecto que debe ser considerado en la formación de las ETGs es la contribución de estrellas viejas de satélites acretados (ej. Genel et al. 2018). La acreción de satélites puede proveer estrellas viejas en las regiones externas estableciendo un escenario de crecimiento de afuera hacia adentro. Sin embargo, puede que las poblaciones estelares acretadas sean más jóvenes que las de la galaxia principal dándose el escenario opuesto. Observacionalmente, no es posible discernir esto con certeza aún.

Según el paradigma cosmológico actual de la formación de las estructuras, diferentes morfologías son el resultado de distintas historias de formación a una dada masa estelar (De Rossi et al. 2015; Trayford et al. 2019). En particular, se encuentra que las fusiones pueden cambiar la morfología drásticamente (Mihos & Hernquist 1996). Al comienzo de estas interacciones, puede haber acreción de gas, produciendo brotes de formación estelar que alimentan la componente esferoidal (Hernquist

1989; Sillero et al. 2017). Estos procesos pueden modificar las distribuciones de metalicidad y desencadenar formación estelar (ej. Rupke et al. 2010; Perez et al. 2013; Tissera et al. 2016a; Taylor & Kobayashi 2017; Bustamante et al. 2018). Los vientos galácticos generados por retroalimentación estelar o por AGN pueden transportar material fuera de la galaxia y modificar así su morfología, la actividad de formación estelar y las abundancias químicas (ej. Gibson et al. 2013; Genel et al. 2015; Dubois et al. 2016). Las fusiones secas también han sido propuestas como mecanismo responsable para la formación de ETGs, principalmente de sus zonas más externas, puesto que las mismas contribuyen con estrellas viejas y bajas cantidades de gas que permitirían la formación de nuevas estrellas (Genel et al. 2018). Mientras la retroalimentación por SN es crucial para regular la transformación de gas en estrellas, también se requiere la retroalimentación por AGN a masas altas donde la anterior no es eficiente.

Clauwens et al. (2018) estudian el origen de las diferentes morfologías de las galaxias centrales de la simulación de EAGLE (Schaye et al. 2015; Crain et al. 2015). En su trabajo se proponen procesos de formación de las componentes de disco y esferoide. En él se distinguen tres fases de formación. Cuando $M_* < 10^{9,5}$ $\mathrm{M}_\odot$ la evolución galáctica estaría dominada por movimientos aleatorios y un crecimiento desordenado. En esta etapa, la formación estelar ocurre mayormente *in-situ*, alimentada posiblemente por fusiones. Cuando la masa estelar de las galaxias está en el rango $10^{9,5}$ $\mathrm{M}_\odot < M_* < 10^{10,5}$ $\mathrm{M}_\odot$ también hay formación estelar *in-situ* transfromándose las mismas a sistemas con morfologías más discoidales. Finalmente, a masas mayores, las galaxias se vuelven más dominadas por esferoide, donde la formación del esferoide se debe principalmente a la acreción de estrellas. Trayford et al. (2019) también analizan la evolución morfológica de las galaxias en la misma simulación, estudiando los cambios producidos por las fusiones, las acreciones y la evolución secular en función del corrimiento al rojo. En el citado trabajo, se concluye que la fracción en masa de los esferoides crece hacia el presente y que galaxias que tienen fusiones con cocientes de masas mayores a 1:10 tienden a cambiar su morfología dominada por disco a una dominada por esferoide.

En este capítulo, se analizan las galaxias dominadas por dispersión de velocidades del proyecto EAGLE (Schaye et al. 2015; Crain et al. 2015), particularmente de la simulación de un volumen cúbico de lado 100 Mpc. De esta manera, se incrementa la estadística y se explora una mayor variedad de historias de ensamblaje. En la Sección 4.1 se introduce la simulación de EAGLE y se describe la muestra de galaxias seleccionadas. El análisis de forma y cinemática es objeto de estudio de la Sección 4.2. En la Sección 4.3 se estudia el ensamblaje promedio e individual de las galaxias y sus componentes y en la Sección 4.4 se hace la comparación de algunas propiedades con las de las DDGs de esta simulación. Finalmente, se sumariza en la Sección 4.5.

Los resultados expuestos en este capítulo se presentan en el trabajo Rosito et al.

(2018b) enviado para su publicación.

4.1. La simulación de EAGLE

El proyecto EAGLE (Schaye et al. 2015; Crain et al. 2015) consiste en simulaciones hidrodinámicas que modelan la formación de galaxias en volúmenes cosmológicamente representativos de un universo Λ-CDM (Crain et al. 2015; Schaye et al. 2015). Los parámetros cosmológicos, extraídos de Planck Collaboration et al. (2014a,b), son: $\Omega_m = 0{,}307$, $\Omega_\Lambda = 0{,}693$ y $\Omega_b = 0{,}04825$, $H_0 = 100h$ km s^{-1} Mpc^{-1}, con $h = 0{,}6777$ y $\sigma_8 = 0{,}8288$. Estas simulaciones son ejecutadas usando una versión modificada del código de N cuerpos TreePM/SPH GADGET-3 (Springel 2005). Los cambios principales son la formulación de SPH, el paso temporal y la física de los procesos que ocurren a escalas menores a la resolución de las simulaciones. Esta última incluye enfriamiento y calentamiento radiativo, fotoionización, formación estelar, pérdida de masa estelar y enriquecimiento químico, y modelos de retroalimentación estelar y por AGN.

Hay cuatro simulaciones principales en el proyecto EAGLE. En el presente trabajo, se estudian galaxias seleccionadas de la simulación L100N1504. El tamaño de la caja es de 100 Mpc de lado y el parámetro de ablandamiento gravitacional máximo es de 0.7 kpc. La condición inicial tiene 1504^3 partículas de materia oscura y la misma cantidad de partículas bariónicas con una resolución de $1{,}81 \times 10^6$ M$_\odot$ y $9{,}70 \times 10^6$ M$_\odot$ para la partícula bariónica inicial y la de materia oscura, respectivamente (Schaye et al. 2015). Estas condiciones son calculadas con una función de transferencia creada mediante el programa CAMB (Lewis et al. 2000) y con el método de teoría de perturbaciones lagrangianas de segundo orden de Jenkins (2010) y el campo de ruido gaussiano "Panphasia" (Jenkins 2013; Jenkins & Booth 2013).

Para describir los enfriamientos y calentamientos radiativos se utiliza CLOUDY (versión 07.02 Ferland et al. 1998). Se asumen ciertas hipótesis relacionadas con el gas, el fondo cósmico de microondas (CMB por su sigla en inglés) y un fondo adicional de rayos UV/X responsable de la reionizacíón del hidrógeno neutro. Finalmente, se obtienen tablas que especifican las tasas de enfriamiento en función de la densidad, el corrimiento al rojo y la temperatura, las cuales son interpoladas. Así, se llega a un buen acuerdo con la evolución térmica computada por Schaye et al. (2000).

Se implementa la formación estelar estocástica siguiendo el esquema de presión de Schaye & Dalla Vecchia (2008). Por encima de un umbral de densidad y por debajo de un umbral de temperatura puede darse la formación estelar. Se utiliza una reformulación de la ley de Kennicutt-Schmidt (Kennicutt 1998) haciendo la SFR función de la presión. Se asume una IMF de Chabrier (Chabrier 2003). Los tiempos de vida de las estrellas, asumiendo cada partícula como una población estelar sim-

ple, dependen de la metalicidad y la fracción de estrellas que están finalizando la secuencia principal se utiliza para calcular la pérdida de masa mediante vientos estelares y SNII. Se calcula la evolución de las cantidades de once elementos químicos, así como también la pérdida de masa y energía por SNIa.

Los procesos de liberación de energía al medio interestelar debidos a la evolución estelar incluyen vientos estelares, radiación y SN. Se adopta el esquema de retroalimentación térmica estocástico de Dalla Vecchia & Schaye (2012). En ese trabajo, se especifican los cambios de temperatura ΔT para cada elemento calentado. La fracción de energía disponible para la retroalimentación ($f_{\rm th}$) determina la probabilidad de que un elemento cercano a una partícula estelar sea calentado. Por convención, se supone que si esta fracción es igual a uno, el valor medio de energía inyectada es de 1.736 $\times 10^{49}$ erg $\mathrm{M}_\odot^{-1}$, que corresponde a la energía disponible por evento de SNII con una IMF de Chabrier. Se define un valor $\Delta T = 10^{7,5}$ K. El parámetro $f_{\rm th}$ es libre y puede ser calibrado.

Para que sea posible la retroalimentación por AGN, debe regularse la formación y crecimiento de agujeros negros. De acuerdo a Springel (2005), los agujeros negros se ubican en el centro de los halos de masas mayores a $1{,}43 \times 10^{10}$ $\mathrm{M}_\odot$ que no contengan ya un agujero negro. La partícula de gas con mayor densidad se convierte en una partícula no colisional de agujero negro de masa $1{,}43 \times 10^5$ $\mathrm{M}_\odot$. Nótese que este valor es menor a la resolución de la partícula de gas. La masa del agujero negro crece por fusiones y acreción de gas. La tasa de energía liberada se calcula como $\epsilon_{\rm f}\epsilon_{\rm r}\dot{M}_{\rm accr}c^2$ donde $\epsilon_{\rm r}$ es la eficiencia radiativa, $\dot{M}_{\rm accr}$ es la tasa de acreción de gas, c es la velocidad de la luz y $\epsilon_{\rm f}$ es la fracción de energía radiada que se acopla al medio interestelar. El valor de este último parámetro, al igual que $f_{\rm th}$ puede ser calibrado para reproducir mejor las observaciones a $z = 0$. Se elige $\epsilon_{\rm f}\epsilon_{\rm r} = 0{,}015$. Cabe aclarar que $\epsilon_{\rm f}$ afecta solamente la masa del agujuero negro (Booth & Schaye 2009) y no la masa estelar. Se elige también, estocásticamente, al menos un elemento vecino al agujero negro que es calentado en $\Delta T_{\rm AGN} = 10^{8,5}$ K.

Mayores detalles acerca de la física subyacente a esta simulación se encuentran explicados en Schaye et al. (2015), Crain et al. (2015) y Rosas-Guevara et al. (2016).

Las estructuras galácticas son identificadas con un algoritmo *Friends-of-Friends* y los subhalos mediante el algoritmo SUBFIND (Springel et al. 2001; Dolag et al. 2009).

En la presente tesis, se utiliza la base de datos disponible públicamente por McAlpine et al. (2016).

4.1.1. La muestra de galaxias seleccionadas

En este trabajo, se utiliza una muestra de 7 482 galaxias centrales del catálogo de galaxias de EAGLE de L100N1504 seleccionadas por Tissera et al. (2018). Para asegurar la robustez de este análisis, se analizan sólo aquellas galaxias con más de

10 000 partículas estelares dentro de 1.5 $R_{\rm opt}$. De esta manera, se obtiene una muestra que consiste en 1 721 galaxias con masas estelares en el rango $[0{,}22 - 16{,}7] \times 10^{10} {\rm M}_{\odot}$.

Para clasificar la muestra morfológicamente, se aplica un criterio dinámico al igual que en el Capítulo 3 descripto en Tissera et al. (2012). Se divide así cada galaxia en sus componentes y se calcula el cociente B/T. Para la masa total se consideran las componentes de disco y bulbo dentro del 1.5 $R_{\rm opt}$. Por consistencia con otros trabajos (Pedrosa & Tissera 2015; Rosito et al. 2018a; Tissera et al. 2018), se adopta un umbral de $B/T = 0{,}5$ para separar las DDGs (llamadas en este trabajo E-DDGs) de las SDGs (llamadas E-SDGs). La Figura 4.1 muestra un histograma de estos cocientes. En el mismo puede apreciarse que, como se obtiene en el análisis de las galaxias del Proyecto Fénix (Rosito et al. 2018a), todas las galaxias presentan una componente de disco que representa el $\sim 49\,\%$ al $\sim 10\,\%$ de su masa estelar.

De aquí en más en este capítulo, se analizan las E-SDGs.

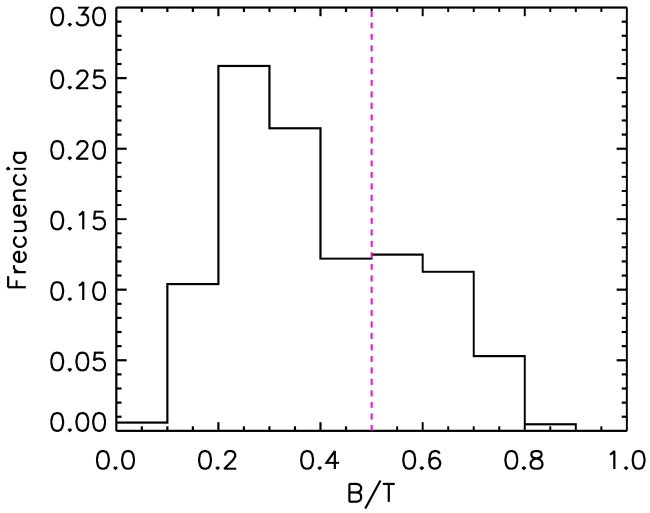

Fig. 4.1: Distribución de los cocientes B/T para las galaxias seleccionadas. Sólo aquellas con $B/T > 0{,}5$ son clasificadas como SDGs (línea magenta punteada).

La muestra de E-SDGs consiste en 508 galaxias. Las masas estelares están en el rango de $[0{,}4 - 14] \times 10^{10} {\rm M}_{\odot}$.

Para cada E-SDG, se estima el $R_{\rm mm}$, nuevamente como aquél que engloba el 50 % de la masa estelar total. Además se mide la sSFR, en este trabajo calculada con las poblaciones estelares de edades menores a 0.5 Gyr, a diferencia del cálculo realizado en el Capítulo 3 donde se consideraron estrellas más jóvenes que 1 Gyr. Esto es porque en EAGLE se obtienen galaxias con mayor número de partículas, y por tanto, es más probable encontrar un mayor número de partículas más jóvenes para

calcular la sSFR de forma más confiable minimizando el ruido numérico. También se estima la edad de estrellas promedio pesada por la masa, la dispersión de velocidades dentro del $R_{\rm mm}$ (σ_e) y la velocidad rotacional V de las poblaciones estelares. Esta última es el promedio de las velocidades tangenciales dentro del $R_{\rm mm}$.

En el resto de esta sección, se analizan los parámetros estructurales y las relaciones fundamentales determinadas por las E-SDGs para ser comparados con observaciones recientes.

4.1.2. Densidad superficial de masa

Se estiman los perfiles de densidad superficial de masa estelar proyectada para las componentes de disco y esferoide. Se ajustan los perfiles de Sérsic (Sérsic 1968) para los bulbos obteniéndose, como en el Capítulo anterior Σ_0, R_b y n de la Ecuación 3.1. Para los discos se ajustó un perfil exponencial ($n = 1$).

Se considera la densidad superficial de masa estelar proyectada como trazadora del brillo superficial, lo que es equivalente a adoptar $M/L = 1$. Este cociente masa-luminosidad es cercano al observado para las bandas infrarrojas y es consistente con el utilizado en Rosito et al. (2018a).

En el caso de la componente esferoidal, el perfil de Sérsic se ajusta entre un parámetro de ablandamiento gravitacional y el radio que engloba el 90 % de la masa del bulbo. De esta manera, se minimiza el ruido numérico en las zonas internas y externas. El ajuste exponencial se realiza entre este último radio y el $R_{\rm opt}$.

En la Figura 4.2 se presentan dos ejemplos de galaxias simuladas con distintas distribuciones de densidad superficial. Fueron incluídas las curvas de mejor ajuste. Como puede verse, estas distribuciones están bien descriptas por la ley de Sérsic y el perfil exponencial para las componentes de esferoide y disco, respectivamente. Las componentes de disco y bulbo coexisten en las regiones internas, aunque pueden identificarse distintos comportamientos, como se aprecia en la figura. En general, los discos se extienden a la región del bulbo siguiendo el perfil exponencial (panel izquierdo) o bien aumentan su densidad superficial alcanzando la del bulbo (panel derecho). Estas diferentes características de la coexistencia de los discos y los esferoides son el reflejo de las diferentes historias de ensamblaje (ej. Trayford et al. 2019).

Al igual que en Rosito et al. (2018a), se cuantifica la fracción de masa estelar de disco coexistente con el bulbo ($F_{\rm rot}$). En la Figura 4.3 se muestra $F_{\rm rot}$ en función de B/T coloreando los símbolos de acuerdo a los índices de Sérsic de las galaxias a las que representan. Con el fin de poder apreciar mejor las posibles tendencias presentes, se suaviza la distribución usando la implementación de Python (Cappellari et al. 2013b) del método de Regresión Pesada Localmente bidimensional (Cleveland & Devlin 1988). Este método generaliza la regresión polinomial con la ventaja de que no es necesario especificar una función para ajustar el modelo a los datos, siendo

notablemente simple de implementar. Debe tenerse en cuenta que los rangos de variación pueden verse afectados por el suavizado. Se aplica de aquí en adelante este método en los gráficos de dispersión del presente capítulo. En el Apéndice B se incluyen las distribuciones sin suavizar. Los límites de la barra de colores se fijan al primer y tercer cuartil de la variable de acuerdo a la cual se realiza el coloreado, a menos que se indique lo contrario.

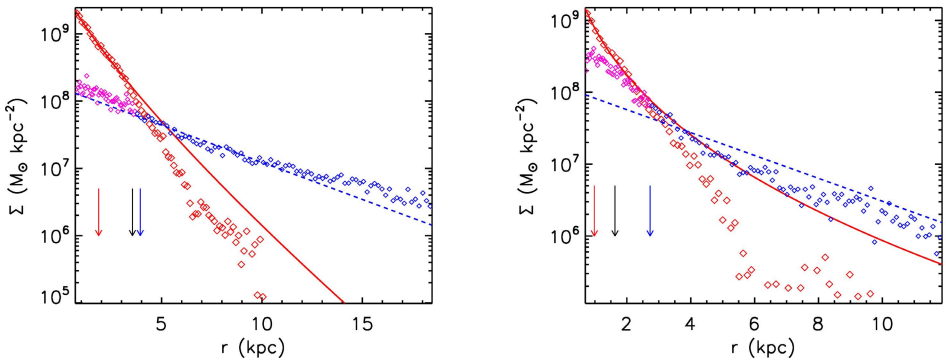

Fig. 4.2: Dos ejemplos de perfiles de densidad superficial de masa estelar para el bulbo (diamantes rojos) y el disco (diamantes azules). Parte del disco coexiste con el esferoide (diamantes magenta). Se incluye el mejor ajuste para el perfil de Sérsic ajustado para la componente esferoidal (línea roja) y para el perfil exponencial del disco (línea azul discontinua). El radio efectivo del bulbo calculado mediante la Ecuación 3.2 con los parámetros del perfil de Sérsic, el $R_{\rm mm}$ y el radio de escala del disco R_d están representados las flechas roja, negra y azul, respectivamente. Esta figura muestra distintos comportamientos para los discos internos. El primero sigue el perfil exponencial y el segundo se fusiona con el esferoide.

En su mayoría (85 %), las E-SDGs tienen índices de Sérsic menores a 2, por lo que podrían clasificarse como pseudo-bulbos. El 53 % de las E-SDGs tienen $n > 1$. Se espera una importante contribución de evolución secular en la formación de estos sistemas (ver Kormendy 2016). Cabe notar, sin embargo, que pueden aplicarse otras definiciones para distinguir entre bulbos clásicos y pseudo-bulbos (ej. Falcón-Barroso & Knapen 2012; Gadotti 2009).

Como puede apreciarse en la Figura 4.3, las E-SDGs con cocientes B/T altos tienden a tener a presentar valores pequeños de $F_{\rm rot}$, como también ocurre con las galaxias de la simulación Fénix (Rosito et al. 2018a). Hay una débil tendencia para estas galaxias de tener índices de Sérsic ligeramente mayores. Por otro lado, los discos internos más significativos ($F_{\rm rot} > 0{,}2$) se encuentran en galaxias con mayor fracción de disco con $n \leq 1$, que es lo esperado para bulbos formados mediante evolución secular. En esta figura puede verse que existe una gran variación de $F_{\rm rot}$ a un dado valor de B/T, lo que sugiere distintas historias de ensamblaje (i.e., diferentes

contribuciones de colapsos, fusiones y evolución secular). El coeficiente de Spearman para esta relación es de -0.47. La pendiente de la regresión lineal es $-0{,}40 \pm 0{,}04$ (el error está calculado mediante un método de *bootstrap*). Esta relación indica que las galaxias con mayor componente discoidal suelen extender sus discos a la zona central (Rosito et al. 2018a).

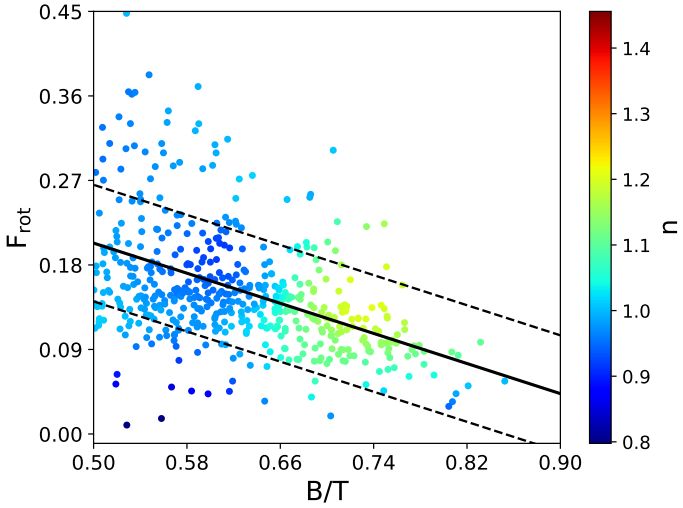

Fig. 4.3: Fracción de disco que coexiste con el esferoide en función del cociente B/T. Los símbolos están coloreados de acuerdo al n. Se muestra también una regresión lineal (línea negra sólida) con su dispersión de 1σ (líneas negras discontinuas). Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

Las E-SDGs no presentan una correlación clara entre B/T y n como puede apreciarse en la Figura 4.4 (coeficiente de Spearman 0.09, valor-p 0.03). Gadotti (2009), que encuentra pseudo-bulbos con $n > 2$ analizando su brillo superficial medio en función del radio efectivo, concluye que este tipo de bulbos no siguen una correlación entre B/T y n. Los resultados aquí expuestos presentan un acuerdo con lo encontrado por Gadotti (2009) en el sentido de que la mayor parte de las E-SDGs pueden ser consideradas pseudo-bulbos, aunque aquí se use otro criterio. De la Figura 4.4 también puede verse que las galaxias con B/T mayores tienen, en promedio, poblaciones estelares más viejas (las E-SDGs están coloreadas de acuerdo a la edad promedio pesada por la masa de las componentes discoidales y esferoidales).

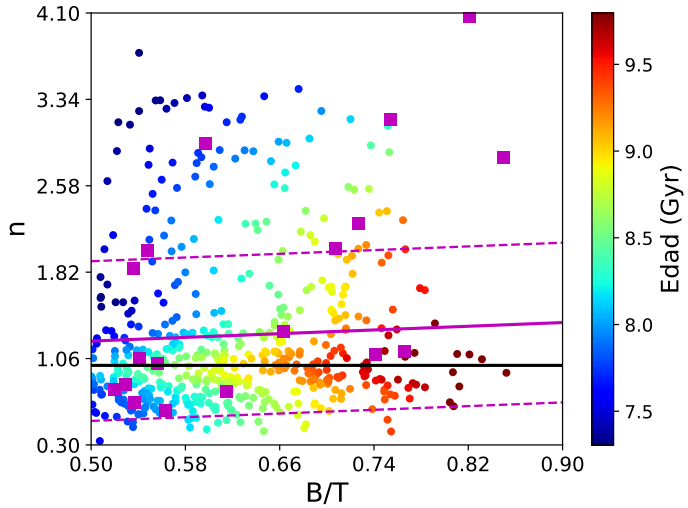

Fig. 4.4: Índices de Sérsic en función del cociente B/T para las galaxias simuladas. Los símbolos están coloreados de acuerdo a la edad promedio pesada por la masa. Se incluye un ajuste lineal (línea magenta sólida) con su dispersión de 1σ (línea magenta discontinua). También se incluyen las SDGs de la simulación Fénix (Pedrosa & Tissera 2015) analizadas en Rosito et al. (2018a). Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

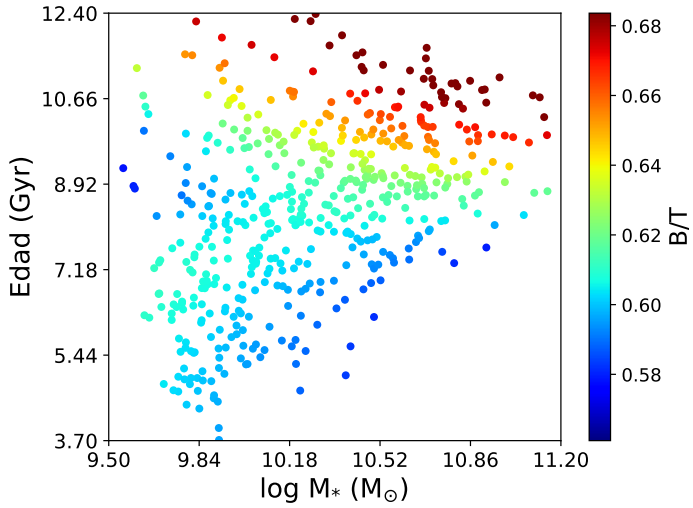

Fig. 4.5: Edad promedio pesada por la masa estelar en función de la masa estelar para las E-SDGs. Los símbolos están coloreados de acuerdo a los cocientes B/T. Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

En la Figura 4.5 se muestra la edad promedio pesada por la masa en función

de la masa estelar de las E-SDGs. El código de colores denota el cociente B/T. Como puede apreciarse, hay una tendencia general a que las galaxias más masivas estén pobladas por estrellas viejas, en promedio, con mayores valores de B/T. Para galaxias con mayor componente de disco, las edades son menores y las galaxias menos masivas. Sin embargo, a una dada masa estelar, hay una importante variedad de edades y morfologías.

