

# Ensamblaje de cúmulos de galaxias y formación de galaxias ultra difusas

por

José Antonio Benavides Blanco

presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación  
como parte de los requerimientos para la obtención del grado de  
Doctor en Astronomía de la  
UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA

Febrero 2023

Director: Dr. Mario G. Abadi

Tribunal Especial:

Dr. Gian Luigi Granato, INAF - OATS, Italia  
Dra. Cecilia Scannapieco, Dpto. de Física, FCEN, UBA  
Dr. Nelson David Padilla, IATE – CONICET  
Dra. Sofia Cora, UNLP, CONICET  
Dr. Julian Martínez, IATE – CONICET



Esta obra está bajo una Licencia Attribution-NonCommercial-NoDerivatives 4.0 International



## **Declaración de autoría**

Tesis presentada en la Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación de la Universidad Nacional de Córdoba, República Argentina, como requisito para obtener el título de Doctor en Astronomía.

Declaro que soy el autor de esta tesis. Cualquier fuente usada directa o indirectamente está citada apropiadamente en la sección de Referencias. Declaro también que no he presentado esta tesis en ninguna otra institución con el fin de obtener otro título.

*Dedico esta tesis a mis padres Miladis E. Blanco y José J. Benavides, por todo el amor y apoyarme siempre en mi camino y mis decisiones. A mis hermanos Sofía, Jacobo, Cesar y Wiliam, por todo el cariño y atención, aún más durante mi ausencia lejos de casa. A Claudia, Don Omar y la Sra Doris por todo el apoyo, que trasciende más allá de lo terrenal. Este manuscrito también va dedicado a mis colegas y amigos, a mi profesora Flor María que me adentró al apasionante mundo de la física, también a todos mis demás profesores que desde el jardín hasta la universidad me brindaron su conocimiento, y en general a todos aquellos que miran al cielo maravillados por esta área tan apasionante como es la astronomía.*

## Agradecimientos

Agradezco a mi director, profesor, colega, padre y amigo Dr. Mario Abadi por todo el apoyo incondicional desde mi llegada a la Argentina y que junto a la Dra. Laura Sales me han hecho crecer como persona y como profesional a lo largo de estos años. Trabajar y aprender de ambos ha sido una experiencia muy linda, difícil, pero muy linda.

Así mismo quiero agradecer a mis compañeros de grupo de investigación Felipe, Yamila, Ornela, Vale y Bruno, y por supuesto a Silvio con quien compartí muy buenos momentos. A toda la gente del IATE y el OAC que desde mi llegada me hicieron sentir dentro de una nueva familia y me mostraron toda la calidez y amor del pueblo argentino.

Un agradecimiento a los miembros del tribunal evaluador de esta tesis: Dr. Gian Luigi Granato, Dra. Cecilia Scannapieco y Dr. Nelson David Padilla, quienes han revisado detenidamente mi trabajo y han contribuido con valiosos aportes para mejorarlo.

Un profundo agradecimiento a Claudia, Elkin, Hernan, Omar, Esperanza, Katalina y demás personas que me apoyaron moralmente a la distancia, en un contexto que incluyó un escenario muy complejo de incertidumbre mundial.

Finalmente un agradecimiento especial a la UNC, el CONICET, la UCR y el MPI por el apoyo financiero y los recursos computacionales que hicieron posible el desarrollo de mis investigaciones. Al Dr. Andrea Biviano por aceptar recibirme y trabajar con en el INAF de Trieste, con el apoyo financiero del proyecto LACEGAL.

*“¡Al gran pueblo argentino salud!”.*

...Es necesario que soporte dos o tres orugas si quiero conocer las mariposas. ¡Parece que su aparición es tan hermosa! Si no, ¿Quién vendrá a visitarme? Tú estarás lejos. En cuanto a los animales grandes, no temo nada. Tengo mis garras...

Una rosa con espinas en el planeta del principito.

# Resumen

Los cúmulos de galaxias son las estructuras virializadas más grandes y masivas que existen actualmente en el Universo. Compuestos por cientos o miles de galaxias, las cuales presentan una enorme diversidad en morfología, tamaño, masa, velocidad, formación estelar, metalicidad, color, etc., son laboratorios ideales para estudiar el proceso de formación y virialización de estructuras en el Universo. Utilizando las simulaciones numéricas cosmológicas Illustris-TNG en el marco del modelo de materia oscura fría con constante cosmológica ( $\Lambda$ CDM) mostramos que los cúmulos se forman y ensamblan progresivamente tanto mediante la acreción de galaxias individuales ( $\sim 40\%$ ) como en grupos ( $\sim 60\%$ ). Encontramos que la baja dispersión de velocidades ( $\sigma \sim 250 \text{ km/s}$ ) que mantienen estos grupos por algún tiempo ( $1 - 3 \text{ Gyrs}$ ) después de haber sido acretados al cúmulo permiten fusiones entre sus galaxias miembro a pesar de que globalmente la dispersión de velocidades del cúmulo sea significativamente más alta ( $\sigma \sim 1000 \text{ km/s}$ ). A medida que un grupo de galaxias cae al cúmulo, la autogravedad del grupo se ve superada por los efectos de marea debido al pozo de potencial gravitacional global del cúmulo diluyendo la posibilidad de asociar cada galaxia al grupo al que pertenecía. Para resolver este problema, desarrollamos un método de detección de subestructuras, basado en información del espacio de las fases proyectado, para ser aplicado a muestras de cúmulos observacionales e intentar reconstruir su historia de acreción y formación. Como ejemplo, aplicamos nuestro identificador de subestructuras al cúmulo Bala (*bullet cluster*) detectando nuevas subestructuras a lo largo del eje mayor del cúmulo. Estudiando la geometría y cinemática de la colisión principal, encontramos resultados consistentes con estudios anteriores y establecemos límites de confianza del  $\sim 70\%$  para la velocidad (entre  $2000 - 4000 \text{ km/s}$ ) y el tiempo de colisión ( $\lesssim 0.5 \text{ Gyr}$ ).