4.1.3. Relaciones de escala

Se analizan a continuación tres relevantes relaciones de escala para las E-SDGs, a saber: la relación masa estelar-radio, la relación de FJ (Faber & Jackson 1976) y el PF (Faber et al. 1987; Dressler et al. 1987; Djorgovski & Davis 1987), para ser comparadas con observaciones. Para estimar las mismas se utiliza $R_{\rm mm}$ como tamaño característico de las galaxias simuladas.

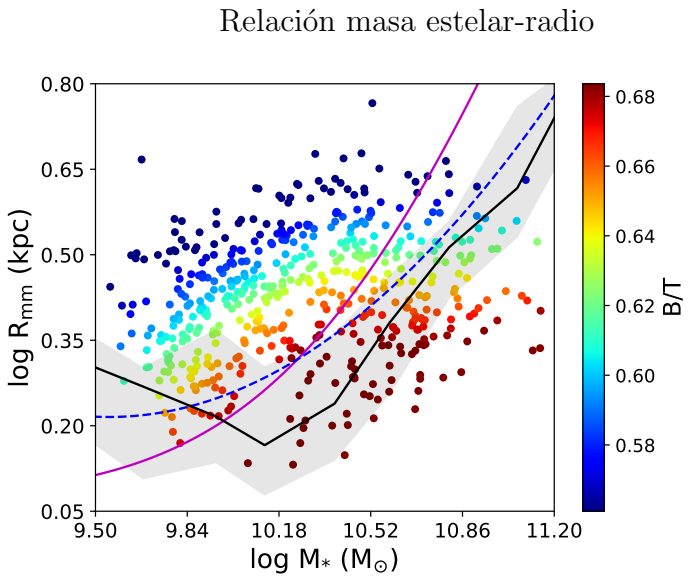

Fig. 4.6: Relación masa estelar-radio estimada para las E-SDGs. Los símbolos están coloreados de acuerdo al cociente B/T. La línea negra representa la mediana de las observaciones de ATLAS^{3D}. El primer y el tercer cuartil son representados por la zona sombreada. Se incluyen además las relaciones observadas reportadas por Mosleh et al. (2013) con la línea magenta y Bernardi et al. (2014) con la línea azul discontinua. Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

La Figura 4.6 muestra la relación entre la masa y el tamaño de las E-SDGs. Se compara esta relación simulada con las tendencias reportadas por Mosleh et al.

(2013) y Bernardi et al. (2014). Del primero se toman los parámetros correspondientes a las ETGs (tabla 1 en Mosleh et al. 2013) y en el segundo se elige el caso de un perfil de Sérsic simple (su tabla 4), al igual que en Rosito et al. (2018a). También se comparan los resultados de la simulación con las observaciones del proyecto ATLAS^{3D} (Cappellari et al. 2011). Las masas estelares se calculan con las luminosidades en Cappellari et al. (2013a, su tabla 1) usando las relaciones de masa-luminosidad en Cappellari et al. (2013b, su tabla 1) para una IMF de Salpeter. Por tanto, se aplica una corrección para transformar estas masas estelares a las estimadas adoptando una IMF de Chabrier.

Como puede apreciarse en la Figura 4.6, las E-SDGs muestran una correlación en acuerdo con las observaciones, aunque más débil (ver también Rosito et al. 2018a). Existe una variación sistemática de los radios en función de B/T a una dada masa estelar. La relación para las E-SDGs con $B/T \geq 0{,}6$ se asemeja más a las observaciones de ATLAS^{3D}. Las E-SDGs con menor fracción de bulbo se desplazan hacia $R_{\rm mm}$ mayores, siendo éstos más similares a los de las LTGs (ej. Mosleh et al. 2013). Esto es consistente con la existencia de una importante componente de disco en la región central que contribuye a expandir radialmente las distribuciones estelares, como se muestra en la Figura 4.3.

Relación de Faber-Jackson

Se calcula la ya introducida relación de FJ adoptando un valor para el cociente M/L, por un lado, y luego mediante la estimación de la masa dinámica $M_{\rm din}$, midiendo en ambos casos la dispersión de velocidades dentro del $R_{\rm mm}$ (σ_e). La masa dinámica se obtiene en forma similar a los procedimientos observacionales (ej. Cappellari et al. 2013a) asumiendo virialización y simetría esférica. Los resultados de Cappellari et al. (2013a) son utilizados para comparar con los parámetros simulados. En el primer caso, se fija $M/L = 0{,}5$ para convertir las masas estelares de las E-SDGs en luminosidades. La pendiente obtenida es $0{,}33 \pm 0{,}01$ habiendo un acuerdo con la de la muestra de ATLAS^{3D} ($0{,}34 \pm 0{,}02$, panel izquierdo de la Figura 4.7). La relación de FJ para las E-SDGs usando la masa dinámica dentro del radio efectivo se muestra en el panel derecho de la Figura 4.7. Puede verse que las E-SDGs siguen la tendencia esperada teniendo las galaxias más masivas mayores dispersiones de velocidades. En este segundo caso, la pendiente obtenida es de $0{,}40 \pm 0{,}01$. Los errores se calculan con un método de *bootstrap*. La diferencia en las pendientes observada y simulada puede deberse a distintas fracciones de materia oscura en las simulaciones. De hecho, la comparación de ambas relaciones observada y simulada, sugiere que las E-SDGs masivas podrían tener menos materia oscura que las observadas en las regiones centrales. Por otro lado, una causa probable para diferencia entre los parámetros de la relación de FJ obtenidos con luminosidad y con masa puede ser que la relación M/L (cuyas mediciones para las E-SDGs están fuera del alcance del

presente trabajo) no es la misma para todas las galaxias (Conroy & van Dokkum 2012; Cappellari et al. 2012, 2013a).

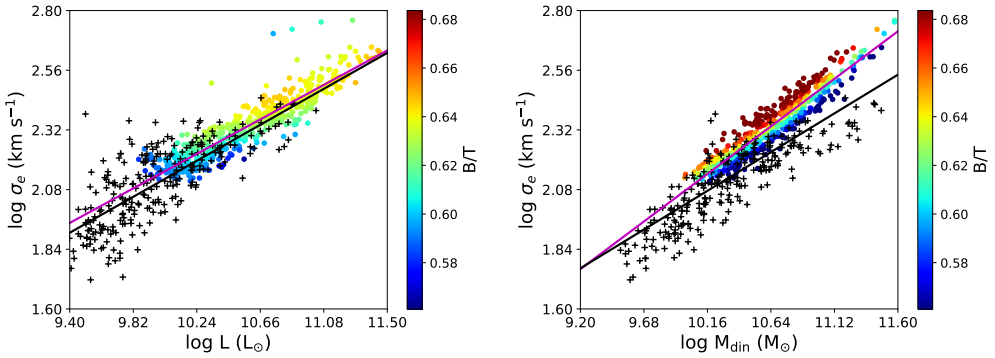

Fig. 4.7: Relaciones de FJ para las E-SDGs (círculos coloreados de acuerdo al cociente B/T) y las ETGs observadas (cruces negras). En el panel izquierdo se muestra la relación en función de la luminosidad y en el derecho en función de $M_{\rm din}$. Se incluyen las regresiones lineales para las E-SDGs (línea magenta sólida) y para las observaciones (línea negra sólida). Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

El plano fundamental

Nuevamente, se compara con las observaciones de ATLAS^{3D} el FP obtenido para las E-SDGs con los parámetros calculados con los datos observacionales (Figura 4.8). Como puede apreciarse, hay un buen acuerdo. Los *rms* para la recta de mínimos cuadrados y para la identidad son $\sim 0{,}16$ y $\sim 0{,}17$ respectivamente. Sin embargo, hay un grupo de E-SDGs por encima del plano. Las mismas parecen tener $R_{\rm mm}$ menores.

También puede verse que, a un dado $R_{\rm mm}$ hay una gran dispersión. El punto cero del FP observado se reproduce asumiendo $M/L = 1$. Hay entonces una discrepancia con el valor requerido para reproducir la relación de FJ, que queda bien definida adoptando $M/L = 0{,}5$.

Las E-SDGs se colorean de acuerdo a sus cocientes B/T. Es claro de esta figura que mayores cocientes B/T implican galaxias esferoidales más compactas. Considerando la Figura 4.6 son además más masivas.

4.2. Forma y cinemática

Las próximas secciones se focalizan en el aspecto central de estudio de este capítulo: las propiedades intrínsecas de las E-SDGs y sus historias de ensamblaje. Para

analizar la relación entre forma y cinemática, se calcula el cociente V/σ_L donde V es la velocidad rotacional promedio de las poblaciones estelares dentro del $R_{\rm mm}$ y σ_L la dispersión de velocidades unidimensional sobre la línea de la visual. Para calcular esta última a partir de σ_e, se asume que la dispersión de velocidades es isotrópica. El cociente V/σ_L es una medida de la importancia relativa del movimiento ordenado respecto de la dispersión de velocidades (ej. Dubois et al. 2016).

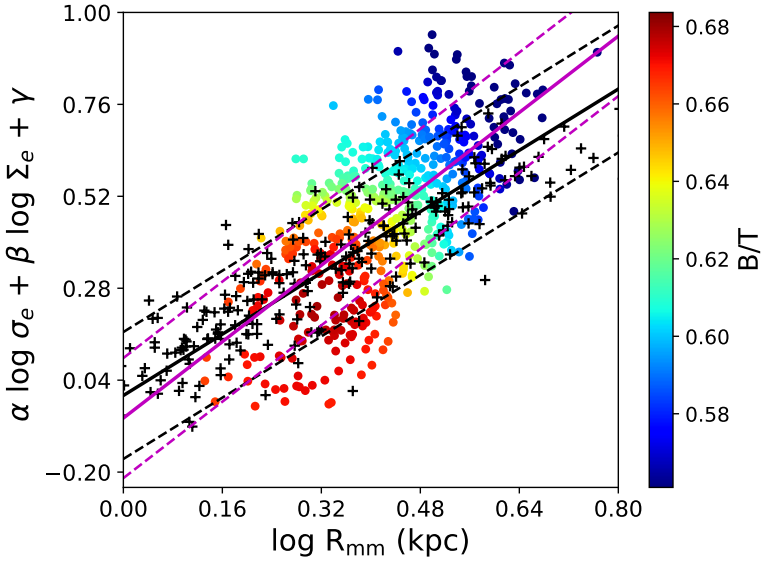

Fig. 4.8: El PF para las E-SDGs calculado con los parámetros estimados para las galaxias de la muestra de ATLAS^{3D}. Las E-SDGs están representadas por círculos coloreados de acuerdo al cociente B/T. La línea magenta denota el mejor ajuste para las SDGs mientras que la negra es la recta $y = x$. En líneas punteadas se muestran los *rms* de la regresión de mínimos cuadrados y respecto a la recta $y = x$. Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

Para las E-SDGs analizadas, se tiene un valor máximo de V/σ_L de $\sim$ 1,1, mientras que el valor máximo de estos cocientes considernado la muestra completa (i.e., E-SDGs y E-DDGs) es $V/\sigma_L \sim$ 2,4.

La forma de las E-SDGs se determina ajustando elipsoides a la distribución estelar 3D, como se describe en Tissera et al. (2010). Para cada galaxia se estiman, en el $R_{\rm mm}$, los cocientes entre los semiejes de los elipsoides a, b y c, siendo $a \geq b \geq c$. Se define la elipticidad como $\varepsilon = 1 - \frac{b}{a}$. Por definición (ver Capítulo 2), galaxias con $\varepsilon \sim 0$ son más oblatas. La Figura 4.9 muestra los cocientes entre los semiejes menor (eje y) e intermedio (eje x) y el semieje mayor. Nótese que las galaxias más prolatas (por definición, aquéllas con $b \sim c$) tienen mayores cocientes de B/T, aunque esta tendencia debería ser explorada en detalle con mayor resolución numérica.

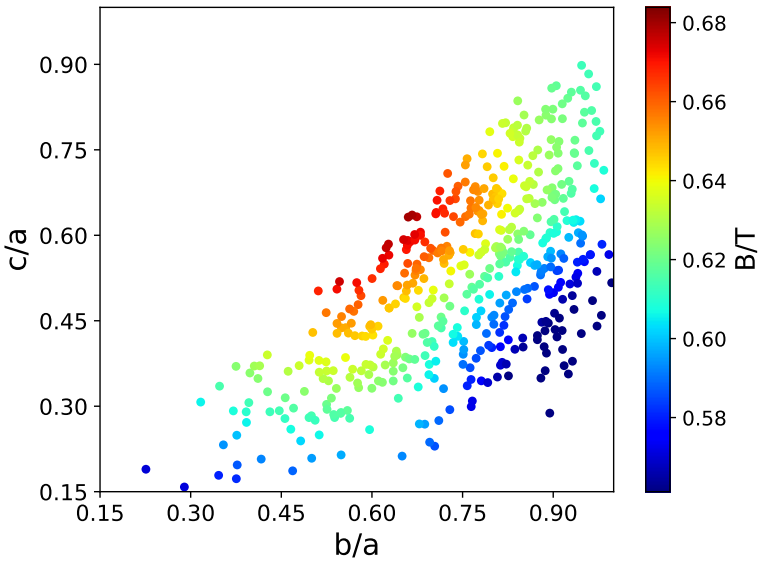

Fig. 4.9: Plano c/a-b/a para las E-SDGs. Los símbolos están coloreados de acuerdo a sus cocientes B/T. Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

En la Figura 4.10, se muestra el plano V/σ_L versus ε. Las galaxias observadas de ATLAS^{3D} (Emsellem et al. 2011) y las simuladas se encuentran en regiones similares de este plano. De esta figura, puede verse que galaxias con poblaciones estelares más viejas tienden a tener mayores valores de ε y son más masivas. Cabe destacar que existen galaxias simuladas con valores de V/σ_L altos y poblaciones estelares viejas, en acuerdo con Lagos et al. (2018a). En el panel inferior de la Figura 4.10, se aprecia que galaxias con cocientes B/T altos presentan valores más bajos de V/σ_L, como es de esperar.

4.3. Historias de crecimiento de la masa estelar

Se investigan las MGHs arqueológicas radiales y globales de las E-SDGs. Las MGHs se construyen como en el Capítulo 3, usando la distribución de edades de las partículas estelares a $z \sim 0$. Se definen tres bines radiales: [0, 0,5], [0,5, 1,0] y [1,0, 1,5] $R_{\rm mm}$, lo que es consistente con el estudio observacional de galaxias de MaNGA de Ibarra-Medel et al. (2016) y el trabajo de Rosito et al. (2018a). Se estima la MGH para cada una de las 508 E-SDGs.

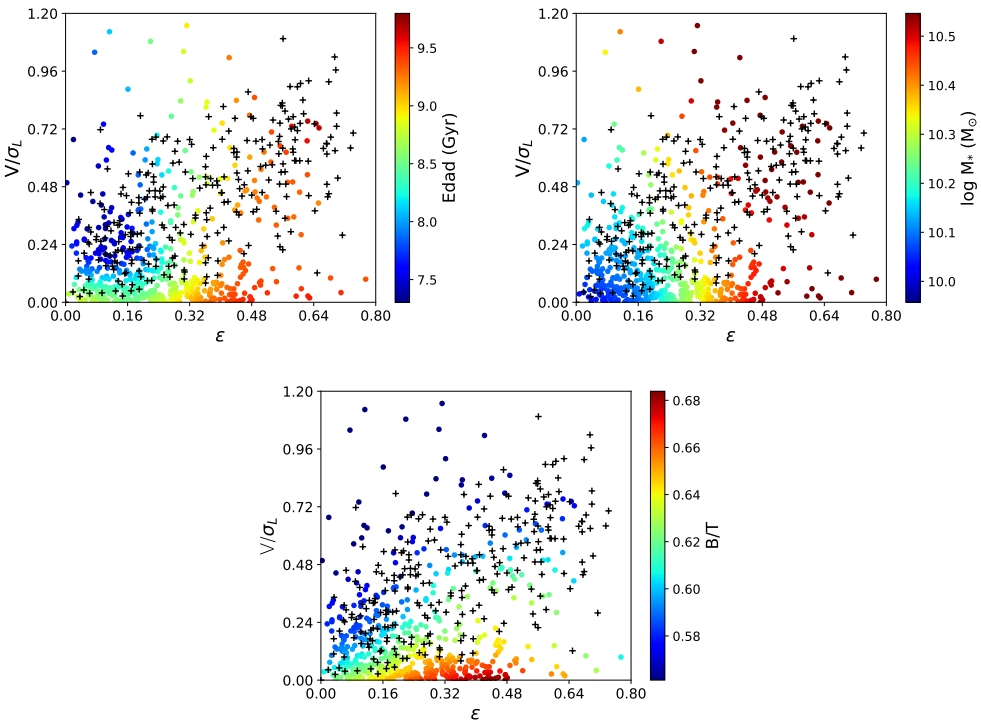

Fig. 4.10: V/σ_L vs ε para las E-SDGs. Las E-SDGs están coloreadas de acuerdo a la edad promedio pesada por la masa (panel superior izquierdo), la masa estelar (panel superior derecho) y el cociente B/T (panel inferior). Se muestran también los datos observacionales de ATLAS^{3D} (Emsellem et al. 2011, cruces negras). Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

Para este análisis, las E-SDGs son divididas en seis submuestras. En primer lugar, se hace una distinción de acuerdo a sus masas estelares, definiendo tres submuestras con igual cantidad de galaxias (33 % de las E-SDGs en cada una). Los rangos de masa se muestran en la Tabla 4.1. Dentro de cada una de estas tres submuestras, se utilizan los cocientes B/T para agruparlas de acuerdo a su morfología: $0{,}5 < B/T < 0{,}7$ y $B/T > 0{,}7$.

Se calculan las MGHs promedio globales y radiales para cada grupo como en Rosito et al. (2018a). Estas MGHs promedio están normalizadas a la masa total en cada bin M_0 a $t_0 - t = 0{,}5$ Gyr para una mejor comparación con las observaciones (Ibarra-Medel et al. 2016). Las mismas se muestran en la Figura 4.11. Como puede verse de esta figura, las galaxias más masivas (paneles superiores) presentan MGHs similares para cada intervalo radial, implicando una historia de formación coetánea, en promedio. Sin embargo, hay una tendencia leve de las estrellas en el intervalo radial interno a ser más jóvenes. Las galaxias con mayores valores de B/T tienen poblaciones estelares más viejas.

Tab. 4.1: T^{70} (Gyr) para las poblaciones estelares de cada intervalo radial de las galaxias agrupadas de acuerdo a su M_* (en unidades de $M_\odot$).

	$10^{10,46} < M_* < 10^{11,15}$		$10^{10,05} < M_* < 10^{10,46}$		$10^{9,56} < M_* < 10^{10,05}$	
	$B/T > 0{,}7$	$B/T < 0{,}7$	$B/T > 0{,}7$	$B/T < 0{,}7$	$B/T > 0{,}7$	$B/T < 0{,}7$
$0 < R < 0{,}5R_{\rm mm}$	9.0	8.0	8.0	7.0	4.5	5.0
$0{,}5R_{\rm mm} < R < R_{\rm mm}$	9.5	8.5	8.5	7.5	6.0	6.0
$R_{\rm mm} < R < 1{,}5R_{\rm mm}$	9.5	8.5	8.5	8.0	6.5	6.5

Para galaxias menos masivas, hay indicios de crecimiento de afuera hacia adentro, independientemente del cociente B/T. Para cuantificar estas tendencias se define el tiempo $t_0 - t$ en el cual el 70 % de la masa estelar ya fue formada (T^{70}). En la Tabla 4.1 se muestra el T^{70} para cada submuestra. Tomando la diferencia entre el T^{70} del intervalo radial interno e intermedio para cada galaxia, se estima que el 80 % de las E-SDGs tiene un comportamiento de formación de afuera hacia adentro.

Las poblaciones estelares más jóvenes identificadas en las regiones centrales podrían ser asociadas a evolución secular y/o a fusiones menores húmedas de sistemas más pequeños. Las MGHs de galaxias con $M_* < 10^{10,46}$ $M_\odot$ presentan características (como por ejemplo "saltos") consistentes con la presencia de fusiones.

La formación de afuera hacia adentro está en desacuerdo con los resultados de Ibarra-Medel et al. (2016) para galaxias de menor masa.[1] Nótese que, sin embargo, hay una gran incerteza en la determinación de las edades de poblaciones estelares observadas. En el capítulo anterior se muestra que galaxias seleccionadas del proyecto Fénix (Pedrosa & Tissera 2015) se forman en promedio de adentro hacia afuera, al igual que en Ibarra-Medel et al. (2016).

Estos hallazgos sugieren la existencia de discos, en especial, en galaxias de menor masa. Los discos podrían haberse formado como resultado de una transformación poco eficiente del gas en estrellas a corrimientos al rojo mayores. De esta manera, el gas disponible puede establecerse en estructuras discoidales y alimentar formación estelar nueva en las regiones centrales por evolución secular. Las fusiones también podrían atraer gas que desencadenaría formación estelar. En ese caso, las estrellas más jóvenes en las regiones centrales de las E-SDGs deberían asociarse a componentes de disco. Para verificar esta hipótesis, se estiman las MGHs de las componentes de disco y bulbo separadamente. Las mismas se muestran en la Figura 4.12. Como los bulbos son más pequeños, se consideran para ellos sólo dos intervalos radiales, mientras que para las componentes de disco se usan los mismos intervalos radiales que en el análisis anterior.

Como puede verse de la Figura 4.12, independientemente de la masa, o el cociente

[1] Las DDGs seleccionadas de esta simulación tienen, en promedio, una formación de adentro hacia afuera, como se reporta en otros trabajos (Zavala et al. 2016; Tissera et al. 2018). Ver Figura 4.17 de la Sección 4.4.