El conjunto de simulaciones Illustris-TNG utilizadas para el desarrollo de esta tesis combinan volúmenes cosmológicos grandes,  $50-100 \text{ Mpc}$  de lado, con una alta resolución espacial,  $\varepsilon \sim 300 - 700 \text{ pc}$ , y en masa estelar  $M_* \sim 10^{5-6} M_\odot$ . Esto permite estudiar el proceso de formación y ensamblaje de grupos y cúmulos simultáneamente con las propiedades intrínsecas de las galaxias simuladas, tales como masa y tamaño estelar. El análisis de las masas estelares y tamaños muestra que el modelo  $\Lambda$ CDM predice naturalmente, es decir sin la necesidad de suposiciones ad-hoc, un población de galaxias extendidas de baja masa estelar,  $M_* \sim 10^{7.5-9} M_\odot$ , y tamaños extendidos  $R_e \gtrsim 1.5 \text{ kpc}$  similares a las (re)descubiertas recientemente y denominadas galaxias ultra difusas (*UDGs*). Estos objetos han suscitado un notable interés tanto en la comunidad observacional como teórica ya que su principal característica es que poseen masas estelares típicas de galaxias enanas pero tamaño característico de galaxias muchos más brillantes, similares a la Vía Láctea. Encontramos que las *UDGs* se forman preferentemente en halos de momento angular alto en comparación a la población de galaxias enanas de tamaños normales. Además, la detección

reciente de una población de UDGs rojas y apagadas en el zonas de baja densidad (campo), donde la población es predominantemente azul y formadora de estrellas, ha despertado el interrogante adicional acerca del mecanismo que les remueve el gas, las enrojece y les apaga la formación estelar. Encontramos que las UDGs rojas y apagadas en el campo se forman a través del mecanismo comúnmente conocido como *backsplash*, es decir debido a su caída a un cúmulo y su posterior eyección gravitacional del mismo donde pierden su contenido gaseoso, se enrojecen y se apaga su formación estelar. Nuestros resultados muestran la capacidad predictiva del modelo cosmológico  $\Lambda$ CDM para dar cuenta naturalmente de diversos mecanismos de formación de galaxias y cúmulos sin la necesidad de realizar un ajuste fino de los principales parámetros en este modelo paradigmático de formación de estructuras en el Universo.

**Palabras clave:** galaxias-general, grupos de galaxias, galaxias enanas, galaxias-interacción, simulaciones cosmológicas



## Abstract

Galaxy clusters are the largest and most massive virialized structures currently existing in the Universe. Composed of hundreds or thousands of galaxies, which present an enormous diversity in morphology, size, mass, velocity, star formation, metallicity, color, etc., they are ideal laboratories to study the process of formation and virialization of structures in the Universe. Using Illustris-TNG cosmological numerical simulations in the framework of the cold dark matter with cosmological constant model ( $\Lambda$ CDM) we show that clusters form and assemble progressively both by accretion of individual galaxies ( $\sim 40\%$ ) and in groups ( $\sim 60\%$ ). We find that the low velocity dispersion ( $\sigma \sim 250 \text{ km/s}$ ) maintained by these groups for some time ( $1 - 3 \text{ Gyrs}$ ) after they have been accreted into the cluster allow mergers between their member galaxies even though globally the cluster velocity dispersion is significantly higher ( $\sigma \sim 1000 \text{ km/s}$ ). When a group of galaxies falls into the cluster, the self-gravity of the group is overcome by tidal effects due to the global gravitational potential well of the cluster diluting the possibility of associating each galaxy to the group to which it belonged. To solve this problem, we developed a substructure detection method, based on projected phase space information, to be applied to observational cluster samples and attempt to reconstruct their accretion and formation history. As an example, we apply our substructure identifier to the *bullet cluster* detecting new substructures along the major axis of the cluster. By studying the geometry and kinematics of the main collision, we find results consistent with previous studies and set 70% confidence limits for the velocity (between  $2000 - 4000 \text{ km/s}$ ) and collision time ( $\lesssim 0.5 \text{ Gyr}$ ).

The set of Illustris-TNG simulations used for the development of this thesis combine large cosmological volumes, 50-100 Mpc side by side, with a high spatial resolution,  $\varepsilon \sim 300 - 700 \text{ pc}$ , and in stellar mass  $M_\star \sim 10^{5-6} M_\odot$ . This allows studying the process of formation and assembly of groups and clusters simultaneously with the intrinsic properties of the simulated galaxies, such as stellar mass and size. The analysis of stellar masses and sizes shows that the  $\Lambda$ CDM model naturally predicts, i.e. without the need for ad-hoc assumptions, a population of extended galaxies of low-stellar mass,  $M_\star \sim 10^{7.5-9} M_\odot$ , and extended sizes  $R_e \gtrsim 1.5 \text{ kpc}$  similar to the recently (re)discovered and defined as ultra-diffuse galaxies (*UDGs*). These objects have attracted considerable interest in both the observational and theoretical communities because their main characteristic is that they possess stellar masses typical of dwarf galaxies but size characteristic of much brighter galaxies, similar to the Milky Way. We find that UDGs form preferentially in halos of high angular momentum compared to the population of dwarf galaxies of normal sizes. In addition, the recent detection of a population of red and quenched UDGs in the low-density (field) environments, where the population is predominantly blue and star-forming, has raised the additional question about the mechanism that removes gas from them, reddens them, and turn off star formation. We find that the red and quenched UDGs in the field form through the mechanism commonly known as *backsplash*, i.e. due to their fall into a cluster and subsequent gravitational ejection from the cluster where they lose their gaseous content, redden and their star formation is quenched. Our results show the predictive ability of the  $\Lambda$ CDM cosmological model to naturally explain various galaxy and cluster formation mechanisms without the need to perform a fine adjustment of the main parameters in

this paradigmatic model of the formation of structures in the Universe.

**Key words:** galaxies-general, galaxy groups, dwarf galaxies, galaxy-interaction, cosmological simulations

## Publicaciones

**Benavides, J. A.**, Sales, L. V., & Abadi, M. G.. “Accretion of galaxy groups into galaxy clusters”, *MNRAS* 498, 3852-3862, (2020).

Ferrero, I., Navarro, J. F., Abadi, M. G., **Benavides, J. A.**, & Mast, D. “A unified scenario for the origin of spiral and elliptical galaxy structural scaling laws”. *A&A* 648, A124, (2021).

**Benavides, J. A.**, Sales, L. V., Abadi, M. G., Pillepich, A., Nelson, D., Marinacci, F., Cooper, M., Pakmor, R., Torrey, P., Vogelsberger, M., & Hernquist, L. “Quiescent ultra-diffuse galaxies in the field originating from backslash orbits”. *Nature Astronomy* 5, 1255-1260, (2021).

**Benavides, J. A.**, & Abadi, M. G. “Ensamblaje de cúmulos de galaxias por eventos de acreción de grupos de galaxias”. *BAAA* 62, 171-173, (2021).

**Benavides, J. A.**, Abadi, M. G., & Sales, L. V. “El origen de las galaxias Ultra-Difusas apagadas en el campo”. *BAAA* 63, 208-210, (2022).

Martin, G., Bazkiaei, A. E., Spavone, M., Iodice, E., Mihos, J. C., Montes, M., **Benavides, J. A.**, Brough, S., Carlin, J. L., Collins, C. A., Duc, P. A., Gómez, F. A., Galaz, G., Hernández-Toledo, H. M., Jackson, R. A., Kaviraj, S., Knapen, J. H., Martínez-Lombilla, C., McGee, S., O’Ryan, D., Prole, D. J., Rich, R. M., Román, J., Shah, E. A., Starkenburg, T. K., Watkins, A. E., Zaritsky, D., Pichon, C., Armus, L., Bianconi, M., Buitrago, F., Busá, I., Davis, F., Demarco, R., Desmons, A., García, P., Graham, A. W., Holwerda, B., Hon, D. S. H., Khalid, A., Klehammer, J., Klutse, D. Y., Lazar, I., Nair, P., Noakes-Kettel, E. A., Rutkowski, M., Saha, K., Sahu, N., Sola, E., Vázquez-Mata, J. A., Vera-Casanova, A., & Yoon, I. “Preparing for low surface brightness science with the Vera C. Rubin Observatory: Characterization of tidal features from mock images”. *MNRAS* 513, 1459-1487, (2022).

**Benavides, J. A.**, Biviano, A., & Abadi, M. G. . “DS+: a method for the identification of cluster substructures”. *A&A*, 669, A147, (2023).

**Benavides, J. A.**, Sales, L. V., Abadi, M. G., Marinacci, F., Vogelsberger, M., & Hernquist, L. “Origin and evolution of ultra-diffuse galaxies in different environments”. *MNRAS* 522, 1033-1048, (2023).