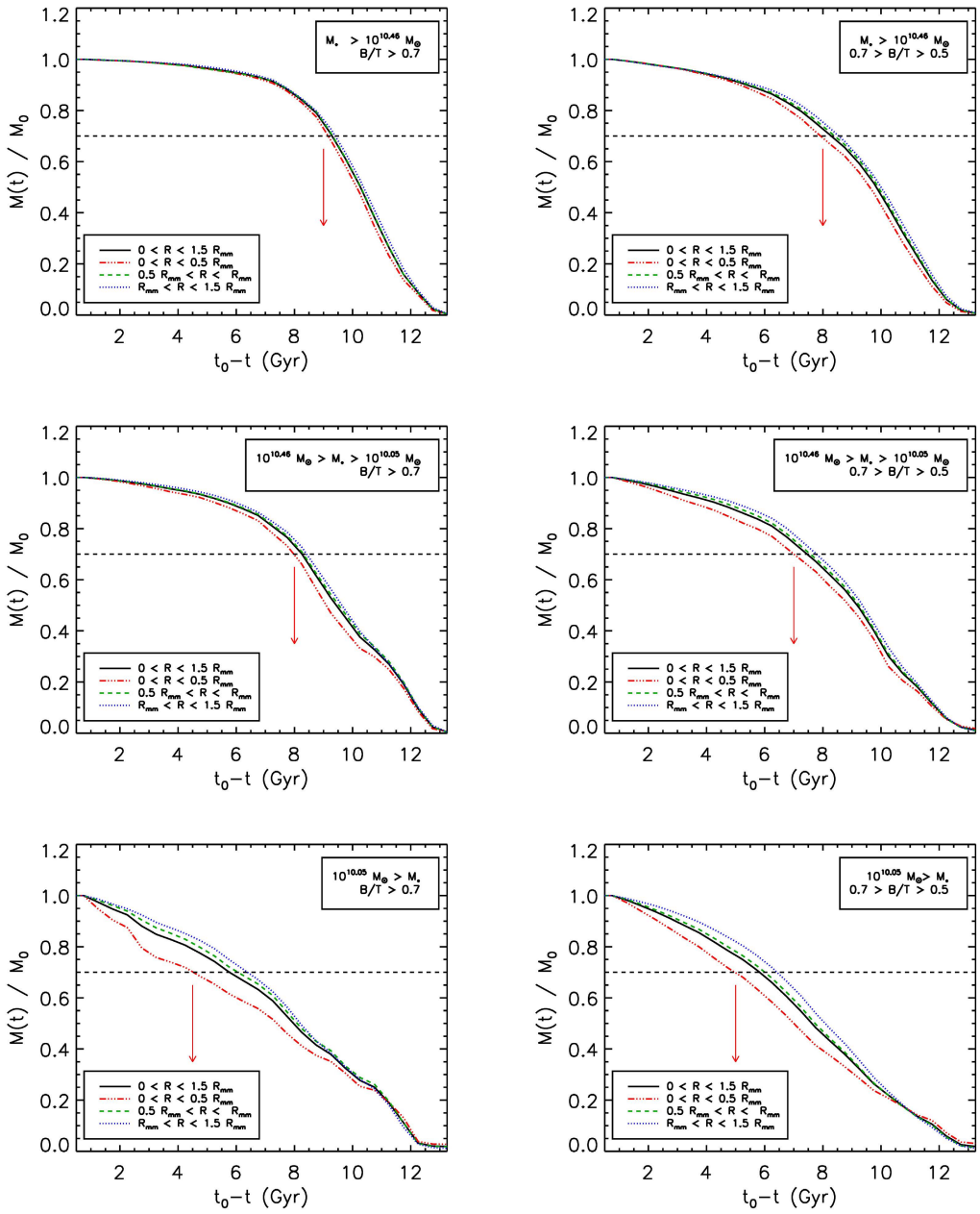

Fig. 4.11: MGHs globales y radiales para las SDGs. Paneles superiores: Galaxias más masivas. Paneles medios: Galaxias de masa intermedia. Paneles inferiores: Galaxias menos masivas. Estos grupos se dividen por su cociente B/T: $B/T > 0{,}7$ (paneles izquierdos) y $B/T < 0{,}7$ (paneles derechos). La flecha roja apunta al tiempo en el que se alcanza el 70 % de la masa estelar del intervalo radial interno.

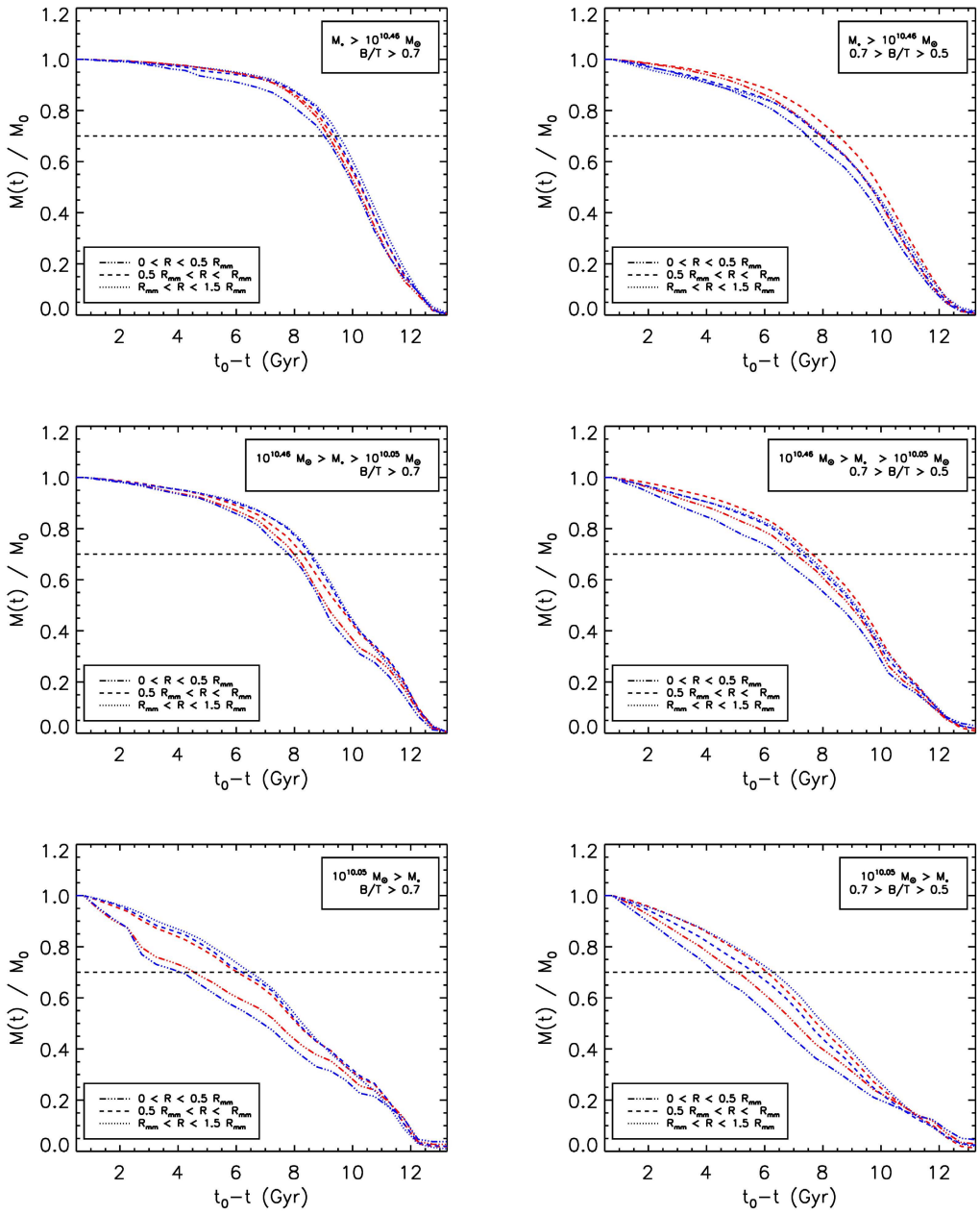

Fig. 4.12: MGHs radiales para ambas componentes de las SDGs. Se distinguen en rojo y azul las componentes de esferoide y disco respectivamente. Paneles superiores: Galaxias más masivas. Paneles medios: Galaxias de masa intermedia. Paneles inferiores: Galaxias menos masivas. Estos grupos se dividen por su cociente B/T: $B/T > 0{,}7$ (paneles izquierdos) y $B/T < 0{,}7$ (paneles derechos).

B/T, las regiones internas de las componentes de disco de las E-SDGs son más jóvenes, en promedio. Estos resultados están de acuerdo con los recientes hallazgos de Trayford et al. (2019), quienes muestran que la actividad de formación estelar está asociada a la componente discoidal en las ETGs de las simulaciones de EAGLE. El presente trabajo va más allá de los resultados de Trayford et al. (2019) pues se identifica además que esta actividad se localiza principalmente en el centro de la galaxia rejuveneciendo las poblaciones estelares y determinando una historia de formación de afuera hacia adentro para las E-SDGs.

Las tendencias arriba mencionadas son los comportamientos promedio. La complejidad de los procesos de formación de galaxias esferoidales se refleja en la diversidad de historias de ensamblaje (ver, por ejemplo, Brooks & Christensen 2016; Kormendy 2016). Para ilustrar esto, la Figura 4.13 muestra las MGHs de dos galaxias E-SDGs con comportamiento de adentro hacia afuera (panel izquierdo) y de afuera hacia adentro (panel derecho). Estas dos galaxias tienen cocientes B/T similares, aunque la primera es más masiva ($M_* \sim 8{,}2 \times 10^{10}$ $\mathrm{M}_\odot$ y $M_* \sim 4{,}5 \times 10^{10}$ $\mathrm{M}_\odot$ para la primera y la segunda galaxia respectivamente). La galaxia que se forma de afuera hacia adentro tiene una fracción mayor de disco interno ($\sim$ 0,15 vs $\sim$ 0,07 para la galaxia que se forma de adentro hacia afuera). En general, las F_{rot} de las galaxias con crecimiento de afuera hacia adentro tienden a ser ligeramente mayores: los cuartiles de estas fracciones son 0.11 y 0.18, mientras que los correspondientes para las galaxias con crecimiento de adentro hacia afuera son 0.11 y 0.15. Ambas MGHs presentan indicios de fuertes brotes de formación estelar que podrían haber sido alimentados por fusiones ricas en gas. De esta figura, también pueden verse que los "saltos" se producen en todos los intervalos radiales, lo cual es una señal de que las fusiones podrían ser el canal principal de provisión de gas puesto que pueden afectar las zonas internas y externas de las galaxias (Sillero et al. 2017).

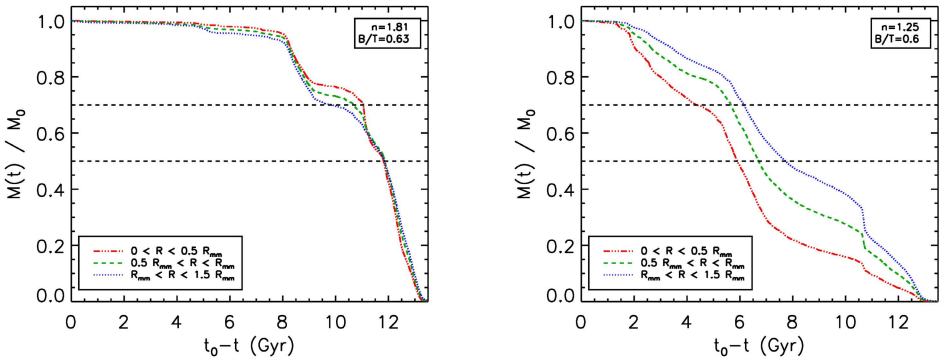

Fig. 4.13: MGHs para dos SDGs que muestran distintas historias de ensamblaje: de adentro hacia afuera (panel izquierdo) y de afuera hacia adentro (panel derecho). Estas SDGs tienen cocientes B/T similares.

La exploración de los árboles de fusiones muestra que ambas galaxias sufrieron su última fusión hace 8-8.5 Gyr, aunque la galaxia con comportamiento de afuera hacia adentro tuvo una fusión masiva (1:4), mientras que en la galaxia con formación de adentro hacia afuera, presenta sólo una fusión menor (1:10). McAlpine et al. (2018) encuentra que, en las simulaciones de EAGLE, las fusiones masivas son mecanismos eficientes que desencadenan un crecimiento rápido del agujero negro central implicando retroalimentación por AGN. Este resultado también es reportado en trabajos previos no vinculados a esta simulación (ej. Springel et al. 2005; Hopkins et al. 2005; Hopkins & Quataert 2010; Capelo et al. 2015). La formación de afuera hacia adentro detectada en las E-SDGs, especialmente en las galaxias de masas menores, puede sugerir que la retroalimentación por SN no es suficiente para extinguir la formación estelar y/o que la retroalimentación por AGN podría ser necesaria aun en galaxias de masas de 10^{10} $M_\odot$ (Argudo-Fernández et al. 2018).

4.3.1. Propiedades globales de bulbos y discos

Para entender mejor el proceso de crecimiento de afuera hacia adentro antes mencionado, se exploran las propiedades globales: edades y eficiencia de formación estelar de las componentes de disco y bulbo.

En la Figura 4.14 se muestra la edad estelar media para cada componente en función de la masa estelar de las E-SDGs. Como puede apreciarse, el bulbo y el disco tienen edades similares. Para ambas componentes, hay una correlación con la masa estelar de manera tal que las galaxias más masivas están dominadas por poblaciones estelares más viejas. En contraste, las E-DDGs presentan una clara diferencia entre las edades del bulbo y el disco como se muestra en la Figura 4.16 de la Sección 4.4. Los bulbos son sistemáticamente más viejos por al menos 1.5-2 Gyr en comparación con los discos.

Las tasas de formación estelar del bulbo y el disco siguen una tendencia similar con la masa estelar de la galaxia como se ve en la Figura 4.15, aunque la componente discoidal tiene valores de sSFR sistemáticamente mayores, como es de esperar. Galaxias menos masivas tienen actividad de formación estelar ligeramente más importante.

4.4. Comparación con las DDGs de EAGLE

Se completa este estudio analizando comparativamente algunas propiedades incluyendo ahora todas las galaxias en la muestra con más de 10 000 partículas. Esta muestra tiene un 70 % de E-DDGs, siendo el resto E-SDGs.

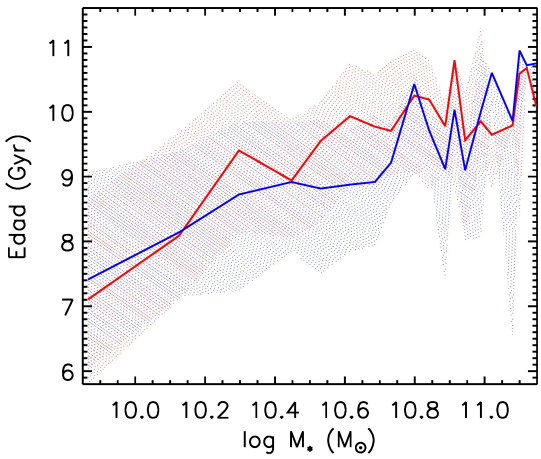

Fig. 4.14: Mediana de las edades estelares para el esferoide (línea roja) y el disco (línea azul) en función de la masa estelar de la galaxia para las E-SDGs. Las regiones sombreadas representan el primer y el tercer cuartil.

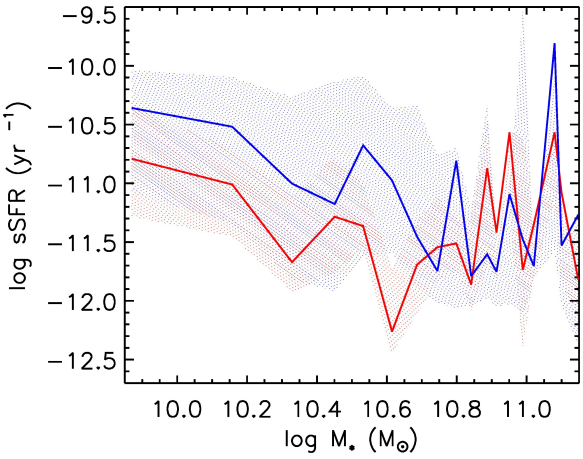

Fig. 4.15: sSFR en función de la masa estelar total para el esferoide (línea roja) y el disco (línea azul). Las regiones sombreadas representan el primer y el tercer cuartil.

En la Sección 4.3 se enfatiza el hecho de que las SDGs de la simulación estudiada tienen un crecimiento de afuera hacia adentro, en promedio. Éste no es el caso de las E-DDGs. El escenario de formación de adentro hacia afuera para las E-DDGs es consistente con estudios previos del proyecto EAGLE (Zavala et al. 2016; Tissera et al. 2018) siendo además el comportamiento esperado para este tipo de galaxias.

No se encontraron diferencias significativas entre las edades promedio de las componentes de esferoide y disco para las E-SDGs; sin embargo, los bulbos de las E-DDGs son bastante más viejos que sus discos (Figura 4.16), alrededor de 2 Gyr. Se muestra la MGH promedio global y radial para las E-DDGs en la Figura 4.17 donde se manifiesta el crecimiento de adentro hacia afuera. El 70 % de la masa estelar en los intervalos radiales interno, intermedio y externo se alcanza en $t_0 - t = 6{,}5$, 6 y 5.5 Gyr, respectivamente.

En la Sección 4.3 también se halla que las sSFR de las componentes discoidales y esferoidales de las E-SDGs son similares. Cuando todas las galaxias de la muestra son consideradas, independientemente de su cociente B/T, se observa el comportamiento esperado: aquéllas con mayor B/T tienen menor sSFR, como se aprecia en la Figura 4.18. Es importante aclarar que en este gráfico no se han fijado los límites de la barra de colores al primer y tercer cuartil de la variable de acuerdo a la cual se colorean los símbolos. Se usa en cambio un rango mayor. El motivo es que la mayor parte de las galaxias en esta muestra son dominadas por disco y tienen, por tanto, valores menores de B/T.

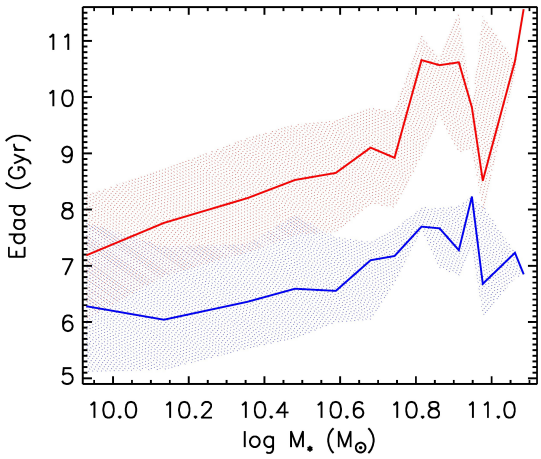

Fig. 4.16: Mediana de las edades estelares para el esferoide (línea roja) y el disco (línea azul) en función de la masa estelar de la galaxia para las E-DDGs. Las regiones sombreadas representan el primer y el tercer cuartil.

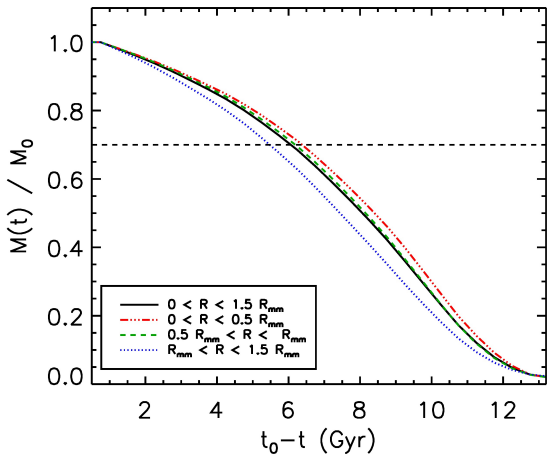

Fig. 4.17: MGHs promedio globales y radiales para las E-DDGs. Se observa un claro crecimiento de adentro hacia afuera.

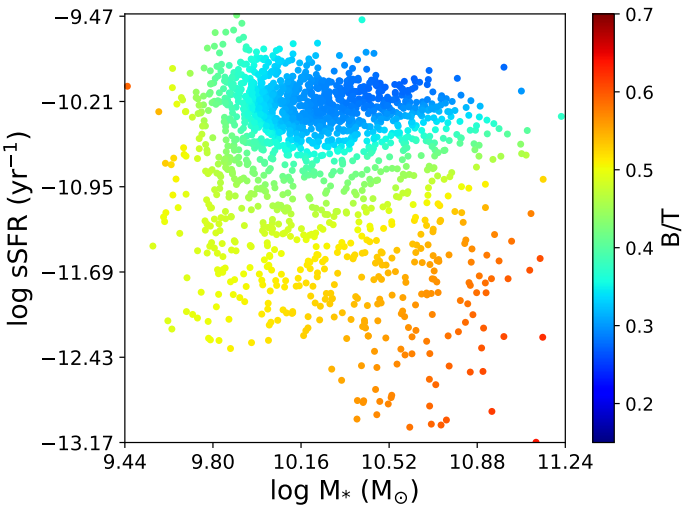

Fig. 4.18: sSFR en función de la masa estelar de todas las galxias en la muestra. Los símbolos están coloerados de acuerdo al cociente B/T.

4.5. Conclusiones

En este capítulo se desarolla un estudio exhaustivo de una muestra de galaxias dominadas por esferoide con buena resolución numérica de la simulación de EAGLE y se confrontan las características y comportamientos de estos sistemas con resultados previos. Los resultados principales son:

- De acuerdo con Rosito et al. (2018a), todas las E-SDGs tienen una componente de disco. Parte de este disco coexiste con el bulbo. La fracción en masa de este disco interno sobre el bulbo anticorrelaciona con el cociente B/T.

- Las E-SDGs siguen relaciones de escala como la relación de FJ y el PF de manera consistente con las observaciones (Cappellari et al. 2013a,b). Respecto de la relación masa estelar-radio, también hay un acuerdo razonable con las observaciones, aunque las E-SDGs con menores valores de B/T tienden a ser más extendidas.

- La relación entre la forma y la cinemática es consistente con las observaciones de ATLAS^{3D} (Emsellem et al. 2011). Las E-SDGs con valores de ε cercanos a 1 tienen poblaciones estelares más viejas y son más masivas.

- Las MGHs de las E-SDGs sugieren diferentes historias de ensamblaje de acuerdo a la masa estelar. En general, hay una gran variedad de MGHs para las galaxias analizadas en este trabajo y en muchas de ellas hay signos de fusiones y brotes de formación estelar. Las E-SDGs con masas estelares en el rango $10^{10,5}$ M$_\odot$ $< M_* <$ $10^{11,2}$ M$_\odot$ tienen MGHs consistentes con poblaciones estelares coetáneas con una tendencia leve de las regiones internas a ser más jóvenes que las exteriores. Para las menos masivas, hay una mayor contribución de poblaciones estelares jóvenes dentro de 0.5 $R_{\rm mm}$, lo cual se traslada a una diferencia de edades entre los intervalos radiales interno e intermedio. Esta diferencia aumenta para desde $\sim$ 0,5 Gyr para las E-SDGs más masivas hasta $\sim$ 2 Gyr para las más pequeñas. El ensamblaje de afuera hacia adentro para galaxias con $M_* <$ $10^{10,5}$ M$_\odot$ se contrapone a los resultados observacionales actuales.

- Como ya fue mencionado, todas las E-SDGs seleccionadas tienen una componente de disco, aun si representa una fracción pequeña de la masa total. El disco concentra la mayor parte de la actividad de formación estelar que está preferentemente localizada en la zona central. Éste no es el caso de las E-DDGs que presentan MGHs consistentes con un escenario de formación de adentro hacia afuera. Los siguientes mecanismos podrían haber jugado un rol importante en la modulación del ensamblaje de las ETGs. Por un lado, la existencia de discos en las E-SDGs las hace más susceptibles a los efectos de la evolución secular que puede causar afluencia de gas alimentando así la formación estelar en la región central. La retroalimentación por AGN podría ser también necesaria en galaxias más pequeñas (Argudo-Fernández et al. 2018). Por otro lado, considerando los resultados de Clauwens et al. (2018), quienes mostraron una contribución de estrellas *ex-situ* a distancias galactocéntricas mayores a 5 kpc, desde 10 % a 60 %, dependiendo de la masa de la galaxia, podría suceder que

la acreción de satélites en las zonas externas realce la tendencia de formación de afuera hacia adentro pues los mismos contribuyen con estrellas viejas. Estas fusiones menores podrían también implicar una desestabilización de una componente de disco pre-existente.

5. EL PLANO MASA-RADIO

Este capítulo se focaliza en el estudio del plano masa-radio en función de distintas caraterísticas físicas. También se investiga más profundamente la relación entre la cinemática y la forma de las galaxias. Se estudian comparativamente estas propiedades tanto para las galaxias tempranas como para las tardías.

Es bien sabido que los procesos de formación y evolución de las galaxias en general (como por ejemplo fusiones y evolución secular), además de regular la formación estelar, generan cambios en la distribución de los elementos químicos del medio interestelar. Para entender la formación de galaxias espirales, se asume la conservación del momento angular específico (Fall & Romanowsky 2013). Sin embargo, en el escenario de agregación jerárquica, las fusiones e interacciones y otros factores ambientales pueden redistribuir el momento angular produciendo cambios en la morfología de las galaxias (ej. Pedrosa & Tissera 2015; Lagos et al. 2017, 2018b). Por otro lado, y como ya fue mencionado en los capítulos anteriores, el complejo mecanismo de formación de galaxias elípticas incluye los procesos arriba mencionados aunque los mismos actúan con diferentes eficiencias y características (Clauwens et al. 2018). El plano masa-radio combina dos propiedades fundamentales de las galaxias y puede, por tanto, brindar valiosa información acerca de la formación de las mismas (Li et al. 2018). Este plano es una proyección del así llamado plano de masa (Cappellari et al. 2006; Bolton et al. 2007) que vincula la dispersión de velocidades, el radio y la masa dinámica.