# Lista de contenidos

<b>1</b>	<b>Introducción</b>	<b>1</b>
1.1	Formación y evolución de galaxias en el $\Lambda$ CDM . . . . .	1
1.1.1	Simulaciones cosmológicas . . . . .	4
1.2	Cúmulos de galaxias . . . . .	6
1.3	Galaxias ultra difusas . . . . .	7
1.4	Esquema de la tesis . . . . .	8
<b>2</b>	<b>Ensamblaje de cúmulos de galaxias</b>	<b>10</b>
2.1	Introducción . . . . .	10
2.2	Cúmulos de galaxias en simulaciones cosmológicas hidrodinámicas . . . . .	14
2.2.1	Simulación Illustris . . . . .	14
2.2.2	Muestra de cúmulos de galaxias simulados . . . . .	15
2.3	Acreción de galaxias en grupos . . . . .	18
2.4	Evolución de los grupos de galaxias a lo largo de la caída . . . . .	21
2.5	Eventos de fusiones de galaxias al interior de los cúmulos . . . . .	29
2.6	Conclusiones . . . . .	35
<b>3</b>	<b>Método DS+ para la identificación de subestructuras en cúmulos de galaxias</b>	<b>37</b>
3.1	Introducción . . . . .	37
3.2	El método DS+ . . . . .	40
3.3	Simulaciones Illustris-TNG100 . . . . .	42
3.4	Identificación y caracterización de subestructuras usando DS+ . . . . .	43
3.4.1	Complejidad y Pureza de las subestructuras DS+ . . . . .	45
3.4.2	Comparación entre las propiedades internas de subestructuras DS+ vs. grupos reales . . . . .	48
3.5	Una aplicación del DS+ al análisis de subestructuras: el Bullet Cluster . . . . .	49
3.6	Conclusiones . . . . .	56
<b>4</b>	<b>Galaxias ultra difusas en diferentes entornos</b>	<b>58</b>
4.1	Introducción . . . . .	58
4.2	Simulación Illustris-TNG50 . . . . .	62
4.2.1	Muestra de UDGs en TNG50 . . . . .	64
4.3	Formación de UDGs en diferentes entornos . . . . .	66
4.3.1	Masa del Halo . . . . .	66
4.3.2	Espín de los Halos . . . . .	68
4.3.3	Efecto de las fusiones en la formación de UDGs . . . . .	72
4.3.4	Formación de estrellas, color y edad estelar . . . . .	75
4.3.5	Morfología . . . . .	75

4.4	Abundancia y evolución estructural de las UDGs satélites . . . . .	79
4.5	Discusión general sobre la formación de UDGs . . . . .	86
4.6	Conclusiones . . . . .	87
<b>5</b>	<b>El origen de galaxias ultra difusas apagadas en el campo</b>	<b>90</b>
5.1	UDGs apagadas en el campo: un tipo de galaxias extrañas inmersas en un entorno que no les corresponde . . . . .	90
5.1.1	Muestra de UDGs en el campo . . . . .	91
5.1.2	UDGs azules y rojas en el campo . . . . .	91
5.1.3	Interacción de UDGs con halos masivos en el pasado . . . . .	91
5.2	Implicaciones observacionales de las UDGs apagadas en el campo . . . . .	97
5.3	Galaxias backsplash . . . . .	98
5.4	Interacción de las UDGs de campo con halos masivos en el pasado . . . . .	102
5.5	Conclusiones . . . . .	108
<b>6</b>	<b>Conclusiones Generales</b>	<b>110</b>
<b>A</b>	<b>Apéndice 1</b>	<b>144</b>
A.1	Breve descripción del uso del código público MilaDS que implementa el método DS+ . . . . .	144
A.2	El método DS+ en la historia de ensamblaje de cúmulos . . . . .	145

# Lista de figuras

1.1	Proceso de formación de halos de una masa dada en función del corrimiento al rojo. . . . .	2
1.2	Halos y subhalos en simulaciones numéricas de N-cuerpos. . . . .	6
2.1	Distribución espacial proyectada, a $z = 0$ , del cúmulo más masivo de la simulación Illustris-1. . . . .	16
2.2	Caída de un grupo simulado a un cúmulo masivo. . . . .	17
2.3	Función de masa estelar acumulada de galaxias a $z = 0$ para la muestra de los 10 cúmulos simulados de Illustris-1. . . . .	19
2.4	Multiplicidad de los grupos de galaxias que caen a cúmulos de galaxias. . . . .	20
2.5	Espacio de fase combinado para las galaxias simuladas que cayeron a cúmulos. . . . .	22
2.6	Espacio de fase para cada uno de los cúmulos de galaxias simulados. . . . .	23
2.7	Tiempo necesario para que un grupo duplique su tamaño inicial en función de la masa del grupo que cae. . . . .	25
2.8	Evolución del tamaño a lo largo del tiempo de uno de nuestros grupos que cae mientras orbita dentro de su halo anfitrión. . . . .	26
2.9	Evolución temporal de los grupos en términos de su tamaño característico, $\sigma_r$ , frente a su dispersión de velocidad típica, $\sigma_v$ . . . . .	28
2.10	Razones de masa estelar $\mu_*$ de las fusiones entre galaxias identificadas dentro y alrededor de los cúmulos, en función de la masa estelar de la galaxia más masiva del par antes de la fusión. . . . .	30
2.11	Distancia al centro de los cúmulos en función del tiempo donde se producen las fusiones entre galaxias. . . . .	32
2.12	Fracción de gas $f_{\text{gas}} = M_{\text{gas}}/M_*$ en las fusiones dentro y alrededor de los cúmulos de galaxias en función de la masa estelar de la galaxia primaria $M_{*1}$ . . . . .	33
3.1	Distribución espacial proyectada de las galaxias en un cúmulo simulado de TNG100 en $z = 0$ . . . . .	44
3.2	Completitud $C$ de galaxias miembro de los grupos reales detectados como parte de subestructuras DS+. . . . .	45
3.3	Pureza $P$ de las agrupaciones detectadas como parte de subestructuras usando el método DS+. . . . .	47
3.4	Comparación de diferentes propiedades de las subestructuras detectadas frente a las correspondientes para los grupos reales. . . . .	50
3.5	Distribución espacial proyectada de las galaxias miembros del cúmulo Bala (Bullet Cluster) y las subestructuras detectadas por DS+. . . . .	52
3.6	Modelo de colisión de dos cuerpos entre el cúmulo principal y la Bala. . . . .	53
3.7	Resultado del algoritmo MCMAC (Dawson, 2013) aplicado al cúmulo Bala. . . . .	54