Los procesos de ensamblaje de las galaxias guardan información de los patrones químicos en las poblaciones estelares. La evolución estelar implica que nuevos elementos químicos son sintetizados en el interior de las estrellas y eyectados al medio interestelar en diferentes etapas de esta evolución. Las poblaciones estelares más nuevas fijan las abundancias químicas del medio interestelar construyendo así la historia química de las galaxias. Así, el crecimiento de la masa estelar de una galaxia, así como también de su tamaño, mediante formación estelar, fusiones o acreciones de gas cambia las propiedades de las poblaciones estelares, tales como las abundancias químicas, la cinemática y las edades. Se investiga entonces la ubicación de estas propiedades en el plano masa-radio.

Con el advenimiento de las técnicas de IFS, estudios como MaNGA (Bundy et al. 2015), CALIFA (Sánchez et al. 2012) y SAMI (Bryant et al. 2015) permitieron la construcción más precisa de los planos masa-radio y sus interdependencias con otras propiedades con un aumento significativo de la estadística con respecto a estudios anteriores (ej. Ryden et al. 2001). Li et al. (2018) analizan el plano masa-radio tanto de las ETGs, como de las LTGs de MaNGA. Estos autores hallan que ambos

tipos de galaxias se ubican en un plano de masa consistente con las predicciones del teorema del virial. También encuentran que tanto las metalicidades como las edades varían sistemáticamente en el plano masa-radio a lo largo de la dirección de dispersión de velocidades constante. Las galaxias determinan planos masa-radio que dependen de sus propiedades de acuerdo a la morfología. Li et al. (2018) resaltan que la dispersión de velocidades puede ser considerada un trazador del cociente B/T (ej. Cappellari et al. 2013b). En las ETGs de la muestra analizada en su trabajo, se determinan correlaciones en el sentido de que a mayor dispersión de velocidades, mayores son las edades y más altas las metalicidades. Por otro lado, van de Sande et al. (2018b) estudian el vínculo entre el grado de rotación de una galaxia y su elipticidad concluyendo que la edad sigue la elipticidad para sistemas esferoidales oblatos.

Las simulaciones cosmológicas que incluyen evolución química son herramientas fundamentales para estudiar la relación entre propiedades dinámicas, estructurales y químicas (ej. Mosconi et al. 2001; Lia et al. 2002; Tissera et al. 2012; Taylor & Kobayashi 2017) en el escenario de formación jerárquica. Estas simulaciones indican que, como ya se mencionó, las LTGs se forman con conservación del momento angular y por tanto, crecen de adentro hacia afuera presentando gradientes de edades y metalicidades negativos en promedio (Tissera et al. 2016a; Tissera et al. 2018). Estas tendencias pueden ser modificadas por procesos tales como fusiones o migraciones estelares. La formación de las ETGs involucra varios mecanismos en diferentes etapas (Naab 2013): fusiones mayores, menores y acreción de gas frío. En cuanto a las fusiones, las mismas son consideradas la forma más eficiente de distribuir el momento angular y modificar la morfología y las propiedades de las galaxias (Bois et al. 2011; Perez et al. 2013; Naab et al. 2014). Lagos et al. (2018a) estiman que un 70 % de las galaxias de las simulaciones de EAGLE (Schaye et al. 2015; Crain et al. 2015) que rotan más lentamente han experimentado al menos una fusión masiva. Estos autores también reportan que las fusiones húmedas incrementan el parámetro de *spin* λ (ver Ecuación 5.1) mientras que las fusiones secas producen el efecto contrario. En un trabajo reciente de van de Sande et al. (2018a) se analizan las propiedades estructurales y dinámicas y las edades de las poblaciones estelares en algunas simulaciones de gran volumen, incluida L100N1504 de EAGLE para confrontarlas con observaciones con técnicas de IFS. Si bien en ese trabajo hallaron un acuerdo entre el plano masa-radio simulado y el observacional, no hallaron una correlación entre la elipticidad ε y la edad como ocurre en las observaciones.

En este capítulo, se aborda el estudio del plano masa-radio utilizando la muestra de galaxias simuladas de EAGLE obtenidas como se describe en el Capítulo 4, tanto las E-SDGs como las E-DDGs. Esta simulación produce una gran variedad de galaxias cuyas propiedades guardan distintos grados de acuerdo con las observaciones (Trayford et al. 2019, y sus referencias).

En la Sección 5.1 se describe cómo fueron obtenidas las variables a analizar (metalicidad, gradientes y parámetros de forma y cinemática). Se exponen y analizan los resultados en la Sección 5.2 y finalmente, se concluye en la Sección 5.3.

En el trabajo Rosito et al. (2019) enviado para su publicación se presentan los resultados de este capítulo.

5.1. Parámetros de las galaxias simuladas

En este capítulo, se analiza la muestra de 508 E-SDGs estudiada en Rosito et al. (2018b) en conjunto con las 1 213 E-DDGs seleccionadas de la misma simulación mediante el criterio de clasificación morfológica empleado en Rosito et al. (2018a) y Rosito et al. (2018b). Los cálculos empleados para este trabajo son los expuestos en Rosito et al. (2018b), en particular el $R_{\rm mm}$ y la $M_{\rm din}$.

El parámetro de *spin*, λ y la elipticidad se obtienen de Lagos et al. (2018a). Para realizar dicho cálculo, se utilizan proyecciones bidimensionales de las galaxias en orientaciones aleatorias:

$$\lambda = \frac{\sum_j L_j r_j \mid V_j \mid}{\sum_j L_j r_j \sqrt{V_j^2 + \sigma_j^2}} \tag{5.1}$$

Aquí, V_j y σ_j son la velocidad media y la dispersión de velocidades pesadas por la luminosidad en la banda r en la línea de la visual en cada píxel j de los mapas de velocidad generados (Lagos et al. 2018a), r_j la distancia circular de cada píxel al centro de la galaxia y L_j la luminosidad en la banda r. En cuanto a la elipticidad, se usan las mismas proyecciones siguiendo Cappellari et al. (2007) y por tanto, se trata de un parámetro referente a una imagen bidimensional. El cálculo es equivalente a diagonalizar el tensor de inercia de la densidad superficial de la galaxia. Se resalta la diferencia entre la elipticidad así obtenida y la estimada en Rosito et al. (2018b), donde se utilizan las distancias tridimensionales y se eligen de los tres semiejes el mayor y el intermedio. Los parámetros están calculados en el radio mitad de masa proyectado.

Las abundancias químicas medias (O/H) y [O/Fe] son calculadas dentro del $R_{\rm mm}$ y los perfiles radiales de metalicidad y edad se estiman entre tres parámetros de ablandamiento y el $R_{\rm mm}$. Para calcular los gradientes se realizan ajustes lineales siguiendo el trabajo de Li et al. (2018) para obtener comparaciones más fieles con las observaciones.

5.2. Análisis

Se estudian las distribuciones de distintas propiedades sobre el plano masa-radio. Es importante tener en cuenta que las muestras simuladas y observadas se construyen

con distintos criterios. Li et al. (2018) usan el índice de Sérsic para distinguir entre ETGs y LTGs siendo $n = 2{,}5$ el umbral por encima del cual las galaxias se consideran del primer grupo. Además, en su trabajo construyen el plano en cuestión usando el semieje mayor de la isofota que engloba la mitad de la luz como indicador del tamaño de las galaxias. Por otro lado, en este trabajo, se clasifican las galaxias de acuerdo a sus cocientes B/T y se utiliza el $R_{\rm mm}$ como radio característico. Esto es consistente con los trabajos anteriores (Rosito et al. 2018a,b).

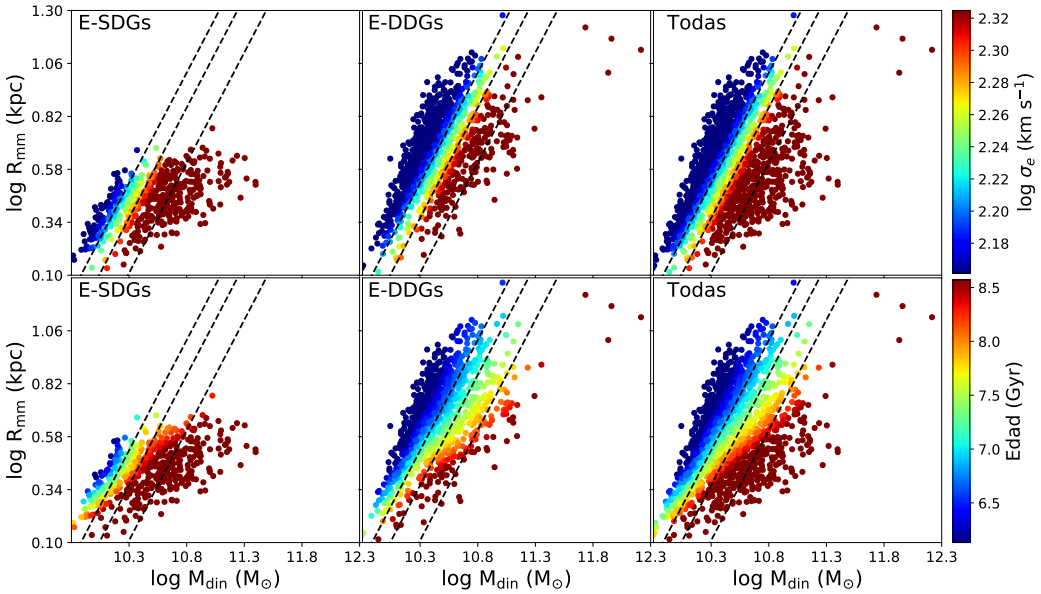

Fig. 5.1: Distribuciones suavizadas de la dispersión de velocidades (σ_e; paneles superiores) y edad promedio pesada por la masa (paneles inferiores) en el plano masa-radio para las E-SDGs (paneles izquierdos), las E-DDGs (paneles medios) y toda la muestra (paneles derechos) seleccionadas de la simulación de EAGLE a $z = 0$. Las líneas discontinuas muestran las distribuciones predichas para sistemas con σ_e constante a 125, 150 y 200 km s^{-1}. Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

En la Figura 5.1 se muestra el plano masa-radio en función de la dispersión de velocidades dentro del $R_{\rm mm}$, σ_e y la edad estelar promedio pesada por la masa para las E-SDGs, las E-DDGs y la muestra completa. Nuevamente, se usa el método de Regresión Pesada Localmente (Cleveland & Devlin 1988) para suavizar las distribuciones. En el Apéndice B se exhiben las distribuciones sin suavizar con fines comparativos. Los paneles superiores muestran el plano masa-radio en función de σ_e en el que se observa la tendencia esperada. A una dada masa dinámica, galaxias con $R_{\rm mm}$ mayores presentan menores valores de σ_e. El rango de masas dinámicas de

estas muestras simuladas es menor al analizado en el trabajo de Li et al. (2018).

Como se muestra en la Figura 5.1 (paneles inferiores), las edades promedio pesadas por la masa de las poblaciones estelares son aproximadamente constantes sobre las líneas de σ_e constante. Sin embargo, la tendencia es más llana para galaxias con estrellas viejas independientemente de su morfología. Las poblaciones estelares más jóvenes son dominantes en galaxias de baja masa (y por tanto, bajos valores de σ_e). Para una dada masa dinámica, galaxias más viejas son más compactas, tanto en las E-SDGs como en las E-DDGs. En estos aspectos se tiene un acuerdo con los resultados observacionales de Li et al. (2018).

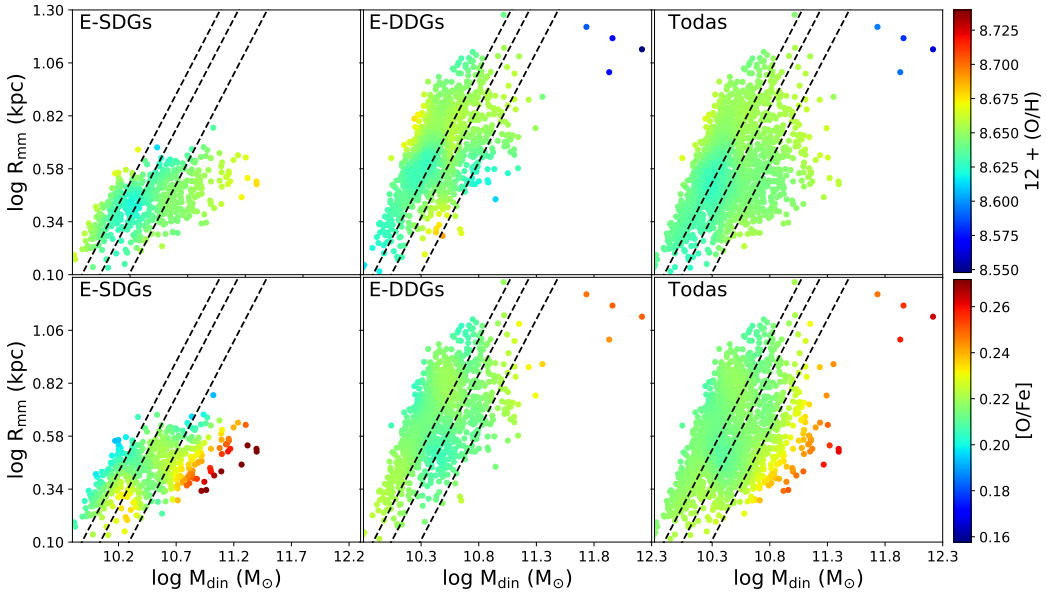

Fig. 5.2: Distribuciones suavizadas de las medianas de (O/H)+12 (paneles superiores) y de [O/Fe] (paneles inferiores) en el plano masa-radio para las E-SDGs (paneles izquierdos), las E-DDGs (paneles medios) y toda la muestra (paneles derechos) seleccionadas de la simulación de EAGLE a $z = 0$. Las líneas son las descriptas en la Figura 5.1. Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

Tendencias bastante más débiles se ven en el plano masa-radio en función de las abundancias químicas con los indicadores de metalicidad (O/H) y [O/Fe] como se ve en la Figura 5.2. Esto es consistente con trabajos previos (De Rossi et al. 2017; Tissera et al. 2018). Existen además grandes dispersiones en los valores de metalicidad que dificultan la obtención de tendencias claras (ver una discusión acerca de las dispersiones en las metalicidades en Solar et al. en preparación). No se observan entonces dependencias sistemáticas de las abundancias químicas con la masa o con

σ_e.

La Figura 5.3 muestra la distribución de los gradientes de edad y metalicidad estelares en el plano masa-radio. Como puede verse de los paneles superiores, las E-SDGs masivas tienden a tener gradientes de edad negativos pero débiles o positivos en desacuerdo con Li et al. (2018). Las galaxias menos masivas presentan mayor variedad de gradientes de edad, probablemente como resultado de sus historias de ensamblaje más tardías (véase Rosito et al. 2018b). Por otro lado, hay una tendencia sistemática a que los gradientes más negativos se encuentren en discos más extendidos a una dada masa. Para las E-DDGs con gradientes de edad constantes, las galaxias más extendidas tienden a ser más masivas, aunque la tasa de cambio es más débil que la obtenida en función de σ_e. La mayor parte de las galaxias son E-DDGs, luego las mismas dominan la muestra estadísticamente. Por lo tanto, al analizar la muestra total, las tendencias son similares a las de las E-DDGs. Nótese que el comportamiento de las E-DDGs guarda un acuerdo con los resultados reportados por Li et al. (2018).

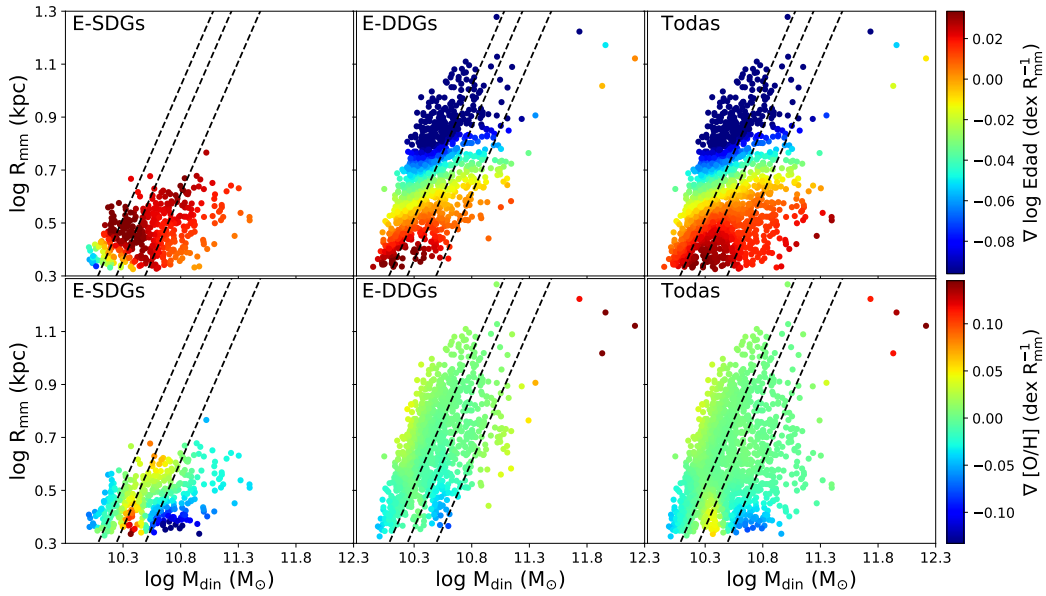

Fig. 5.3: Distribuciones suavizadas de los gradientes de edad (paneles superiores) y los de metalicidad (paneles inferiores) en el plano masa-radio para las E-SDGs (paneles izquierdos), las E-DDGs (paneles medios) y toda la muestra (paneles derechos) seleccionadas de la simulación de EAGLE a $z = 0$. Las líneas son las descriptas en la Figura 5.1. Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

Los gradientes de metalicidad están débilmente correlacionados con la masa este-

lar (Tissera et al. 2018) y esto también se ve reflejado en el plano masa-radio como se ve en los paneles inferiores de la Figura 5.3. Para las E-DDGs, los gradientes de metalicidad son globalmente negativos. Se observa un cambio débil en las pendientes en una masa dinámica aproximada $M_{\rm din} \sim 10^{10,5}$ $M_\odot$. Esta tendencia está determinada principalmente por una fracción de galaxias con gradientes de metalicidad débiles/positivos alrededor de $\sigma_e \sim 150$ km s^{-1}.

Se estudia también el plano masa-radio en función de los parámetros de rotación y de forma que se cuantifican con λ y ε. En la Figura 5.4 se muestra la distribución del parámetro de *spin* en el plano masa-radio y este mismo parámetro en función de la elipticidad bidimensional coloreado por las edades promedio de las poblaciones estelares.

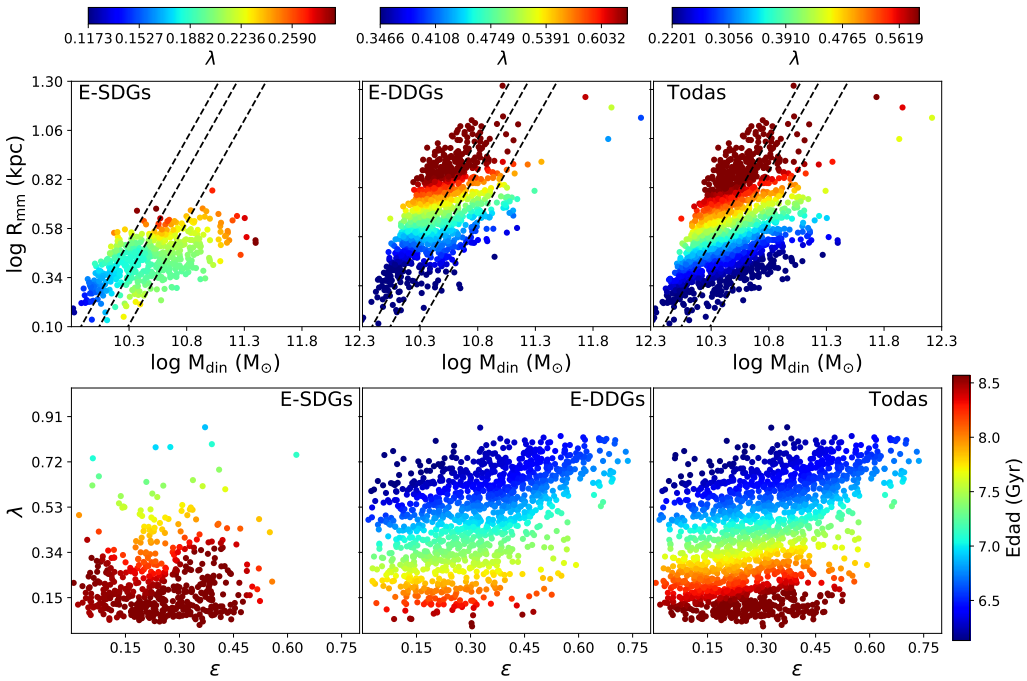

Fig. 5.4: Distribución suavizada del parámetro de *spin* en el plano masa-radio (paneles superiores). Las líneas son las descriptas en la Figura 5.1. Paneles inferiores: Plano λ-ε coloreado por las edades promedio pesadas por la masa de las poblaciones estelares. Las E-SDGs, las E-DDGs y la muestra total se ven representadas en los paneles izquierdos, medios y derechos, respectivamente. Ver en el Apéndice B las distribuciones no suavizadas.

Como puede verse en los paneles superiores de la Figura 5.4, hay una clara dependencia de λ con el plano masa-radio. Para ambos tipos morfológicos, a una dada masa dinámica, λ varía en forma suave con $R_{\rm mm}$. Nótese que se utilizaron

distintas barras de colores para resaltar las tendencias. Esta figura muestra que galaxias con valores de λ similares forman "trayectorias" con pendientes positivas pero más débiles que las determinadas por σ_e constante. Esto implica que galaxias más masivas son más extendidas a un dado valor de λ. Esta tendencia se mantiene cuando se analizan todas las galaxias juntas.

En los paneles inferiores de la Figura 5.4 puede verse el plano λ-ε en función de la edad estelar promedio pesada por la masa. En los mismos se observa que, las "trayectorias" de edad constante son planas para $\varepsilon <\sim 0{,}3$, lo que indica que para estos sistemas la edad es un buen trazador para λ y viceversa. Tanto para las E-SDGs como para las E-DDGs, las poblaciones estelares más viejas se encuentran en galaxias con bajos valores de λ. Esto es consistente con que el hecho de que esos sistemas hayan sufrido un mayor número de fusiones secas. Por otro lado, galaxias con mayores valores de λ tienen poblaciones estelares más jóvenes. Nótese también que las galaxias con $\varepsilon >\sim 0{,}3$ tienden a ser más jóvenes que aquéllas con bajas elipticidades a un dado λ. Sin embargo, la edad no es un trazador claro de λ en esas galaxias.

Siguiendo la idea de trabajos previos, si se toma $\lambda \sim 0{,}2$ como un valor conveniente para separar entre galaxias rotadoras rápidas y lentas (basándose en la distribución de λ-ε para las galaxias analizadas; ver figura 3 de Lagos et al. 2018a), se tiene que un 55 % de las E-SDGs son rotadodas lentas pobladas por estrellas viejas, mientras que sólo el 8 % de las E-DDGs pueden ser clasificadas como rotadoras lentas.

5.3. Conclusiones

Usando una muestra de galaxias seleccionada de la simulación L100N1504 del proyecto EAGLE, se realiza un análisis estadístico de la dependencia de las propiedades de las galaxias del plano masa-radio. Se enuncian los principales resultados:

- Tanto galaxias tempranas como tardías en la simulación de EAGLE se encuentran en el plano masa-radio en acuerdo global con las observaciones. Las galaxias más grandes tienen menores valores de σ_e a una dada masa.

- Las galaxias dominadas por estrellas viejas son más compactas a una dada masa. Li et al. (2018) reportan que σ_e es un buen trazador de la edad estelar. Esto también es válido para las galaxias de EAGLE, aunque la tendencia es ligeramente más débil, en especial para galaxias de disco masivas. Los gradientes de edad para las E-DDGs son consistentes con las observaciones de manera tal que discos más extendidos tienen gradientes de edad negativos más pronunciados. Por otro lado, las E-SDGs tienen gradientes más positivos (Rosito et al. 2018b).