4.1	Relación entre la masa estelar y el tamaño estelar para todas las galaxias simuladas en el rango de masa $\log(M_*/M_\odot) = [7.5, 9.0]$ en la simulación TNG50. . . . .	63
4.2	Ilustración de algunas de nuestras UDGs simuladas y su ubicación dentro de una región del volumen cúbico de TNG50. . . . .	65
4.3	Relación entre la masa estelar y la masa del halo para la población de galaxias enanas en TNG50. . . . .	67
4.4	Espín del halo para galaxias enanas con una masa estelar determinada. . . . .	69
4.5	Fracción del momento angular específico retenido por la componente estelar de la galaxia ( $j_d = J_d/J_h$ ) en función de la fracción de masa estelar ( $m_d = M_d/M_h$ ). . . . .	70
4.6	Mediana de la evolución de los tamaños y del parámetro adimensional de espín del halo para las UDGs de campo y las galaxias enanas normales. . . . .	73
4.7	Distribución de los tiempos en que se da la última fusión mayor ( $\mu_* > 0.2$ ) para el caso de las UDGs y las galaxias enanas normales. . . . .	74
4.8	Propiedades (color, SFR, edad) de la población estelar de las UDGs simuladas en diferentes entornos como función de la masa estelar. . . . .	76
4.9	Morfología de las UDGs y no-UDGs en función de la masa estelar. . . . .	77
4.10	Abundancia de UDGs en función de la masa virial de su halo anfitrión. . . . .	80
4.11	Fracción de masa ligada (estrellas y materia oscura) en función del tamaño estelar para las UDGs simuladas. . . . .	81
4.12	Relación entre los tamaños estelares de las UDGs satélites medidos en $z = 0$ en relación al tamaño medido al tiempo de caída. . . . .	83
4.13	Ejemplos de la evolución de dos UDGs con un crecimiento de tamaño significativo después de la caída ( $r_{h*}^{z_0} \geq 1.5r_{h*}^{z_{\text{inf}}}$ ). . . . .	84
5.1	Relación masa estelar versus tamaño para todas las galaxias enanas en la simulación TNG50, resaltando la población de UDGs centrales. . . . .	92
5.2	Dicotomía entre el color y la tasa de formación estelar de las UDGs de campo. . . . .	93
5.3	Formación de UDGs rojas con órbitas <i>backsplash</i> y su ubicación en el Universo. . . . .	95
5.4	Propiedades de las UDGs rojas de campo frente a las UDGs azules. . . . .	96
5.5	Evolución temporal de las propiedades (SFR, fracción de gas, tamaño, masa estelar y materia) de las UDGs apagadas y con formación estelar. . . . .	99
5.6	Espín del halo para galaxias enanas con una masa estelar determinada para las UDGs y no-UDGs. . . . .	101
5.7	Distancia al centro para las UDGs pagadas en el campo en función de la masa virial de su halo anfitrión previo . . . . .	103
5.8	Distribución de los tiempos de caída y salida de las UDGs rojas de campo. . . . .	104
5.9	Ejemplo de nuestro objeto más extremo de una UDG <i>backsplash</i> eyectada a 3.35 Mpc de su halo anfitrión. . . . .	106
5.10	Perfil de densidad de los halos de materia oscura de las UDGs rojas y azules. . . . .	107
A.1	La misma agrupación presentada en Fig. 3.1 pero para diferentes salidas de la simulación, comenzando en $z = 0$ y en intervalos de $\sim 2$ Gyr atrás en el tiempo . . . . .	146

# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1 Formación y evolución de galaxias en el $\Lambda$ CDM

La formación de estructuras en el Universo sienta sus bases en el modelo cosmológico de materia oscura fría con constante cosmológica ( $\Lambda$ CDM) cuyos parámetros libres han sido determinados para reproducir diversos resultados observacionales de la estructura en gran escala del Universo (Planck Collaboration et al., 2016). Los mismos indican que del total de la densidad de materia-energía del Universo, sólo un 4% corresponde a material bariónico, mientras que el resto está formado por materia oscura (26%) y energía oscura (70%). Sin embargo este modelo no utiliza ningún tipo de restricción proveniente de la escala de galaxias. Por tal razón, el estudio de la formación y evolución de las galaxias es, además de un área fundamental de la astronomía moderna en sí mismo, un test taxativo sobre este exitoso modelo cosmológico. Desde el punto de vista observacional, la existencia de una gran variedad de tipos de galaxias, indica que se deben dilucidar diversos mecanismos de formación que den cuenta de toda esta diversidad de poblaciones de galaxias. La misma se ve reflejada en tipos de galaxias que van morfológicamente de espirales a elípticas, en tamaño de compactas a difusas, en luminosidad de débiles a brillantes, en brillo superficial de exponenciales a leyes de potencia, en colores de azules a rojas, en metalicidad de pobres a ricas en metales, en velocidades de rotación a dispersión, etc., haciendo que el entendimiento del proceso de formación y evolución de cada uno de estos tipos sea un desafío particular, y al mismo tiempo integrador, en la construcción de un modelo global sobre la formación y evolución de galaxias en el Universo.

Desde el punto de vista teórico los modelos de formación y evolución de galaxias han tenido un progreso significativo gracias a la contribución de trabajos fundamentales tales como por ejemplo, Gunn & Gott (1972); Press & Schechter (1974); White & Rees (1978), que sentaron las bases para el desarrollo de una visión moderna de este proceso altamente complicado. Sin embargo, el problema está lejos de ser resuelto debido a la complejidad de los múltiples procesos astrofísicos que se dan tanto en la evolución individual de las galaxias como en su interacción con el medioambiente donde evolucionan.

Mientras que la energía oscura rige la velocidad de expansión del Universo, la materia oscura y los bariones determinan las propiedades de las estructuras que se forman. Se asume que las mismas se forman a partir de pequeñas fluctuaciones cuánticas primordiales presentes en la densidad (prácticamente homogénea) de materia del Universo primitivo, que crecen debido a la inestabilidad gravitacional; y que forman estructuras aproximadamente esféricas, en estado de (cuasi)equilibrio dinámico, llamadas halos de materia oscura.



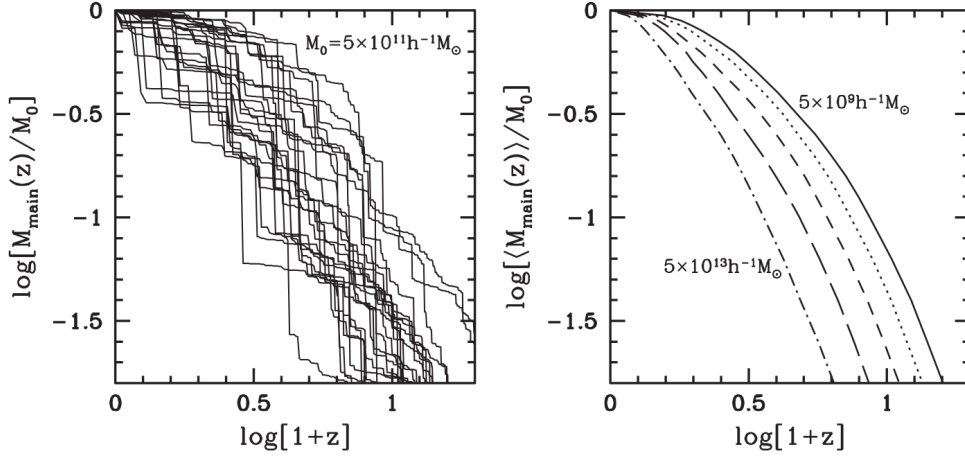


Figura 1.1: Proceso de formación de halos de una masa dada en función del corrimiento al rojo (van den Bosch, 2002). El panel de la izquierda muestra 25 historias distintas de formación de halos progenitores, normalizadas a su valor a  $z = 0$  ( $M(z)/M_0$ ), para un halo con  $M_0 = 5 \times 10^{11} M_\odot/h$ . El panel de la derecha muestra las historias promedio de los progenitores principales, obtenidas de 1000 realizaciones, para halos con cinco masas diferentes:  $5 \times 10^9 M_\odot/h$  (línea continua),  $5 \times 10^{10} M_\odot/h$  (línea de puntos),  $5 \times 10^{11} M_\odot/h$  (línea discontinua corta),  $5 \times 10^{12} M_\odot/h$  (línea discontinua larga) y  $5 \times 10^{13} M_\odot/h$  (línea discontinua y puntos). Se puede observar como los halos más masivos se ensamblan más tarde.