- Las abundancias químicas presentan una débil dependencia con la masa o σ_e. Reproducir las tendencias observacionales acerca de la metalicidad resulta un desafío para las simulaciones cosmológicas.

- Se encuentra que la edad puede ser un buen trazador de λ para sistemas de bajas elipticidades. De acuerdo a la clasificación morfológica basada en el nivel de rotación de las galaxias, esto implica que la morfología es indicadora de la edad. Sin embargo, ε no presenta una tendencia clara con la edad de las estrellas en las galaxias de EAGLE.

Estos resultados sugieren que los procesos de regulación de la actividad de formación estelar (y por tanto la distribución de edad) deben afectar también la redistribución del momento angular de las estrellas y el gas, y consecuentemente la morfología de las galaxias. A pesar de los grandes avances en el ámbito de las simulaciones hidrodinámicas cosmológicas, aún pueden detectarse algunas fallas. En el área de las poblaciones estelares, se encuentra que algunos de esos defectos están relacionados con los perfiles de metalicidad y la relación entre edad y forma. Futuras investigaciones de la naturaleza multifasética del medio interestelar podrían conducir a galaxias simuladas cuyas características, como los perfiles de metalicidad y la cinemática interna sean más realistas.

6. EFECTOS DE LA RETROALIMENTACIÓN POR AGN EN GALAXIAS ELÍPTICAS

Los resultados descriptos en los capítulos anteriores indican que la retroalimentación energética es sumamente importante para una efectiva regulación de la formación estelar. En este capítulo, se investiga la relevancia del mecanismo de retroalimentación por AGN mediante el análisis de las simulaciones Horizon-AGN (Dubois et al. 2014) y Horizon-noAGN. Esta última modela los mismos procesos físicos con idénticas condiones iniciales que Horizon-AGN con la diferencia de que no permite la formación de agujeros negros y, por tanto, no tiene retroalimentación por AGN (ej. Kaviraj et al. 2017; Peirani et al. 2017).

Se presentan a continuación resultados preliminares del estudio de galaxias tempranas de la simulación Horizon. Los mismos se focalizan en la comparación del PF de las galaxias dominadas por dispersión y la sSFR con y sin retroalimentación por AGN. También se analizan los colores y las MGHs de las galaxias de Horizon-AGN.

6.1. La simulación de Horizon

La simulación Horizon es consistente con un universo Λ-CDM con los siguientes parámetros cosmológicos: $\Omega_m = 0{,}272$, con densidad de bariones $\Omega_b = 0{,}045$, $\Omega_\Lambda = 0{,}728$, $H_0 = 100h$ km s^{-1} Mpc^{-1}, con $h = 0{,}704$ y amplitud del espectro de potencias $\sigma_8 = 0{,}81$ (Dubois et al. 2014). Estos parámetros son consistentes con la cosmología WMAP 7 (Komatsu et al. 2011). El tamaño de la caja es de 100 h^{-1} Mpc de lado con 1024^3 partículas de materia oscura de masa 8×10^7 M$_\odot$ (Dubois et al. 2014). La resolución de gas inicial tiene una masa de 10^7 M$_\odot$ (Dubois et al. 2016).

A diferencia de las simulaciones utilizadas en los estudios descriptos en los capítulos anteriores, el código empleado en la simulación Horizon es RAMSES (Teyssier 2002). El mismo esta basado en la técnica de refinamiento adaptativo de malla (AMR, por sus siglas en inglés). La malla inicial es refinada hasta un paso espacial de $\Delta x = 1$ kpc. Este refinamiento se lleva a cabo mediante un criterio "quasi-Lagrangiano": si el número total de partículas de materia oscura en una celda es mayor a 8, o bien la materia bariónica total dentro de una celda es 8 veces mayor a la resolución de materia oscura, se realiza un nuevo nivel de refinamiento. Se mantiene, además, aproximadamente constante el tamaño mínimo de las celdas en unidades físicas teniendo en cuenta el factor de expansión.

Las condiciones iniciales se calculan usando el código MPGRAFIC (Prunet et al. 2008).

El enfriamiento del gas (hidrógeno, helio y algunos metales) se describe con el

modelo de Sutherland & Dopita (1993). Se permite un enfriamiento de hasta 10^4 K. Por otro lado, el calentamiento, que ocurre luego de la reionización ($z \sim 10$), se modela con un fondo UV siguiendo las ideas de Haardt & Madau (1996). La metalicidad en el gas es modificada por los vientos galácticos y por el gas enriquecido eyectado durante un evento de SN. Se tienen en cuenta también los siguientes elementos liberados por vientos estelares y producidos en los interiores de las estrellas: O, Fe, C, N, Mg y Si (Dubois et al. 2014).

Con respecto a la formación estelar, la misma tiene lugar cuando la densidad numérica del gas está por encima de 0.1 H cm^{-3} y se produce en forma aleatoria (Rasera & Teyssier 2006; Dubois & Teyssier 2008). Dicho proceso sigue la ley de Schmidt: $\dot{\rho}_* = \epsilon_* \rho_g / t_{ff}$, donde ρ_* es la densidad de tasa de formación estelar, ρ_g la densidad del gas, t_{ff} el tiempo de caída libre local del gas (que representa el tiempo característico de formación de estrellas) y $\epsilon_* = 0{,}02$ una constante (Kennicutt 1998; Krumholz & Tan 2007). La resolución en masa estelar es de $\sim 2 \times 10^6$ $M_\odot$ y se asume una IMF de Salpeter (Salpeter 1955). La simulación también incluye retroalimentación por SNIa y SNII (Dubois et al. 2014).

En el caso de Horizon-AGN, los agujeros negros son creados por densidades de gas mayores a un umbral con una masa inicial de 10^5 $M_\odot$. Estos objetos serán los precursores de la retroalimentación por AGN. No se permite que se formen agujeros negros distintos a distancias menores a 50 kpc. La tasa de acreción $\dot{M}_{AN}$ y la tasa límite de acreción de Eddington $\dot{M}_{Edd}$ se calculan como en Dubois et al. (2012). Esta última se define como la tasa de acreción a la cual el agujero negro emite la luminosidad de Eddington. La retroalimentación por AGN tiene dos modos de acuerdo al cociente: $\chi = \frac{\dot{M}_{AN}}{\dot{M}_{Edd}}$. Si $\chi < 0{,}01$ se lo llama modo "radio", caso contrario modo "quasar" (Merloni & Heinz 2008). Ambos modos se modelan de forma diferente, pero en los dos casos se asume que la fracción de la energía radiada por el agujero negro liberada al ambiente es un parámetro libre que depende del modo (ver más detalles en Dubois et al. 2012).

Para identificar galaxias individuales se utiliza una version actualizada por Tweed et al. (2009) del código AdaptaHOP (Aubert et al. 2004). Se consideran solamente las estructuras galácticas con más de 50 partículas, lo cual permite contruir catálogos de $\sim$ 150 000 galaxias a diferentes corrimientos al rojo.

6.2. Resultados preliminares

Las galaxias analizadas de los catálogos de Horizon-AGN y Horizon-noAGN son aquéllas con más de 5 000 partículas estelares. Este número se elige de manera tal que los órdenes de las masas estelares sean consistentes con los de Rosito et al. (2018a), Rosito et al. (2018b) y Rosito et al. (2019). De esta manera, se obtiene para el caso de Horizon-AGN 17 408 galaxias centrales con más de 5 000 partículas.

El rango de masas de esta muestra es de $[0{,}13-14{,}3]\times10^{11}\mathrm{M}_\odot$. En el caso de Horizon-noAGN, se hallan 19 526 galaxias centrales con más de 5 000 partículas con masas entre $1{,}4\times10^{10}$ $\mathrm{M}_\odot$ y $2{,}1\times10^{13}$ $\mathrm{M}_\odot$. Esto indica que sin la retroalimentación por AGN se obtienen galaxias con mayores masas estelares como se espera. Se considera masa estelar total a la encerrada dentro del R_{opt}.

Respecto de la clasificación morfológica, la misma se realiza mediante el parámetro V/σ_L. El mismo se obtiene con el procedimiento descripto en el Capítulo 4. Como ya fue mencionado, este parámetro es un buen indicador de la importancia de la rotación en un sistema galáctico. El criterio para identificar galaxias tempranas es fijar un umbral a este parámetro. Chisari et al. (2015) proponen definir como discos aquellas galaxias con $V/\sigma_L > 0{,}55$. Siguiendo dicho criterio, en el presente trabajo se seleccionan como elípticas las que tienen valores de V/σ_L por debajo de ese umbral. De esta manera, para Horizon-AGN se llega a una muestra de 4 370 galaxias dominadas por dispersión cuyo rango de masas es el mismo que el de la muestra completa arriba mencionada. Para Horizon-noAGN, en cambio, la cantidad de ETGs es mucho menor (1 575), aunque también comparten aproximadamente el mismo rango de masas que la muestra total. Dubois et al. (2016) mencionan que la retroalimentación por AGN es fundamental para la formación de galaxias elípticas más masivas. En general, las galaxias masivas se convierten en elípticas cuando domina la componente de masa estelar acretada en fusiones (estrellas *ex-situ*) a medida que la retroalimentación por AGN suprime la formación estelar *in-situ*. Sin este mecanismo de regulación, las galaxias continúan mayormente dominadas por disco. Esto se manifesta en que haya menos galaxias elípticas en la muestra de Horizon-noAGN y que el primer y tercer cuartil de sus masas sean del orden de 10^{10} $\mathrm{M}_\odot$ ($1{,}7\times10^{10}$ $\mathrm{M}_\odot$ y $5{,}0\times10^{10}$ $\mathrm{M}_\odot$, respectivamente). Los cuartiles para las galaxias elípticas de Horizon-AGN son $2{,}6\times10^{10}$ $\mathrm{M}_\odot$ y $1{,}1\times10^{11}$ $\mathrm{M}_\odot$.

En las próximas subsecciones, se analizan algunas propiedades de las galaxias simuladas de Horizon-AGN y Horizon-noAGN a bajo corrimiento al rojo. Se estudia hasta qué punto la retroalimentación por AGN es relevante para reproducir las tasas de formación estelar y el PF. También se investigan los colores de las galaxias tempranas en la simulación de Horizon-AGN, así como también sus historias de ensamblaje. Los resultados se comparan con observaciones de ATLAS$^{3\mathrm{D}}$ (Cappellari et al. 2011, 2013a) para el PF, y en el caso de las tasas de formación estelar y los colores se utiliza el catálogo de UNAM-KIAS de galaxias aisladas (Hernández-Toledo et al. 2010) y una muestra de galaxias del supercúmulo de Coma (Gavazzi et al. 2003). Parte de las mismas son las estudiadas por Lacerna et al. (2016).

6.2.1. Formación estelar

La retroalimentación por AGN, y los mecanismos de retroalimentación en general regulan y suprimen la formación estelar. Es de esperar entonces, que las galaxias de

la simulación de Horizon-AGN presenten una menor sSFR. En particular, Beckmann et al. (2017) encuentran, mediante el análisis de las simulaciones Horizon, que los sistemas más masivos son los más afectados por la retroalimentación por AGN. Estos autores cuantificaron cuánto se "apagan" estas galaxias comparando las masas estelares con y sin AGN a bajo corrimiento al rojo.

En la Figura 6.1 se muestra la relación entre la sSFR y la masa estelar para las galaxias elípticas seleccionadas de Horizon-AGN junto a las observaciones de Hernández-Toledo et al. (2010) y Gavazzi et al. (2003).

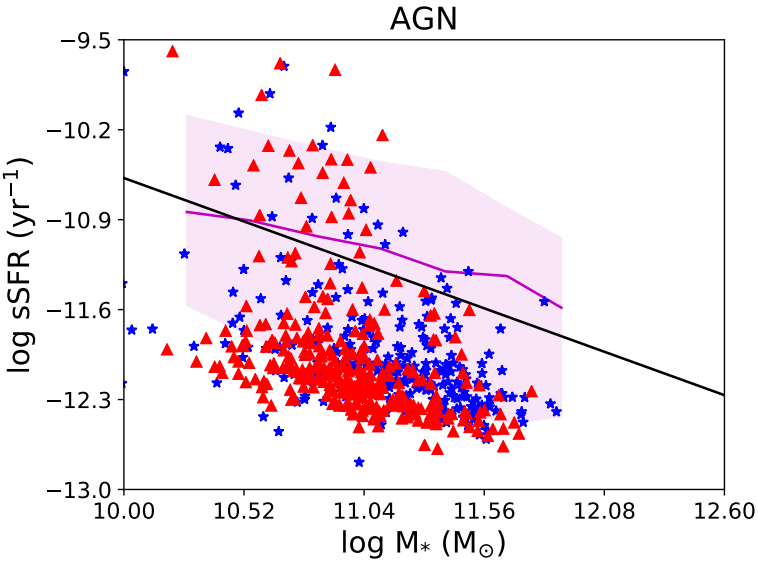

Fig. 6.1: sSFR en función de la masa estelar para las galaxias de Horizon-AGN (línea magenta). La zona sombreada representa los percentiles 10 y 90. Se incluye la recta de separación entre galaxias activas y pasivas (Lacerna et al. 2014) y observaciones de galaxias aisladas (estrellas azules Hernández-Toledo et al. 2010) y del supercúmulo de Coma (triángulos rojos Gavazzi et al. 2003).

Las galaxias simuladas en Horizon-AGN siguen la tendencia decreciente con la masa estelar presente en las observaciones, aunque con menor pendiente. Sin embargo, las galaxias simuladas son, en promedio, más activas que las observadas. En concordancia con los resultados anteriores (Rosito et al. 2018a), pareciera necesario un ajuste en la implementación de la retroalimentación.

Con fines comparativos, se hace el mismo gráfico para las galaxias elípticas de Horizon-noAGN. Se utiliza el mismo rango de masa y sSFR para facilitar la visualización de las diferencias. Como se aprecia en la Figura 6.2, ocurre que los sistemas formados sin retroalimentación por AGN son significativamente más activos que los de la Figura 6.1. Esta figura resalta el hecho de que la retroalimentación por AGN, en el rango de masas estudiado, resulta crítica para obtener resultados realistas.

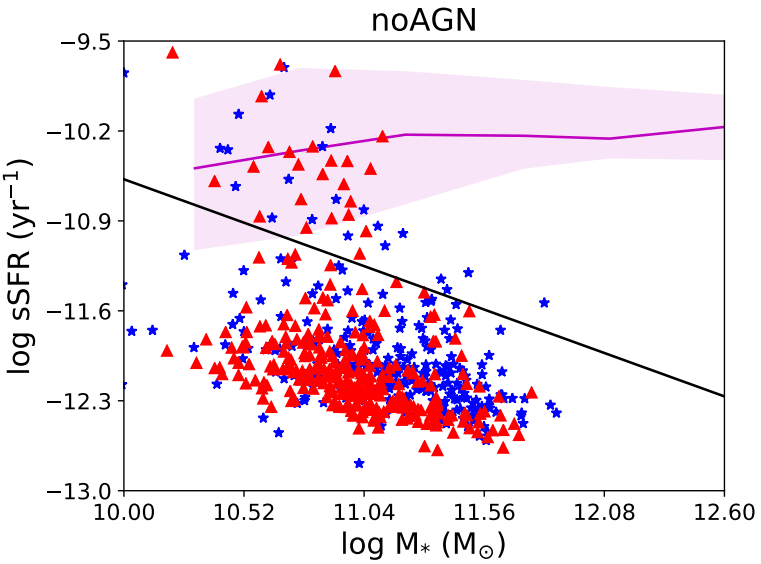

Fig. 6.2: sSFR en función de la masa estelar para las galaxias de Horizon-noAGN (línea magenta). La zona sombreada representa los percentiles 10 y 90. Se incluye la recta de separación entre galaxias activas y pasivas (Lacerna et al. 2014) y observaciones de galaxias aisladas (estrellas azules Hernández-Toledo et al. 2010) y del supercúmulo de Coma (triángulos rojos Gavazzi et al. 2003).

6.2.2. El plano fundamental

Un problema interesante a analizar es el rol de los mecanismos de retroalimentación en las relaciones de escala. Como se ve a continuación, la presencia o ausencia del AGN provoca cambios importantes en el PF. Como se describe en los Capítulos 3 y 4, el estudio de las relaciones utilizando las simulaciones de Fénix e EAGLE muestra que las mismas reproducen adecuadamente las observaciones del PF en el rango de masas estudiado. Utilizando las simulaciones del proyecto Horizon se puede profundizar el análisis realizado antes y cuantificar el efecto que pueda tener en el PF la retroalimentación por AGN.

Como las galaxias de Horizon seleccionadas son, en general, más extendidas (con respecto a sus radios mitad de masa) que las observadas, se calculan los parámetros α, β y γ ajustados con las observaciones en aquel intervalo radial que se solapa con las galaxias simuladas. Puede notarse un buen acuerdo entre Horizon-AGN y ATLAS^{3D}(Cappellari et al. 2013a) en la Figura 6.3. El rango radial considerado es, aproximadamente, entre 2 kpc y 10 kpc.

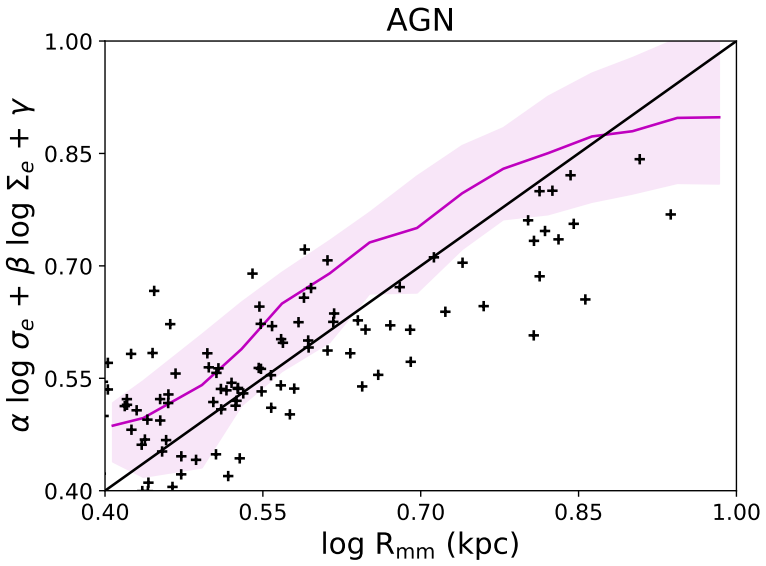

Fig. 6.3: El PF para las galaxias elípticas selecionadas de la simulación de Horizon-AGN (línea magenta). La zona sombreada representa los percentiles 10 y 90. Para los datos simulados, los valores de *rms* para la regresión lineal y respecto de la recta $y = x$ son 0.07 y 0.08, respectivamente. Se incluyen las galaxias observadas de ATLAS^{3D} (Cappellari et al. 2013a) cuyos radios efectivos se superponen con los radios mitad de masa simulados y se incluye además la recta $y = x$.

Se repite, por otro lado, este mismo procedimiento para las galaxias elípticas obtenidas de la simulación de Horizon-noAGN. En la Figura 6.4 puede notarse una proporción no despreciable de objetos simulados por debajo de la recta identidad. La simulación no pareciera reproducir la inclinación del PF presente en las observaciones. El motivo está aún en investigación.

6.2.3. Colores

Se calculan las magnitudes absolutas AB de las galaxias de Horizon-AGN mediante modelos de población estelar simple de Bruzual & Charlot (2003) sumando las contribuciones de flujo por unidad de frecuencia de todas las partículas estelares. El mismo depende de la masa, edad y metalicidad (ver también Apéndice A). Se obtienen así las magnitudes en los filtros u, g, r e i del SDSS. Este cálculo no tiene en cuenta el polvo (Dubois et al. 2014).

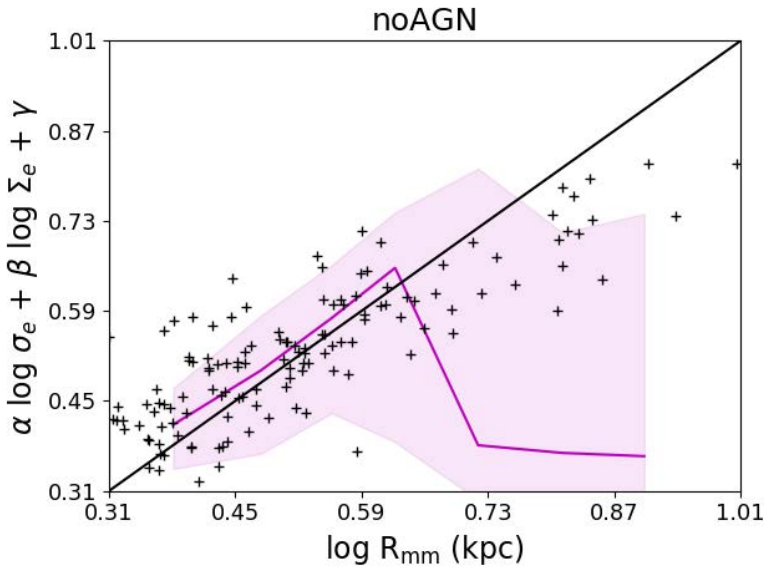

Fig. 6.4: El PF para las galaxias elípticas selecionadas de la simulación Horizon-noAGN (línea magenta). La zona sombreada representa los percentiles 10 y 90. Se incluyen las galaxias observadas de ATLAS^{3D} (Cappellari et al. 2013a) cuyos radios efectivos se superponen con los radios mitad de masa simulados y se incluye además la recta $y = x$.

Para esta subsección, se calcula el índice de color $g - i$ en función de la masa estelar en pos de estimar cuán bien reproducen estas galaxias los colores observados. En el Capítulo 3 se reporta que se requiere algún proceso que enrojezca las galaxias simuladas haciéndolas más consistentes con las observaciones. La Figura 6.5 muestra que efectivamente las galaxias simuladas seleccionadas de Horizon-AGN son más azules, y que, al menos, la gran mayoría sería clasificada como azul según el criterio de Lacerna et al. (2014). Recuérdese de todos modos, que el cálculo arriba mencionado no contempla la presencia de polvo, la cual podría enrojecer los colores de ser incluida.

6.2.4. Historias de ensamblaje

Se calculan las MGHs radiales y globales promedio con las edades de las poblaciones estelares a bajo corrimiento al rojo normalizadas a la masa total a $t_0 - t =$ 0,5 Gyr, al igual que en los trabajos previos (Rosito et al. 2018a,b). Se dividen las galaxias elípticas seleccionadas de la simulación Horizon-AGN en tres grupos de igual cantidad de objetos de acuerdo a sus masas. En la Figura 6.6 se muestran estas MGHs promedio. Los rangos correspondientes son: $[10^{10,11} - 10^{10,51}]\mathrm{M}_\odot$, $[10^{10,51} - 10^{10,92}]\mathrm{M}_\odot$ y $[10^{10,92} - 10^{12,16}]\mathrm{M}_\odot$ para las menos masivas, de masa interme-

dia y más masivas, respectivamente. Puede apreciarse, al igual que en el Rosito et al. (2018b), un crecimiento de afuera hacia adentro, esta vez bastante más pronunciado. El mismo comportamiento tiene lugar en las galaxias dominadas por rotación, a diferencia de lo que muestra el citado trabajo para las galaxias tardías de la simulación de EAGLE (Figura 4.17), como se ve en la Figura 6.7.

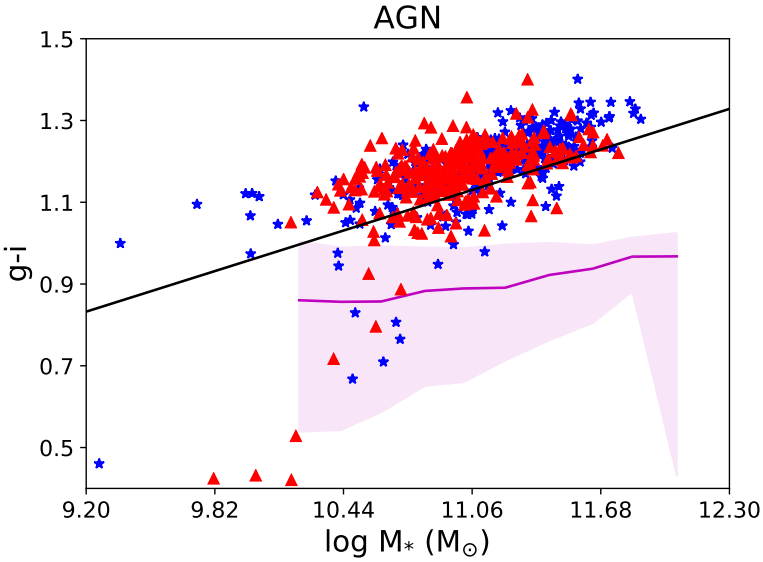

Fig. 6.5: Color $g - i$ de las galaxias elípticas de Horizon-AGN en función de la masa estelar (línea magenta). La zona sombreada representa los percentiles 10 y 90. Se incluye la recta de separación entre galaxias azules y rojas (Lacerna et al. 2014) y observaciones de galaxias aisladas (estrellas azules Hernández-Toledo et al. 2010) y del supercúmulo de Coma (triángulos rojos Gavazzi et al. 2003).

Es importante remarcar el hecho de que tanto en el caso de la simulación de Horizon como en los experimentos numéricos analizados previamente, se encuentra que las galaxias esferoidales presentan un crecimiento de afuera hacia adentro (Rosito et al. 2018b) o bien son más azules (Rosito et al. 2018a). Esto indicaría la necesidad de algún mecanismo que regule la formación estelar más eficientemente.

Este escenario de crecimiento de afuera hacia adentro probablemente sea el resultado de diversos procesos concurrentes, entre ellos, la acreción de estrellas viejas en las zonas más externas de las galaxias y los brotes de formación estelar en las zonas internas debidos a fusiones e interacciones.

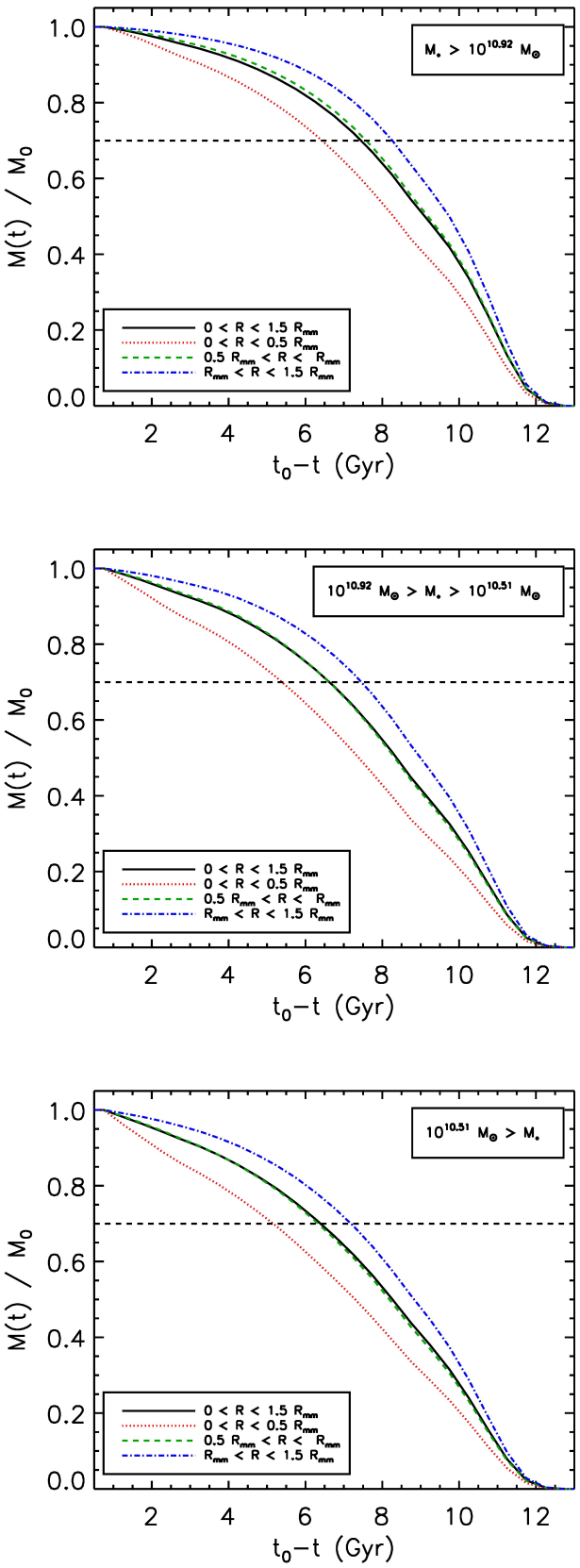

Fig. 6.6: MGHs globales y radiales. Galaxias más masivas, de masa intermedia y menos masivas se representan en los paneles superior, medio e inferior respectivamente.

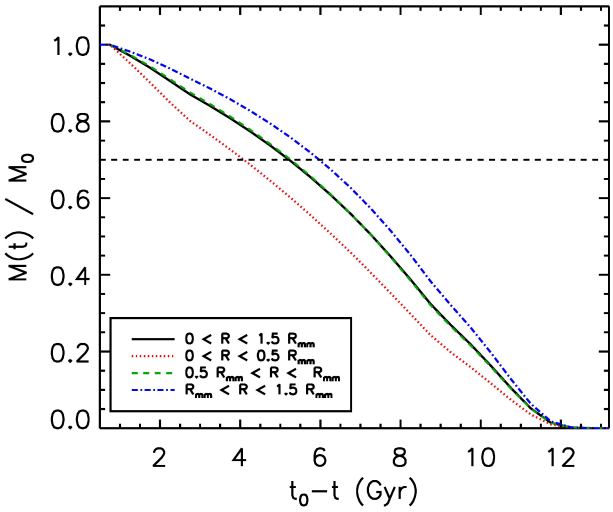

Fig. 6.7: MGHs globales y radiales promedio para todas las galaxias dominadas por rotación.

6.2.5. Conclusiones

En este capítulo se describen los resultados premilinares del estudio del efecto de los AGN sobre diferentes características de las galaxias elípticas. Las principales conclusiones son:

- Como es de esperar, la retroalimentación por AGN contribuye a una regulación más efectiva de la formación estelar, siendo ésta más comparable a los valores observados cuando dicha retroalimentación es incluida en los modelos. Sin embargo, aun en los sistemas de Horizon-AGN se observa un exceso en la sSFR con respecto a galaxias observadas.

- El PF es bien reproducido por la simulación Horizon-AGN en el rango radial en el que se superponen las observaciones y las galaxias simuladas, a diferencia de lo que se obtiene con Horizon-noAGN, por lo que, la retroalimentación por AGN parece ser de relevancia en esta relación de escala, aun en presencia de retroalimentación por SN para galaxias con $R_{\rm mm}$ entre 2 kpc y 10 kpc.

- Los colores de las galaxias simuladas de Horizon-AGN son más azulados que los observados, al igual que los de las estudiadas en Rosito et al. (2018a). Esto puede provenir, en parte, del hecho de que no se encuentra considerado el efecto enrojecedor del polvo.

- Las historias de ensamblaje en Horizon-AGN muestran un crecimiento de afuera hacia adentro en todos los rangos de masas de las galaxias elípticas estudiadas. Este resultado, si bien reñido con las observaciones (ej. Ibarra-Medel et al. 2016), resulta un punto interesante que también se presenta en la simulación de EAGLE (Schaye et al. 2015; Crain et al. 2015) para las SDGs como se analiza en Rosito et al. (2018b).

Estos resultados, si bien preliminares, muestran que los procesos de retroalimentación por AGN son de gran importancia y que se requiere una mayor eficiencia de estos mecanismos, principalmente en galaxias masivas. Por otro lado, de acuerdo a los resultados de los capítulos anteriores, podría sugerirse esto mismo para galaxias menos masivas.

7. CONCLUSIONES

En la presente tesis se describe un análisis completo de distintas muestras de galaxias tempranas seleccionadas de tres simulaciones numéricas cosmológicas. El mismo incluye el estudio de las características estructurales y dinámicas de las galaxias y sus historias de ensamblaje, así como también las propiedades principales de sus poblaciones estelares. Se han encontrado similitudes destacables entre galaxias simuladas y observadas. Sin embargo, se evidencia la necesidad de explorar modelos que reproduzcan mejor los resultados observacionales, como por ejemplo las sSFR (Hernández-Toledo et al. 2010; Gavazzi et al. 2003) o las MGHs (Ibarra-Medel et al. 2016)

Como primer trabajo, se analiza una simulación del proyecto Fénix (Pedrosa & Tissera 2015) exitosa a la hora de describir ciertas características de las galaxias, como se muestra en trabajos previos acerca de sistemas discoidales (Pedrosa & Tissera 2015; Tissera et al. 2015; Tissera et al. 2016a). De la misma se extrae una muestra de galaxias dominadas por dispersión y se la estudia en detalle (Rosito et al. 2018a). La simulación estudiada en este estadio incluye retroalimentación por SN pero no por AGN.

Con el fin de aumentar la estadística, se recurre a una simulación del proyecto EAGLE (Schaye et al. 2015; Crain et al. 2015), la cual representa un volumen mayor. Los resultados a los que se arriba en esta segunda etapa son, por tanto, más robustos (Rosito et al. 2018b). Utilizando la misma simulación, se extiende el estudio de las interdependencias de determinadas propiedades a las galaxias dominadas por disco como un tercer trabajo que enriquece los anteriores (Rosito et al. 2019). Las simulaciones de EAGLE sí consideran la retroalimentación por AGN.

Finalmente, para poder analizar más fehacientemente el rol de la retroalimentación por AGN y hacer una comparación precisa entre lo que ocurre en un universo simulado con y sin este importante proceso, se hace uso de las simulaciones Horizon-AGN (Dubois et al. 2014) y Horizon-noAGN, que como se menciona anteriormente, es idéntica, salvo por la ausencia de agujeros negros. Los resultados que competen al estudio de estas simulaciones son aún preliminares.

Entre los resultados a los que se llega en los capítulos anteriores se resaltan:

- Las galaxias esferoidales simuladas presentan, en general, una componente dominada por rotación que representa entre un 10 % y un 49 % de su masa estelar. Particularmente, parte de esta componente discoidal coexiste con el bulbo residiendo en la región central de las galaxias (entre un 1 % y un 72 % de la masa estelar del disco). La importancia de este así llamado disco interno correlaciona con el cociente B/T (Rosito et al. 2018a,b) en las simulaciones de Fénix e

EAGLE.

- Los perfiles de densidad superficial de las componentes bulbo y disco de las galaxias simuladas dominadas por dispersión son bien descriptos por los perfiles de Sérsic (Sérsic 1968) y exponencial, respectivamente. Para las galaxias extraídas de la simulación del proyecto Fénix, se encuentra una correlación entre el índice de Sérsic y el cociente B/T (Rosito et al. 2018a), aunque la muestra es pequeña. En cambio, en el caso de la simulación de EAGLE dicho vínculo se debilita notablemente, pero debe destacarse que las galaxias de esa simulación son, en su mayoría, consistentes con pseudo-bulbos (Kormendy 1993; Wyse et al. 1997). Por lo tanto, se llega a un acuerdo con Gadotti (2009) quien reporta la ausencia de correlación estadísticamente significativa entre esos dos parámetros para los pseudo-bulbos.

- Las relaciones de escala principales: FJ, PF y TF son razonablemente reproducidas por las simulaciones de Fénix e EAGLE. En particular, el PF de las galaxias elípticas de la simulación Horizon-AGN guarda un acuerdo con las observaciones del proyecto ATLAS^{3D} (Cappellari et al. 2013a), pero no así el obtenido con las galaxias de Horizon-noAGN. Esto podría ser una evidencia de la relevancia de la retroalimentación por AGN en las relaciones de escala, al menos en galaxias cuyos $R_{\rm mm}$ estén entre 2 kpc y 10 kpc. Sin embargo, este hecho está siendo aún investigado.

- La relación entre masa estelar y radio de las galaxias esferoidales simuladas es consistente con las relaciones observadas, aunque, a cocientes B/T menores, las galaxias son más extendidas. Este comportamiento es el esperado para galaxias con una componente de disco más importante.

- En las galaxias tempranas de Fénix se observan colores más azulados y una mayor actividad de formación estelar respecto de observaciones de galaxias aisladas (Hernández-Toledo et al. 2010). Esta disimilitud con los resultados observacionales se mantiene similar aun considerando sólo la componente de bulbo de las galaxias simuladas, aunque es bastante menor (Rosito et al. 2018a). Ocurre algo similar con las galaxias elípticas de Horizon. Incluso incluyendo la retroalimentación por AGN, dichas galaxias resultan más activas y azuladas que las observadas. Cabe aclarar, sin embargo, que en los cálculos de los colores no se consideró el efecto del polvo.

- Las historias de ensamblaje de las galaxias esferoidales de EAGLE en promedio presentan un comportamiento de crecimiento de afuera hacia adentro (Rosito et al. 2018b), a diferencia de lo que ocurre con las galaxias de Fénix (Rosito et al. 2018a) y con los resultados observacionales recientes (Ibarra-Medel et al.

2016). El cálculo de las MGHs de cada componente de las galaxias muestra un acuerdo con Trayford et al. (2019) quienes reportan que la formación estelar de las galaxias de las simulaciones de EAGLE se debe principalmente a la componente discoidal. Más aún, en esta tesis se muestra evidencia de que dicha actividad de formación estelar reside en las regiones centrales. En el caso de las galaxias dominadas por rotación, se observa el escenario opuesto: se forman de adentro hacia afuera, lo cual es lo que se espera para este tipo de galaxias en las que se conserva el momento angular específico (Fall & Romanowsky 2013). Las galaxias de Horizon-AGN, aun las dominadas por rotación, crecen de afuera hacia adentro, en tensión con las observaciones.

- En el plano masa-radio se ve con claridad que las galaxias más extendidas tienen menores valores de dispersión de velocidades a una masa fija, independientemente de su morfología. La dispersión de velocidades es un buen trazador de la edad estelar media de las galaxias. Los gradientes de edad de las galaxias esferoidales de la simulación de EAGLE son negativos pero débiles o positivos, mientras que son negativos para las discoidales (Rosito et al. 2019). Este hecho es consistente con el punto anterior.

- En las galaxias de EAGLE no se observa dependencia de las abundancias químicas con la masa o la dispersión de velocidades (Rosito et al. 2019), como sí puede verse en el trabajo de Li et al. (2018).

- Para galaxias con $\varepsilon \sim 0$, la edad resulta un buen trazador del parámetro de *spin*, no así la elipticidad. Clasificando las galaxias morfológicamente de acuerdo al nivel de rotación, se deduce que la morfología es buena indicadora de la edad para este tipo de galaxias (Rosito et al. 2019). El estrecho vínculo entre los momentos angulares y las edades medias de las galaxias indican que los mecanismos que regulan la formación estelar, deben además ser capaces de afectar la morfología de las galaxias.

Los resultados acerca de las propiedades estructurales y relaciones de escala de las ETGs simuladas son realmente alentadores, ya que la simulaciones no fueron calibradas para reproducir estas relaciones. Esto es evidencia de que un modelo de universo Λ-CDM jerárquico puede reproducir globalmente las galaxias observadas en esos aspectos.

Por otro lado, las altas tasas de formación estelar específica y los colores azulados de las galaxias simuladas parecen indicar la necesidad de mecanismos de retroalimentación más eficientes que reduzcan la actividad de formación estelar y la formación de discos. Para galaxias de masas bajas o intermedias se propone la retroalimentación por SN, como también podría sugerirse la retroalimentación por AGN basándose en recientes indicios observacionales (Argudo-Fernández et al. 2018; Lacerna et al.

2018) . El modelado de una retroalimentación por AGN más eficaz podría además evitar el rejuvenecimiento de las zonas centrales de las galaxias y el consecuente crecimiento de afuera hacia adentro. Este comportamiento, sin embargo, también puede deberse a acreciones de estrellas viejas en las regiones más externas. En principio, no es posible determinar esto con exactitud desde un punto de vista arqueológico.

Aún persisten preguntas y problemas abiertos relacionados con las galaxias dominadas por esferoide, por lo que es de gran relevancia continuar investigando mediante el uso de simulaciones numéricas para interpretar resultados observacionales, cada vez más precisos y robustos estadísticamente. El cuerpo de conocimientos vinculados a estos tópicos, afortunadamente, ha crecido significativamente en los últimos años. Se espera que la investigación expuesta en esta tesis, así como los siguientes trabajos que la misma puede motivar, converjan a un aporte valioso a estos estudios.

Dra. Susana Pedrosa

Dra. Patricia Tissera

Lic. María Sol Rosito

Apéndice

A. SDGs de Fénix

A.1. Imágenes sintéticas

Se generaron imágenes sintéticas de las SDGs estudiadas en el Capítulo 3 (Rosito et al. 2018a) utilizando el cógido de transferencia radiativa SKIRT (Baes et al. 2005). Las imágenes son generadas con modelos de síntesis de población estelar de Bruzual & Charlot (2003) para asignar una SED a cada partícula estelar de una dada galaxia basada en su edad, masa y metalicidad. Luego, SKIRT calcula la propagación de fotones hacia un instrumento para captación de imágenes simulado usando una técnica de Monte Carlo. Los fotones considerados son emitidos con longitudes de onda entre 0.1-100 μm en una grilla logarítmica de 100 puntos. No se considera gas ni polvo para los cálculos. El instrumento simulado corresponde a una cámara de 256×256 píxeles ubicada a 10 Mpc de la galaxia con sensibilidad espectral de los filtros u, g, r e i del SDSS. Las magnitudes integradas y los colores son calculados a partir de las SEDs integradas en cada galaxia. Técnicas similares fueron aplicadas para obtener colores e imágenes en la simulación de Illustris (ej. Torrey et al. 2015; Bignone et al. 2017).

Para determinar la observabilidad de los discos galácticos, se asume que las galaxias sintéticas están a $z \sim 0{,}05$ y también se procesan las imágenes con la misma escala de píxeles y una función de dispersión de punto (PSF, por su sigla en inglés) similar a la del SDSS. El radio límite, donde el brillo superficial integrado es más débil que 23 mag arcsec^{-2} en la banda r, es estimado. Éste es el límite de brillo superficial para la muestra de galaxias del SDSS utilizando el brillo superficial medio dentro del radio mitad de luz de Petrosian (Strauss et al. 2002). Los círculos rojos en los paneles izquierdos de la Figura 3.2 muestran esos radios límite. Por lo tanto, se aprecia que la mayoría de las componentes discoidales extendidas está por debajo del límite de observabilidad.

A.2. Propiedades individuales

Se resumen en la Tabla A.1 las propiedades principales de las 18 galaxias seleccionadas en el Capítulo 3.

Tab. A.1: Propiedades principales de las SDGs analizadas.

ID	$M_{\rm vir}$	N bariones	M_*	$R_{\rm opt}$	$R_{\rm mm}$	B/T	$F_{\rm rot}$	n	$R_{\rm e,b}$	$R_{\rm d}$	$n_{\rm tot}$	$R_{\rm e}$	sSFR	$g-i$
	$(10^{11}{\rm M}_\odot)$		$(10^{9}{\rm M}_\odot)$	(kpc)	(kpc)				(kpc)	(kpc)		(kpc)	$(10^{-11}{\rm yr}^{-1})$	
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)
288	20.74	133719	63.34	26.58	4.13	0.74	0.05	1.10	2.26	18.48	1.07	2.31	4.52	0.66
579	10.59	78666	36.73	30.88	4.10	0.54	0.36	1.06	2.20	7.32	1.07	2.79	2.33	0.74
613	7.80	61831	25.05	22.61	3.21	0.53	0.35	0.83	1.63	5.44	0.96	2.29	4.32	0.65
735	4.30	40504	19.97	10.09	1.71	0.56	0.38	0.60	1.06	2.23	0.50	1.40	1.35	0.92
881	2.79	21211	10.41	15.38	2.47	0.52	0.49	0.79	1.47	3.18	0.81	2.04	0.27	0.93
790	3.98	23397	8.62	17.47	2.11	0.60	0.43	2.95	0.96	3.73	3.10	1.25	0.49	0.87
897	2.19	17297	8.45	9.99	2.11	0.54	0.14	0.67	1.19	3.83	1.10	1.43	0.70	0.84
885	2.89	14635	7.10	22.08	2.55	0.55	0.53	2.01	1.41	5.21	1.44	1.82	0.02	0.92
746	2.75	21649	6.07	32.66	2.56	0.54	0.54	1.85	1.03	4.32	2.09	1.57	1.44	0.75
823	3.63	13422	5.40	18.09	1.70	0.85	0.10	2.83	0.79	3.93	2.84	0.80	3.12	0.67
946	2.08	11990	5.31	18.37	2.00	0.66	0.28	1.30	1.12	3.42	1.73	1.30	5.49	0.54
868	2.53	12661	4.50	11.51	2.54	0.61	0.13	0.77	1.49	3.29	1.09	1.89	7.95	0.45
925	2.16	11439	3.89	20.74	3.30	0.71	0.25	2.03	2.54	4.82	1.79	3.01	1.60	0.75
904	2.39	12963	3.69	16.00	2.58	0.73	0.11	2.25	2.43	4.02	1.58	2.24	0.82	0.79
1005	1.78	12609	3.66	20.51	3.11	0.82	0.11	4.07	5.09	5.08	1.71	2.74	2.17	0.73
969	2.25	10405	3.20	14.85	2.44	0.77	0.11	1.12	2.08	3.81	0.86	2.08	1.07	0.81
979	1.71	10713	3.03	23.89	2.66	0.75	0.18	3.17	1.82	5.32	2.59	2.20	2.06	0.75
917	2.76	12325	2.69	19.20	3.55	0.56	0.19	1.02	1.73	4.47	1.13	2.34	10.96	0.33

Columna (1): ID . Columna (2): Masa virial. Columna (3): Número de partículas bariónicas dentro del radio óptico. Columna (4): Masa estelar dentro del radio óptico. Columna (5): Radio óptico. Columna (6): Radio mitad de masa estelar. Columna (7): Cociente bulbo-total de masa estelar. Columna (8): Fracción de la componente rotante de baja energía y la masa del esferoide. Columna (9): Índice de Sérsic de la componente esferoidal. Columna (10): Radio efectivo del esferoide calculado por la Ecuación 3.2 Columna (11): Longitud de escala del disco estimada por el ajuste exponencial. Columna (12): Índice de Sérsic total. Columna (13): Radio efectivo total calculado por la Ecuación 3.2. Columna (14): Tasa de formación estelar específica. Columna (15): Color $g-i$. Las galaxias están por orden descendente de masa estelar.

B. Distribuciones reales

En las figuras de los Capítulos 4 y 5 se exhiben distribuciones de las propiedades de interés para el análisis realizado en diferentes planos. Recuérdese que para suavizar las mismas se aplica la implementación en Python de Cappellari et al. (2013b) del método de Cleveland & Devlin (1988) llamado Regresión Pesada Localmente bidimensional. Como ya fue mencionado, el mismo es sumamente útil para observar las tendencias aunque puede implicar que se pierda información de las distribuciones reales. Se presentan entonces en este Apéndice las mismas figuras sin el método de suavizado.