En un modelo jerárquico de formación de estructuras como el  $\Lambda$ CDM, las escalas espaciales más pequeñas tiene fluctuaciones en densidad con amplitudes más grandes mientras que las escalas más grandes tiene fluctuaciones en densidad con amplitudes más pequeñas. Esto hace que primero se formen halos de materia oscura más pequeños (menos masivos) que luego se fusionan entre sí para dar lugar a halos más grandes (más masivos). Luego de colapsar y fusionarse los halos adquieren su estado de (cuasi)equilibrio, es decir se virializan en el sentido que cumplen con el teorema del virial que establece que:

$$2T + W = 0 \quad , \quad (1.1)$$

donde  $T$  y  $W$  son la energía cinética y potencial, respectivamente. La formación de estructuras en este tipo de escenarios es, entonces, un proceso y no un evento que se desarrolla a lo largo de la historia evolutiva del Universo. Los halos crecen en tamaño y masa sistemáticamente dando lugar a la aparición de estructuras cada vez mayores. Las estructuras más pequeñas (galaxias) colapsan primero mientras que las estructuras más grandes (cúmulos) colapsan más tardíamente.

Como un ejemplo de la formación y evolución de las estructuras en un modelo jerárquico como el  $\Lambda$ CDM, la Fig. 1.1 ilustra el proceso de ensamblaje de halos a lo largo del tiempo (van den Bosch, 2002). El panel de la izquierda muestra 25 historias diferentes de ensamblaje<sup>1</sup> de progenitores para un halo de  $M_0 = 5 \times 10^{11} M_\odot/h$ , donde se puede apreciar la diversidad de curvas que describen el crecimiento temporal que puede seguir un halo de una masa dada<sup>2</sup>.

<sup>1</sup>Normalizadas de la forma  $M(z)/M_0$ , con  $M(z)$  la masa del halo a un corrimiento al rojo  $z$  dado y  $M_0$  la masa a tiempo presente ( $z = 0$ ).

<sup>2</sup>En muchas ocasiones suelen indicarse unidades en términos de  $h$ , tomando como referencia  $H_0 =$

Mientras que el panel de la derecha muestra las historias medias de los progenitores principales, obtenidas de 1000 realizaciones, para halos con cinco masas finales diferentes:  $5 \times 10^9 M_\odot/h$  (línea continua),  $5 \times 10^{10} M_\odot/h$  (línea de puntos),  $5 \times 10^{11} M_\odot/h$  (línea discontinua corta),  $5 \times 10^{12} M_\odot/h$  (línea discontinua larga) y  $5 \times 10^{13} M_\odot/h$  (línea discontinua y puntos). De este gráfico se puede observar como los halos más masivos se ensamblan más tarde, hecho muy importante para el límite superior de las estructuras más grandes que tendrían lugar en el Universo actualmente, siendo los *supercúmulos* ( $M_{200} \gtrsim 10^{15} M_\odot$ ) los objetos más masivos, aunque muchos de estos aún se encuentran en proceso de colapso y por ende no llegan todavía a alcanzar el equilibrio virial.

La virialización de los halos de materia oscura se produce debido a la relajación violenta que sufren los mismos durante su colapso y la posterior fusión con halos menos masivos para dar lugar a halos más masivos. Durante este proceso, como los bariones y la materia oscura están inicialmente mezclados y la densidad de la materia oscura domina sobre la densidad de materia bariónica, el gas es arrastrado por el potencial del halo de materia oscura, formando un halo gaseoso que coexiste espacialmente con el de materia oscura. El gas, que siente presión, adquiere la temperatura virial del halo debido principalmente a la formación de ondas de choque que luego disipa por procesos de enfriamiento radiativo. A medida que el gas disipa su energía térmica, se contrae conservando el momento angular, depositándose suavemente en una estructura discoidal rotante de alta densidad donde tiene lugar la formación estelar (White & Rees, 1978).

Esta acreción de gas y posterior formación de galaxias al interior de los halos de materia oscura depende de su masa y el entorno. Como se mencionó, en el caso del halo de gas caliente, este irradia su energía gravitacional adquirida hasta adquirir temperaturas mucho más bajas y caer al interior del halo. Por otro lado existe también la acreción de gas frío que domina en las galaxias de baja masa ( $M \lesssim 10^{10} M_\odot$ ). Así pues, mientras que el “modo caliente” convencional domina el crecimiento de los sistemas más masivos. La acreción fría a menudo se dirige a lo largo de los filamentos, lo que permite que las galaxias extraigan gas de manera eficiente desde grandes distancias (Kereš et al., 2005; Faucher-Giguère & Kereš, 2011).

Cuando Hubble (1926) publicó su esquema de clasificación morfológica de galaxias, supuso que las galaxias elípticas eran objetos muy jóvenes donde posteriormente se acretaría gas y polvo para convertirlas en sistemas lenticulares y finalizarían luego como complejas galaxias espirales. Es así como definió las galaxias de tipo “temprano” a las galaxias elípticas (y lenticulares, S0) y galaxias de tipo “tardío” a las espirales.