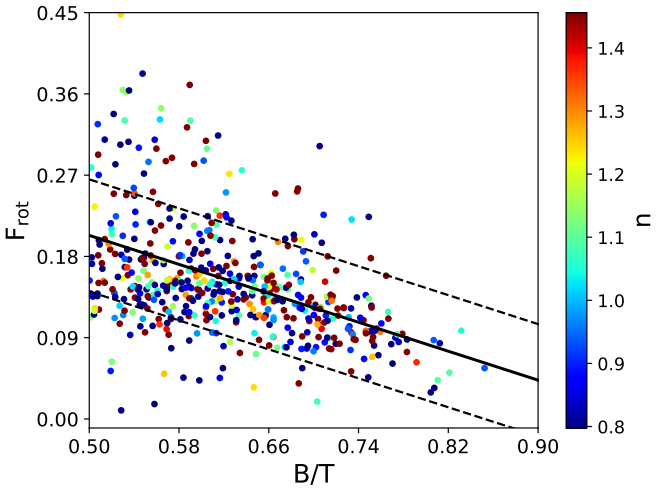

Fig. B.1: Fracción de disco que coexiste con el esferoide en función del cociente B/T. Los símbolos están coloreados de acuerdo al n. Se muestra también una regresión lineal (línea negra sólida) con su dispersión de 1σ (líneas negras discontinuas). Ver distribución suavizada en la Figura 4.3

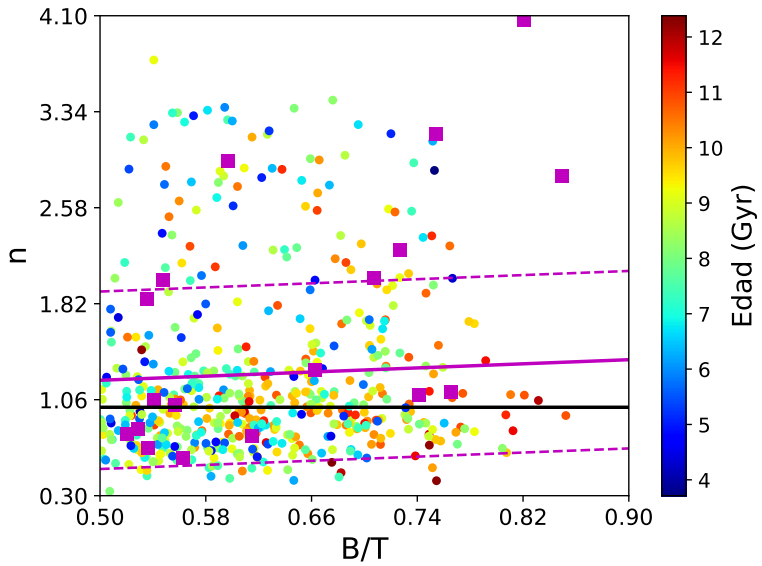

Fig. B.2: Índice de Sérsic en función de la fracción B/T para las E-SDGs coloreadas de acuerdo a la edad promedio pesada por la masa estelar. Se incluye un ajuste de regresión lineal (línea magenta) con su dispersión de 1σ. Se incluyen además los resultados obtenidos por Rosito et al. (2018a) (cuadrados magenta). La línea negra representa $n = 1$. Ver distribución suavizada en la Figura 4.4.

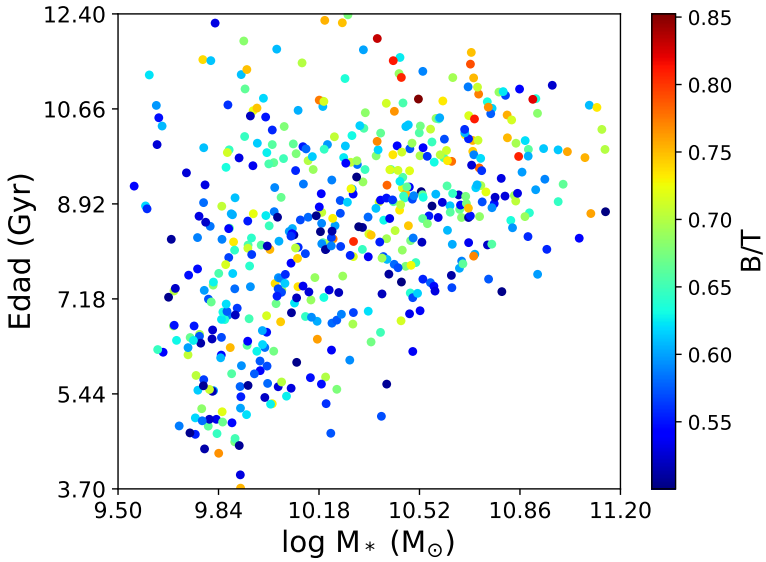

Fig. B.3: Edad promedio pesada por la masa de las E-SDGs en función de la masa estelar. Ver distribución suavizada en la Figura 4.5

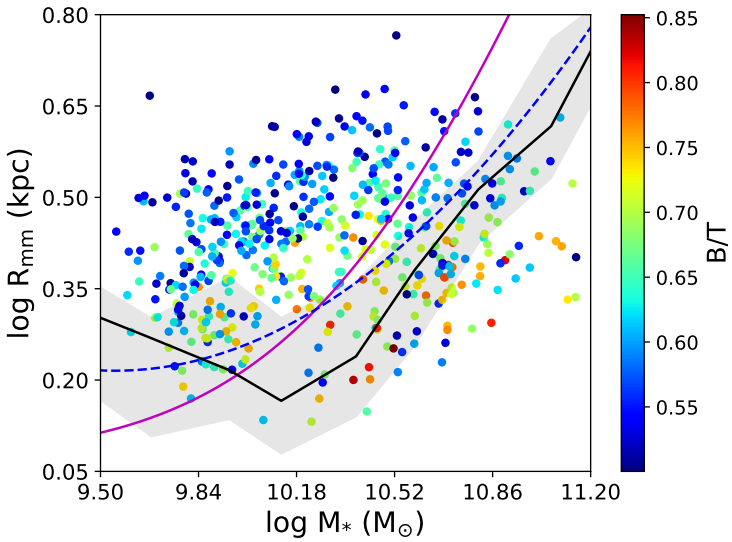

Fig. B.4: Relación masa estelar-radio. La línea negra representa la mediana de las observaciones de ATLAS^{3D}. El primer y el tercer cuartil son representados por la zona sombreada. También se incluyen las relaciones observacionales para ETGs reportadas en Mosleh et al. (2013) con una línea magenta y en Bernardi et al. (2014) con una línea azul discontinua. En ambos paneles los símbolos están coloreados por el cociente B/T. Ver distribución suavizada en la Figura 4.6.

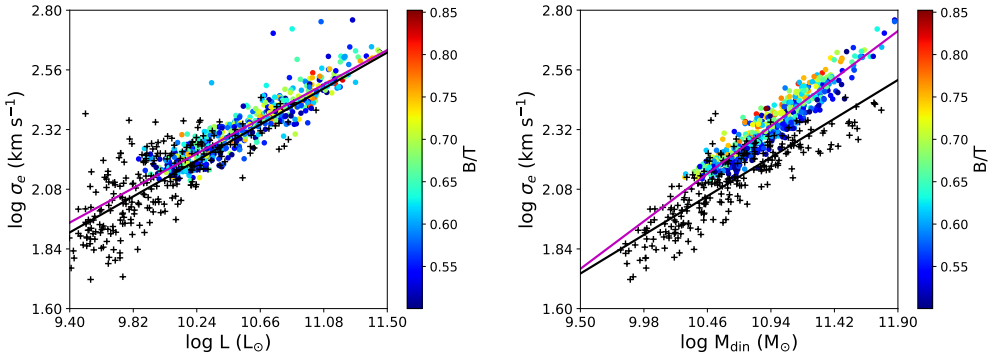

Fig. B.5: Relación de FJ para las E-SDGs (círculos llenos) y las ETGs observadas de ATLAS^{3D}. Se muestra en el panel izquierdo la relación de FJ en función de la luminosidad y en el derecho en función de la masa dinámica. Las E-SDGs están coloreadas de acuerdo al cociente B/T. Se incluyen las rectas de regresión lineal para las E-SDGs (línea magenta) y para las observaciones (línea negra). Ver distribuciones suavizadas en la Figura 4.7.

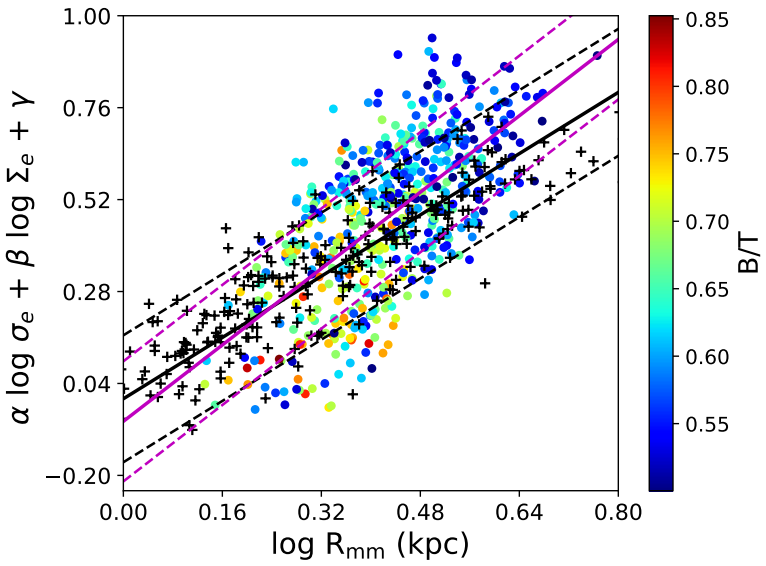

Fig. B.6: El PF para las E-SDGs calculado con los parámetros estimados para la muestra de ATLAS^{3D}. Los símbolos están coloreados de acuerdo al cociente B/T. La recta negra representa la recta $y = x$ y la magenta el mejor ajuste para las galaxias simuladas. En líneas punteadas se muestra el *rms* correspondiente a la recta $y = x$ y a la regresión lineal. Ver distribución suavizada en la Figura 4.8.

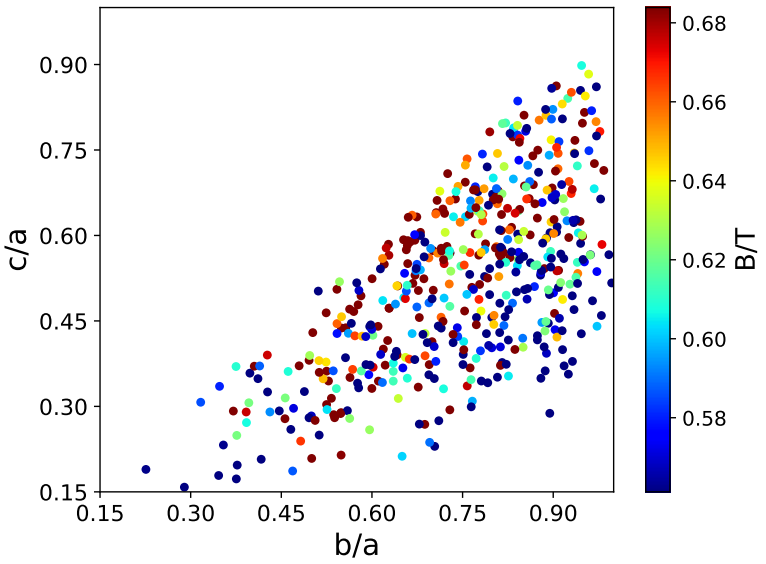

Fig. B.7: c/a-b/a para las E-SDGs. Los símbolos están coloreados de acuerdo a sus cocientes B/T. Ver distribución suavizada en la Figura 4.9.

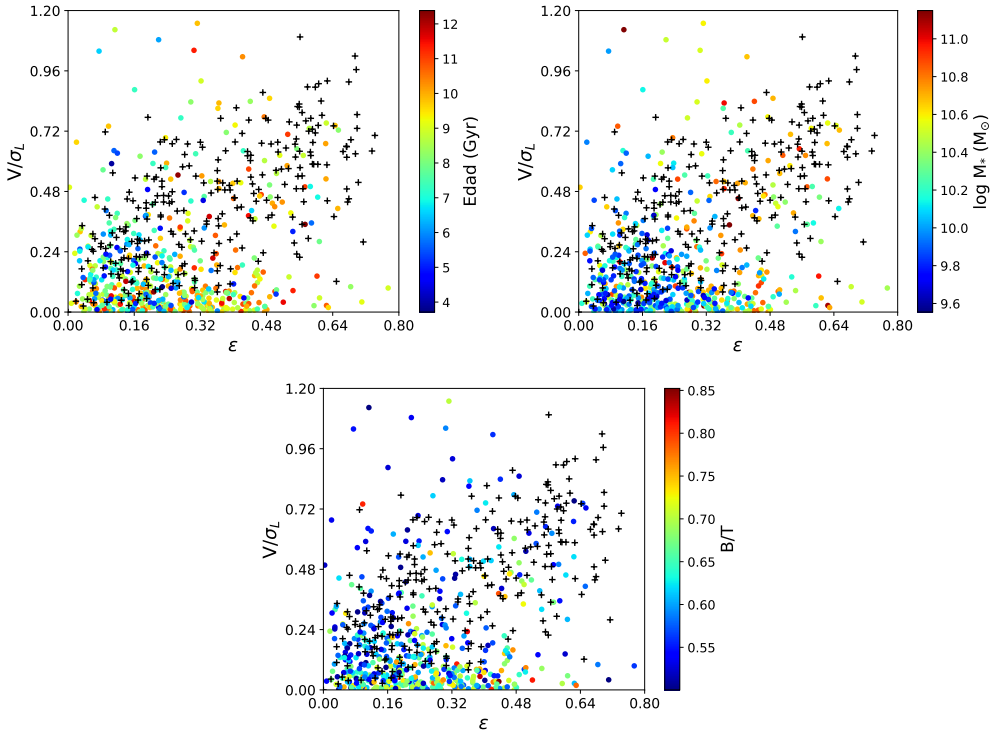

Fig. B.8: V/σ_L vs ε para las E-SDGs. Los símbolos están coloreados de acuerdo a la edad promedio pesada por la masa (panel izquierdo arriba), la masa estelar (panel derecho arriba), y el cociente B/T (panel de abajo). Ver distribuciones suavizadas en la Figura 4.10.

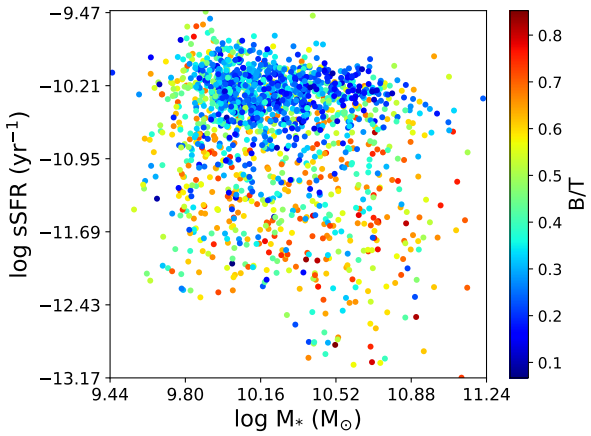

Fig. B.9: sSFR en función de la masa estelar de toda la muestra analizada. Los símbolos están coloreados de acuerdo al cociente B/T. Ver distribución suavizada en la Figura 4.18.

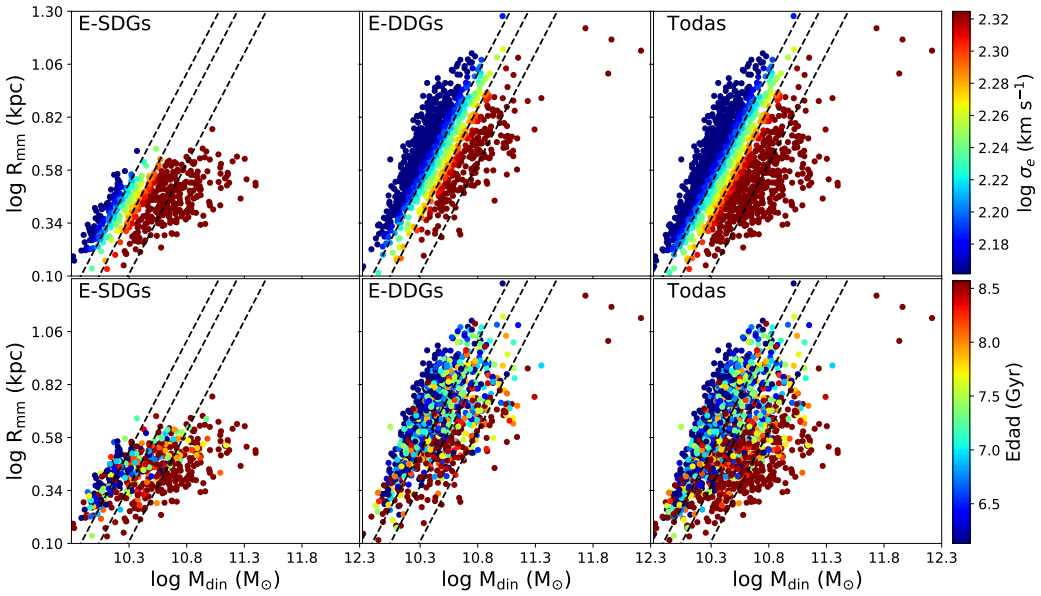

Fig. B.10: Distribuciones de la dispersión de velocidades (σ_e; paneles superiores) y edad promedio pesada por la masa (paneles inferiores) en el plano masa-radio para las E-SDGs (paneles izquierdos), las E-DDGs (paneles medios) y toda la muestra (paneles derechos) seleccionadas de la simulación de EAGLE a $z = 0$. Las líneas discontinuas muestran las distribuciones predichas para sistemas con σ_e constante a 125, 150 y 200 km s^{-1}. Ver distribuciones suavizadas en la Figura 5.1.

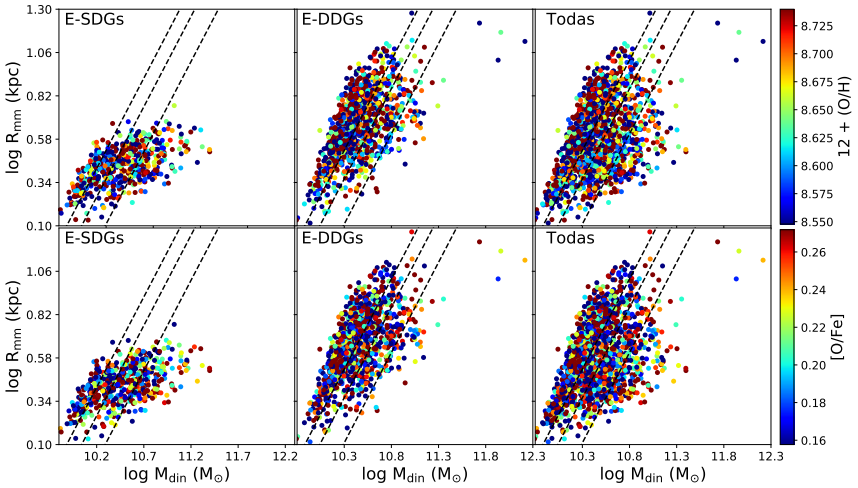

Fig. B.11: Distribuciones de las medianas de (O/H)+12 (paneles superiores) y de [O/Fe] (paneles inferiores) en el plano masa-radio para las E-SDGs (paneles izquierdos), las E-DDGs (paneles medios) y toda la muestra (paneles derechos) seleccionadas de la simulación de EAGLE a $z = 0$. Las líneas son las descriptas en la Figura B.10. Ver distribuciones suavizadas en la Figura 5.2.

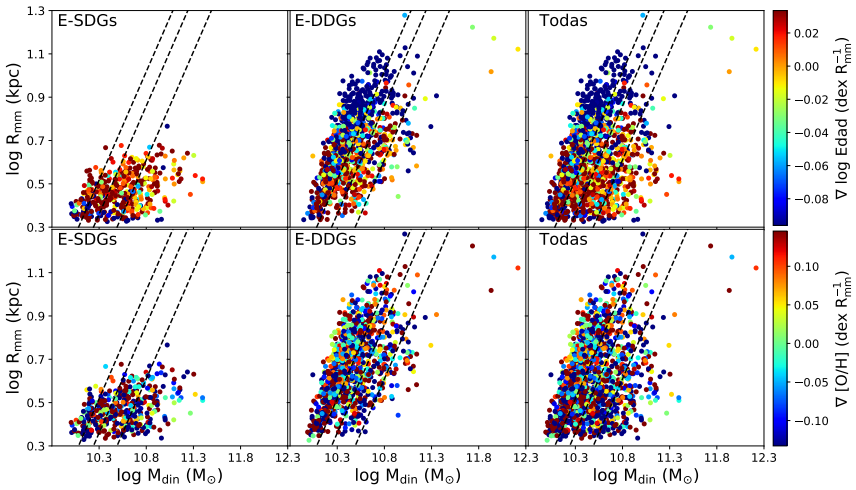

Fig. B.12: Distribuciones de los gradientes de edad (paneles superiores) y los de metalicidad (paneles inferiores) en el plano masa-radio para las E-SDGs (paneles izquierdos), las E-DDGs (paneles medios) y toda la muestra (paneles derechos) seleccionadas de la simulación de EAGLE a $z = 0$. Las líneas son las descriptas en la Figura B.10. Ver distribuciones suavizadas en la Figura 5.3.

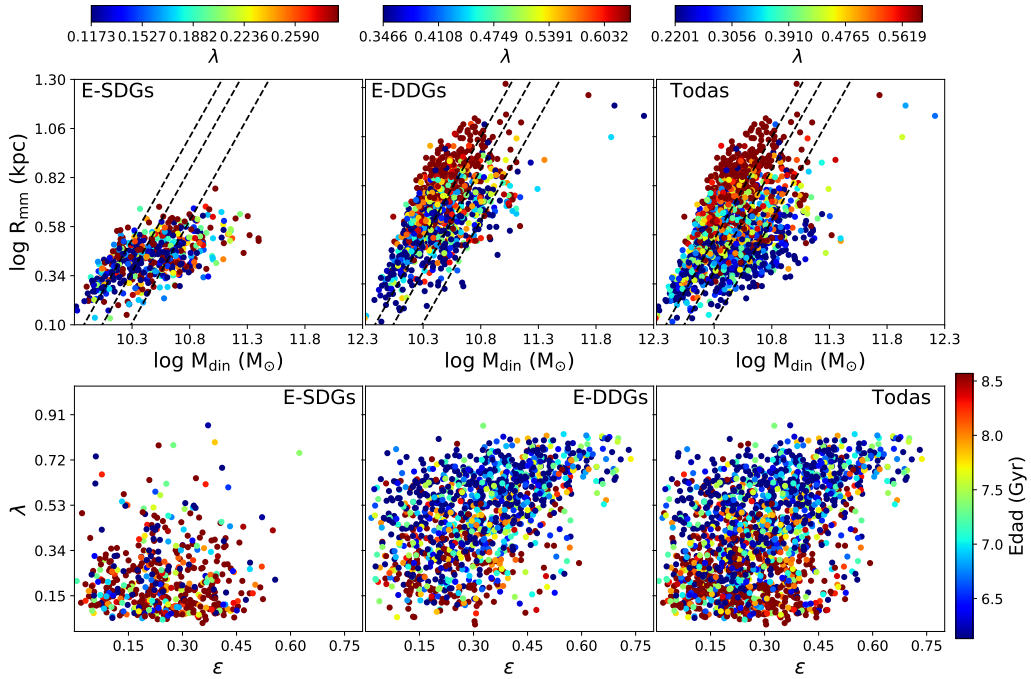

Fig. B.13: Distribución del parámetro de *spin* en el plano masa-radio (paneles superiores). Las líneas son las descriptas en la Figura B.10. Paneles inferiores: Plano λ-ε coloreado por las edades promedio pesadas por la masa de las poblacioenes estelares. Las E-SDGs, E-DDGs y la muestra total se ven representadas en los paneles izquierdos, medios y derechos, respectivamente. Ver distribuciones suavizadas en la Figura 5.4.

Bibliografía

Abraham, R. G. 1998, ArXiv Astrophysics e-prints, astro-ph/9809131

Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., Anderson, K. S. J., & et al. 2007, ApJ, 172, 634

Alatalo, K., Davis, T. A., Bureau, M., et al. 2013, MNRAS, 432, 1796

Albareti, F. D., Allende Prieto, C., Almeida, A., et al. 2017, ApJ, 233, 25

Amblard, A., Riguccini, L., Temi, P., et al. 2014, ApJ, 783, 135

Argudo-Fernández, M., Lacerna, I., & Duarte Puertas, S. 2018, A&A, 620, A113

Aubert, D., Pichon, C., & Colombi, S. 2004, MNRAS, 352, 376

Avila-Reese, V., Zavala, J., & Lacerna, I. 2014, MNRAS, 441, 417

Bacon, R., Copin, Y., Monnet, G., et al. 2001, MNRAS, 326, 23

Baes, M., Dejonghe, H., & Davies, J. I. 2005, in American Institute of Physics Conference Series, Vol. 761, The Spectral Energy Distributions of Gas-Rich Galaxies: Confronting Models with Data, ed. C. C. Popescu & R. J. Tuffs, 27–38

Barway, S., Wadadekar, Y., Vaghmare, K., & Kembhavi, A. K. 2013, MNRAS, 432, 430

Beckmann, R. S., Devriendt, J., Slyz, A., et al. 2017, MNRAS, 472, 949

Bender, R., Doebereiner, S., & Moellenhoff, C. 1988, A&AS, 74, 385

Bernardi, M., Meert, A., Vikram, V., et al. 2014, MNRAS, 443, 874

Bernardi, M., Shankar, F., Hyde, J. B., et al. 2010, MNRAS, 404, 2087

Bertin, G., Ciotti, L., & Del Principe, M. 2002, A&A, 386, 149

Bertola, F. & Capaccioli, M. 1975, ApJ, 200, 439

Bignone, L. A., Tissera, P. B., Sillero, E., et al. 2017, MNRAS, 465, 1106

Binney, J. & Tremaine, S. 2011, Galactic Dynamics: Second Edition, Princeton Series in Astrophysics (Princeton University Press)

Blanton, M. R., Bershady, M. A., Abolfathi, B., et al. 2017, AJ, 154, 28

Bois, M., Emsellem, E., Bournaud, F., et al. 2011, MNRAS, 416, 1654

Bolton, A. S., Burles, S., Treu, T., Koopmans, L. V. E., & Moustakas, L. A. 2007, ApJ, 665, L105

Booth, C. M. & Schaye, J. 2009, MNRAS, 398, 53

Borriello, A., Salucci, P., & Danese, L. 2003, MNRAS, 341, 1109

Brooks, A. & Christensen, C. 2016, Galactic Bulges, 418, 317

Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, MNRAS, 344, 1000

Bryant, J. J., Owers, M. S., Robotham, A. S. G., et al. 2015, MNRAS, 447, 2857

Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., et al. 2015, ApJ, 798, 7

Bustamante, S., Sparre, M., Springel, V., & Grand, R. J. J. 2018, MNRAS, 479, 3381

Calette, A. R., Avila-Reese, V., Rodríguez-Puebla, A., Hernández-Toledo, H., & Papastergis, E. 2018, Rev. Mex. Astron. Astrofis., 54, 443

Caon, N., Capaccioli, M., & D'Onofrio, M. 1993, MNRAS, 265, 1013

Capelo, P. R., Volonteri, M., Dotti, M., et al. 2015, MNRAS, 447, 2123

Cappellari, M. 2016, ARA&A, 54, 597

Cappellari, M., Bacon, R., Bureau, M., et al. 2006, MNRAS, 366, 1126

Cappellari, M., Emsellem, E., Bacon, R., et al. 2007, MNRAS, 379, 418

Cappellari, M., Emsellem, E., Krajnović, D., et al. 2011, MNRAS, 413, 813

Cappellari, M., McDermid, R., Alatalo, K., et al. 2013a, MNRAS, 432, 1709

Cappellari, M., McDermid, R. M., Alatalo, K., et al. 2012, Nature, 484, 485

Cappellari, M., McDermid, R. M., Alatalo, K., et al. 2013b, MNRAS, 432, 1862

Cenarro, A. J. & Trujillo, I. 2009, ApJ, 696, L43

Chabrier, G. 2003, PASP, 115, 763

Chabrier, G. 2005, in Astrophysics and Space Science Library, Vol. 327, The Initial Mass Function 50 Years Later, ed. E. Corbelli, F. Palla, & H. Zinnecker, 41

Chisari, N., Codis, S., Laigle, C., et al. 2015, MNRAS, 454, 2736

Ciotti, L. 1991, A&A, 249, 99

Ciotti, L., Pellegrini, S., Negri, A., & Ostriker, J. P. 2017, ApJ, 835, 15

Clauwens, B., Schaye, J., Franx, M., & Bower, R. G. 2018, MNRAS, 478, 3994

Cleveland, W. S. & Devlin, S. J. 1988, Journal of the American Statistical Association, 83, 596

Combes, F. 2009, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 419, Galaxy Evolution: Emerging Insights and Future Challenges, ed. S. Jogee, I. Marinova, L. Hao, & G. A. Blanc, 31

Conroy, C. & van Dokkum, P. G. 2012, ApJ, 760, 71

Conselice, C. J. 2006, MNRAS, 373, 1389

Crain, R. A., Schaye, J., Bower, R. G., et al. 2015, MNRAS, 450, 1937

Daddi, E., Renzini, A., Pirzkal, N., et al. 2005, ApJ, 626, 680

Dahlem, M., Weaver, K. A., & Heckman, T. M. 1998, ApJ, 118, 401

Dalla Vecchia, C. & Schaye, J. 2012, MNRAS, 426, 140

Davies, R. L., Efstathiou, G., Fall, S. M., Illingworth, G., & Schechter, P. L. 1983, ApJ, 266, 41

Davis, T. A., Alatalo, K., Bureau, M., et al. 2013, MNRAS, 429, 534

Davis, T. A., Bureau, M., Young, L. M., et al. 2011, MNRAS, 414, 968

De Lucia, G., Boylan-Kolchin, M., Benson, A. J., Fontanot, F., & Monaco, P. 2010, MNRAS, 406, 1533

De Rossi, M. E., Avila-Reese, V., Tissera, P. B., González-Samaniego, A., & Pedrosa, S. E. 2013, MNRAS, 435, 2736

De Rossi, M. E., Bower, R. G., Font, A. S., Schaye, J., & Theuns, T. 2017, MNRAS, 472, 3354

De Rossi, M. E., Theuns, T., Font, A. S., & McCarthy, I. G. 2015, MNRAS, 452, 486

De Rossi, M. E., Tissera, P. B., & Pedrosa, S. E. 2010, A&A, 519, A89

de Vaucouleurs, G. 1948, Annales d'Astrophysique, 11, 247

Dekel, A. & Silk, J. 1986, ApJ, 303, 39

den Heijer, M., Oosterloo, T. A., Serra, P., et al. 2015, A&A, 581, A98

Djorgovski, S. & Davis, M. 1987, ApJ, 313, 59

Dolag, K., Borgani, S., Murante, G., & Springel, V. 2009, MNRAS, 399, 497

D'Onofrio, M., Capaccioli, M., & Caon, N. 1994, MNRAS, 271, 523

Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351

Dressler, A., Lynden-Bell, D., Burstein, D., et al. 1987, ApJ, 313, 42

Dubois, Y., Devriendt, J., Slyz, A., & Teyssier, R. 2012, MNRAS, 420, 2662

Dubois, Y., Peirani, S., Pichon, C., et al. 2016, MNRAS, 463, 3948

Dubois, Y., Pichon, C., Welker, C., et al. 2014, MNRAS, 444, 1453

Dubois, Y. & Teyssier, R. 2008, A&A, 477, 79

Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, ApJ, 136, 748

Emsellem, E., Cappellari, M., Krajnović, D., et al. 2011, MNRAS, 414, 888

Emsellem, E., Cappellari, M., Krajnović, D., et al. 2007, MNRAS, 379, 401

Faber, S. & Jackson, R. 1976, ApJ, 204, 668

Faber, S. M., Dressler, A., Davies, R. L., Burstein, D., & Lynden-Bell, D. 1987, in Nearly Normal Galaxies. From the Planck Time to the Present, ed. S. M. Faber, 175–183

Fakhouri, O. & Ma, C.-P. 2010, MNRAS, 401, 2245

Falcón-Barroso, J. & Knapen, J. 2012, Secular Evolution of Galaxies, Canary Islands Winter School of Astrophysics (Cambridge University Press)

Fall, S. M. & Romanowsky, A. J. 2013, ApJ, 769, L26

Ferland, G. J., Korista, K. T., Verner, D. A., et al. 1998, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110, 761

Ferrarese, L., Côté, P., Jordán, A., et al. 2006, ApJ, 164, 334

Ferrero, I., Navarro, J. F., Abadi, M. G., et al. 2017, MNRAS, 464, 4736

Fisher, D. B. & Drory, N. 2008, AJ, 136, 773

Forbes, D. A., Ponman, T. J., & Brown, R. J. N. 1998, ApJ, 508, L43

Frye, B., Broadhurst, T., & Benítez, N. 2002, ApJ, 568, 558

Gadotti, D. A. 2009, MNRAS, 393, 1531

Gavazzi, G., Boselli, A., Donati, A., Franzetti, P., & Scodeggio, M. 2003, A&A, 400, 451

Genel, S., Fall, S. M., Hernquist, L., et al. 2015, ApJ, 804, L40

Genel, S., Nelson, D., Pillepich, A., et al. 2018, MNRAS, 474, 3976

Gerhard, O. E., Jeske, G., Saglia, R. P., & Bender, R. 1999, in IAU Symposium, Vol. 186, Galaxy Interactions at Low and High Redshift, ed. J. E. Barnes & D. B. Sanders, 189

Gibson, B. K., Pilkington, K., Brook, C. B., Stinson, G. S., & Bailin, J. 2013, A&A, 554, A47

Graham, A. W. & Guzmán, R. 2003, AJ, 125, 2936

Grand, R. J. J., Gómez, F. A., Marinacci, F., et al. 2017, MNRAS, 467, 179

Gunn, J. E. & Gott, III, J. R. 1972, ApJ, 176, 1

Haardt, F. & Madau, P. 1996, ApJ, 461, 20

Hernández-Toledo, H. M., Vázquez-Mata, J. A., Martínez-Vázquez, L. A., Choi, Y.-Y., & Park, C. 2010, AJ, 139, 2525

Hernquist, L. 1989, Nature, 340, 687

Hernquist, L. 1993, ApJ, 409, 548

Heyl, J. S., Hernquist, L., & Spergel, D. N. 1996, ApJ, 463, 69

Hopkins, P. F., Bundy, K., Hernquist, L., Wuyts, S., & Cox, T. J. 2010, MNRAS, 401, 1099

Hopkins, P. F., Hernquist, L., Cox, T. J., et al. 2005, ApJ, 630, 705

Hopkins, P. F., Hernquist, L., Cox, T. J., & Kereš, D. 2008, ApJ, 175, 356

Hopkins, P. F. & Quataert, E. 2010, MNRAS, 407, 1529

Hopkins, P. F., Somerville, R. S., Cox, T. J., et al. 2009, MNRAS, 397, 802

Ibarra-Medel, H. J., Sánchez, S. F., Avila-Reese, V., & Hernández-Toledo, H. M. 2016, MNRAS, 463, 2799

Illingworth, G. 1977, ApJ, 218, L43

Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., et al. 1999, ApJ, 125, 439

Jaffé, Y. L., Aragón-Salamanca, A., Ziegler, B., et al. 2014, MNRAS, 440, 3491

Jenkins, A. 2010, MNRAS, 403, 1859

Jenkins, A. 2013, MNRAS, 434, 2094

Jenkins, A. & Booth, S. 2013, ArXiv e-prints, 1306.5771

Jiménez, N., Tissera, P. B., & Matteucci, F. 2015, ApJ, 810, 137

Kannappan, S. J., Guie, J. M., & Baker, A. J. 2009, AJ, 138, 579

Kauffmann, G. 1996, MNRAS, 281, 487

Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003, MNRAS, 341, 54

Kaviraj, S., Laigle, C., Kimm, T., et al. 2017, MNRAS, 467, 4739

Kaviraj, S., Schawinski, K., Devriendt, J. E. G., et al. 2007, ApJ, 173, 619

Kennicutt, Jr., R. C. 1998, ApJ, 498, 541

Khalatyan, A., Cattaneo, A., Schramm, M., et al. 2008, MNRAS, 387, 13

Komatsu, E., Smith, K. M., Dunkley, J., et al. 2011, ApJ, 192, 18

Kormendy, J. 1993, in IAU Symposium, Vol. 153, Galactic Bulges, ed. H. Dejonghe & H. J. Habing, 209

Kormendy, J. 2009, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 419, Galaxy Evolution: Emerging Insights and Future Challenges, ed. S. Jogee, I. Marinova, L. Hao, & G. A. Blanc, 87

Kormendy, J. 2016, Galactic Bulges, 418, 431

Kormendy, J. & Bender, R. 2013, ApJ, 769, L5

Kormendy, J., Fisher, D. B., Cornell, M. E., & Bender, R. 2009, ApJ, 182, 216

Krajnović, D., Emsellem, E., Cappellari, M., et al. 2011, MNRAS, 414, 2923

Kroupa, P. 2002, Science, 295, 82

Krumholz, M. R. & Tan, J. C. 2007, ApJ, 654, 304

Lacerna, I., Argudo-Fernández, M., & Duarte Puertas, S. 2018, A&A, 620, A117

Lacerna, I., Hernández-Toledo, H. M., Avila-Reese, V., Abonza-Sane, J., & del Olmo, A. 2016, A&A, 588, A79

Lacerna, I., Rodríguez-Puebla, A., Avila-Reese, V., & Hernández-Toledo, H. M. 2014, ApJ, 788, 29

Lagos, C. d. P., Schaye, J., Bahé, Y., et al. 2018a, MNRAS, 476, 4327

Lagos, C. d. P., Stevens, A. R. H., Bower, R. G., et al. 2018b, MNRAS, 473, 4956

Lagos, C. d. P., Theuns, T., Stevens, A. R. H., et al. 2017, MNRAS, 464, 3850

Lambas, D. G., Abadi, M. G., Nicotra, M. A., & Tissera, P. B. 1993, ApJ, 414, 30

Larson, R. B. 1974, MNRAS, 169, 229

Larson, R. B., Tinsley, B. M., & Caldwell, C. N. 1980, ApJ, 237, 692

Lehnert, M. D. & Heckman, T. M. 1996, ApJ, 472, 546

Lewis, A., Challinor, A., & Lasenby, A. 2000, ApJ, 538, 473

Li, C., Wang, E., Lin, L., et al. 2015, ApJ, 804, 125

Li, H., Mao, S., Cappellari, M., et al. 2018, MNRAS, 476, 1765

Lia, C., Portinari, L., & Carraro, G. 2002, MNRAS, 330, 821

Lin, L., Zou, H., Kong, X., et al. 2013, ApJ, 769, 127

Machado, R. E. G., Tissera, P. B., Lima Neto, G. B., & Sodré, L. 2018, A&A, 609, A66

McAlpine, S., Bower, R. G., Rosario, D. J., et al. 2018, MNRAS, 481, 3118

McAlpine, S., Helly, J. C., Schaller, M., et al. 2016, Astronomy and Computing, 15, 72

McDermid, R. M., Alatalo, K., Blitz, L., et al. 2015, MNRAS, 448, 3484

McIntosh, D. H., Wagner, C., Cooper, A., et al. 2014, MNRAS, 442, 533

Merloni, A. & Heinz, S. 2008, MNRAS, 388, 1011

Mihos, J. C. & Hernquist, L. 1996, ApJ, 464, 641

Miller, G. E. & Scalo, J. M. 1979, ApJ, 41, 513

Mo, H., van den Bosch, F. C., & White, S. 2010, Galaxy Formation and Evolution

Morganti, R., de Zeeuw, P. T., Oosterloo, T. A., et al. 2006, MNRAS, 371, 157

Mosconi, M. B., Tissera, P. B., Lambas, D. G., & Cora, S. A. 2001, MNRAS, 325, 34

Mosleh, M., Williams, R. J., & Franx, M. 2013, ApJ, 777, 117

Naab, T. 2013, in IAU Symposium, Vol. 295, The Intriguing Life of Massive Galaxies, ed. D. Thomas, A. Pasquali, & I. Ferreras, 340–349

Naab, T., Johansson, P. H., & Ostriker, J. P. 2009, ApJ, 699, L178

Naab, T., Oser, L., Emsellem, E., et al. 2014, MNRAS, 444, 3357

Niemi, S.-M., Heinämäki, P., Nurmi, P., & Saar, E. 2010, MNRAS, 405, 477

Novak, G. S., Jonsson, P., Primack, J. R., Cox, T. J., & Dekel, A. 2012, MNRAS, 424, 635

Oosterloo, T., Morganti, R., Crocker, A., et al. 2010, MNRAS, 409, 500

Pedrosa, S. E. & Tissera, P. B. 2015, A&A, 584, A43

Peebles, P. J. E. 1988, ApJ, 332, 17

Peirani, S., Dubois, Y., Volonteri, M., et al. 2017, MNRAS, 472, 2153

Peletier, R. F., Davies, R. L., Illingworth, G. D., Davis, L. E., & Cawson, M. 1990, AJ, 100, 1091

Perez, J., Valenzuela, O., Tissera, P. B., & Michel-Dansac, L. 2013, MNRAS, 436, 259

Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2014a, A&A, 571, A1

Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2014b, A&A, 571, A16

Prugniel, P. & Simien, F. 1996, A&A, 309, 749

Prunet, S., Pichon, C., Aubert, D., et al. 2008, ApJ, 178, 179

Rasera, Y. & Teyssier, R. 2006, A&A, 445, 1

Rawle, T. D., Lucey, J. R., Smith, R. J., & Head, J. T. C. G. 2013, MNRAS, 433, 2667

Renzini, A. & Ciotti, L. 1993, ApJ, 416, L49

Rix, H.-W., Carollo, C. M., & Freeman, K. 1999, ApJ, 513, L25

Rosas-Guevara, Y., Bower, R. G., Schaye, J., et al. 2016, MNRAS, 462, 190

Rosito, M. S., Pedrosa, S. E., Tissera, P. B., et al. 2018a, A&A, 614, A85

Rosito, M. S., Tissera, P. B., Pedrosa, S. E., & Rosas-Guevara, Y. 2018b, arXiv e-prints, 1811.11062

Rupke, D. S., Veilleux, S., & Sanders, D. B. 2002, ApJ, 570, 588

Rupke, D. S. N., Kewley, L. J., & Barnes, J. E. 2010, ApJ, 710, L156

Ryden, B. S., Forbes, D. A., & Terlevich, A. I. 2001, MNRAS, 326, 1141

Sáiz, A., Domínguez-Tenreiro, R., Tissera, P. B., & Courteau, S. 2001, MNRAS, 325, 119

Salim, S., Fang, J. J., Rich, R. M., Faber, S. M., & Thilker, D. A. 2012, ApJ, 755, 105

Salim, S., Rich, R. M., Charlot, S., et al. 2007, ApJ, 173, 267

Salpeter, E. E. 1955, ApJ, 121, 161

Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, A&A, 538, A8

Sánchez-Blázquez, P., Forbes, D. A., Strader, J., Brodie, J., & Proctor, R. 2007, MNRAS, 377, 759

Sandage, A. 1961, The Hubble Atlas of Galaxies

Sandage, A. & Visvanathan, N. 1978, ApJ, 223, 707

Saracco, P., Gargiulo, A., & Longhetti, M. 2012, MNRAS, 422, 3107

Scalo, J. M. 1986, Fund. Cosmic Phys., 11, 1

Scannapieco, C., Tissera, P. B., White, S. D. M., & Springel, V. 2005, MNRAS, 364, 552

Scannapieco, C., Tissera, P. B., White, S. D. M., & Springel, V. 2006, MNRAS, 371, 1125

Scannapieco, C., Tissera, P. B., White, S. D. M., & Springel, V. 2008, MNRAS, 389, 1137

Schawinski, K., Lintott, C., Thomas, D., et al. 2009a, MNRAS, 396, 818

Schawinski, K., Lintott, C., Thomas, D., et al. 2009b, MNRAS, 396, 818

Schawinski, K., Urry, C. M., Simmons, B. D., et al. 2014, MNRAS, 440, 889

Schaye, J., Crain, R. A., Bower, R. G., et al. 2015, MNRAS, 446, 521

Schaye, J. & Dalla Vecchia, C. 2008, MNRAS, 383, 1210

Schaye, J., Theuns, T., Rauch, M., Efstathiou, G., & Sargent, W. L. W. 2000, MNRAS, 318, 817

Searle, L. & Zinn, R. 1978, ApJ, 225, 357

Serra, P., Oosterloo, T., Morganti, R., et al. 2012, MNRAS, 422, 1835

Sérsic, J. L. 1968, Atlas de galaxias australes

Shapley, A. E., Steidel, C. C., Adelberger, K. L., et al. 2001, ApJ, 562, 95

Shen, S., Mo, H. J., White, S. D. M., et al. 2003, MNRAS, 343, 978

Sillero, E., Tissera, P. B., Lambas, D. G., & Michel-Dansac, L. 2017, MNRAS, 472, 4404

Somerville, R. S. & Davé, R. 2015, ARA&A, 53, 51

Springel, V. 2005, MNRAS, 364, 1105

Springel, V., Di Matteo, T., & Hernquist, L. 2005, ApJ, 620, L79

Springel, V. & Hernquist, L. 2003, MNRAS, 339, 289

Springel, V., White, S. D. M., Tormen, G., & Kauffmann, G. 2001, MNRAS, 328, 726

Strateva, I., Ivezić, Ž., Knapp, G. R., et al. 2001, AJ, 122, 1861

Strauss, M. A., Weinberg, D. H., Lupton, R. H., et al. 2002, AJ, 124, 1810

Sutherland, R. S. & Dopita, M. A. 1993, ApJ, 88, 253

Taylor, P. & Kobayashi, C. 2017, MNRAS, 471, 3856

Temi, P., Brighenti, F., & Mathews, W. G. 2007a, ApJ, 660, 1215

Temi, P., Brighenti, F., & Mathews, W. G. 2007b, ApJ, 666, 222

Temi, P., Brighenti, F., & Mathews, W. G. 2009a, ApJ, 695, 1

Temi, P., Brighenti, F., & Mathews, W. G. 2009b, ApJ, 707, 890

Teyssier, R. 2002, A&A, 385, 337

Thomas, D., Maraston, C., Bender, R., & Mendes de Oliveira, C. 2005, ApJ, 621, 673

Thomas, D., Maraston, C., Schawinski, K., Sarzi, M., & Silk, J. 2010, MNRAS, 404, 1775

Tissera, P., Pedrosa, S., Sillero, E., & Vilchez, J. m. 2015, 456

Tissera, P. B. 2000, ApJ, 534, 636

Tissera, P. B., Domínguez-Tenreiro, R., Sáiz, A., & Goldschmidt, P. 2001, Ap&SS, 276, 1087

Tissera, P. B., Machado, R. E. G., Sanchez-Blazquez, P., et al. 2016a, A&A, 592, A93

Tissera, P. B., Machado, R. E. G., Vilchez, J. M., et al. 2017, A&A, 604, A118

Tissera, P. B., Pedrosa, S. E., Sillero, E., & Vilchez, J. M. 2016b, MNRAS, 456, 2982

Tissera, P. B., Rosas-Guevara, Y., Bower, R. G., et al. 2018, MNRAS, 482, 2208

Tissera, P. B., White, S. D. M., Pedrosa, S., & Scannapieco, C. 2010, MNRAS, 406, 922

Tissera, P. B., White, S. D. M., & Scannapieco, C. 2012, MNRAS, 420, 255

Tonini, C., Mutch, S. J., Croton, D. J., & Wyithe, J. S. B. 2016, MNRAS

Toomre, A. 1977, in Evolution of Galaxies and Stellar Populations, ed. B. M. Tinsley & R. B. G. Larson, D. Campbell, 401

Torrey, P., Snyder, G. F., Vogelsberger, M., et al. 2015, MNRAS, 447, 2753

Tortora, C., La Barbera, F., Napolitano, N. R., de Carvalho, R. R., & Romanowsky, A. J. 2012, MNRAS, 425, 577

Trayford, J. W., Frenk, C. S., Theuns, T., Schaye, J., & Correa, C. 2019, MNRAS, 483, 744

Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977, A&A, 54, 661

Tweed, D., Devriendt, J., Blaizot, J., Colombi, S., & Slyz, A. 2009, A&A, 506, 647

van de Sande, J., Lagos, C. D. P., Welker, C., et al. 2018a, MNRAS, 1810.10542

van de Sande, J., Scott, N., Bland-Hawthorn, J., et al. 2018b, Nature Astronomy, 2, 483

van der Wel, A., Rix, H.-W., Holden, B. P., Bell, E. F., & Robaina, A. R. 2009, ApJ, 706, L120

Vulcani, B., Poggianti, B. M., Fritz, J., et al. 2015, ApJ, 798, 52

Wang, J., Kauffmann, G., Overzier, R., et al. 2011, MNRAS, 412, 1081

Whitaker, K. E., Kriek, M., van Dokkum, P. G., et al. 2012, ApJ, 745, 179

White, S. D. M. & Frenk, C. S. 1991, ApJ, 379, 52

White, S. D. M. & Rees, M. J. 1978, MNRAS, 183, 341

Woosley, S. E. & Weaver, T. A. 1995, ApJ, 101, 181

Wyse, R. F. G., Gilmore, G., & Franx, M. 1997, ARA&A, 35, 637

Yi, S. K., Yoon, S.-J., Kaviraj, S., et al. 2005, ApJ, 619, L111

Young, L. M., Bureau, M., Davis, T. A., et al. 2011, MNRAS, 414, 940

Zavala, J., Avila-Reese, V., Firmani, C., & Boylan-Kolchin, M. 2012a, MNRAS, 427, 1503

Zavala, J., Avila-Reese, V., Firmani, C., & Boylan-Kolchin, M. 2012b, MNRAS, 427, 1503

Zavala, J., Frenk, C. S., Bower, R., et al. 2016, MNRAS, 460, 4466