Desde entonces, la comprensión del origen de las galaxias esferoidales ha ido evolucionando constantemente. En un principio, se pensaba que los esferoides se originaban a partir del colapso rápido y no rotante de nubes de gas en estrellas (Eggen et al., 1962; Partridge & Peebles, 1967; Larson, 1974), llamado *colapso monolítico*. El rol de las fusiones como un mecanismo posible de transformación de galaxias fue propuesto originalmente por (Toomre, 1977) y fue siendo cada vez más aceptado en un contexto en el cual la formación jerárquica de estructuras fue ganando adeptos desde sus inicios (White & Rees, 1978; Frenk et al., 1985). Más adelante, nuevos desarrollos sobre estas ideas llevaron a un elevado consenso de que los discos de galaxias se forman en los centros de los halos de materia oscura como consecuencia de la conservación del momento angular, adquirido por torques de marea, durante el colapso

---

$100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ , por lo que  $h$  puede tener valores alrededor de  $\sim 0.7$

disipativo del gas (Fall & Efstathiou, 1980; Mo et al., 1998). Por el contrario, los esferoides serían el resultado de eventos de fusiones mayores entre estos discos pre-existentes (por ejemplo, Cole et al., 2000). Por lo tanto, la morfología es una característica transitoria de la formación jerárquica de galaxias ya que, una galaxia disco puede transformarse en un esferoide mediante un evento de fusión, para luego re-formarse en un disco a través de acreción de gas adicional.

Estos dos tipos de galaxias (espirales y elípticas) presentan propiedades y características muy marcadas y distintas, tanto en sus morfologías como (por ejemplo) en sus poblaciones estelares. Así, diferentes estudios han sido dirigidos a estudiar estas dos poblaciones de galaxias, por ejemplo en términos de sus relaciones de escala existen la Relación de Tully-Fisher (para espirales, Tully & Fisher, 1977) o el “Plano Fundamental” (Djorgovski & Davis, 1987).

Mientras que la materia oscura y las estrellas están regidas por la interacción gravitacional, la componente gaseosa está regida tanto por la gravitación como por la hidrodinámica. Estas componentes, evolucionan temporalmente desde condiciones iniciales, establecidas en el Universo primitivo hasta el presente siguiendo una serie de procesos astrofísicos que incluyen: interacción gravitacional, formación estelar, enfriamiento radiativo, procesos de realimentación (*feedback*), gradientes de presión, ondas de choque, enriquecimiento químico, entre otros que debido a su naturaleza altamente no lineal, se hace imposible solucionarlos analíticamente. Cada uno de estos procesos se modela siguiendo un sistema de ecuaciones diferenciales altamente acopladas se hace indispensable abordar el problema mediante simulaciones numéricas.

### 1.1.1 Simulaciones cosmológicas

Debido a la alta complejidad de las ecuaciones que describen simultáneamente el comportamiento de la materia oscura y los bariones, necesarias para modelar la formación y evolución de estructuras en un contexto cosmológico, se apela al uso de simulaciones numéricas para su resolución. Es así como en las últimas décadas, las simulaciones cosmológicas han sido fundamentales para avanzar en nuestra comprensión de la formación de galaxias y estructuras en el Universo. Estas simulaciones siguen la evolución altamente no lineal del campo de densidades, modelando diversos procesos físicos a lo largo de un enorme rango de escalas temporales y de longitud. Esto se hace simulando volúmenes cosmológicos cúbicos (periódicos) de decenas, centenas y hasta miles<sup>3</sup> de Mpc de lado, tal que constituyan un volumen estadísticamente significativo del Universo donde componentes de materia oscura y bariónica se evolucionan a partir de condiciones iniciales limitadas por las observaciones del fondo cósmico de microondas, lo que da lugar a predicciones detalladas de la población de galaxias en diferentes épocas del Universo.

Así pues, con el desarrollo de más y mejores códigos junto con capacidades de cómputo cada vez mayores, se hace posible incluir en las simulaciones diversos procesos físicos<sup>4</sup> como la gravedad, el enfriamiento del gas, la formación de estrellas, la realimentación de supernovas y de agujeros negros supermasivos, la evolución estelar, la radiación, enriquecimiento químico,

---

<sup>3</sup>Este rango de volúmenes cosmológicos de miles de Mpc es alcanzado por simulaciones que solo incluyen partículas de materia oscura, conocidas como *dark matter only*.

<sup>4</sup>Es importante señalar que muchos de los procesos físicos sobre la componente bariónica no son simulados, sino incluidos “manualmente” a lo largo del tiempo, a medida que se dan determinadas condiciones.

modelos de polvo, campos magnéticos, rayos cósmicos, etc. Dependiendo de los objetivos de cada proyecto de investigación se puede recurrir a simulaciones que: i) se enfocan en reproducir la estructura en gran escala del Universo y a la vez tener una amplia estadística de halos masivos (cúmulos y supercúmulos) mediante simulaciones que solo incluyen materia oscura<sup>5</sup> (simulaciones del tipo *dark matter-only*, *DMO* o solo con gravitación, en el sentido que la cantidad de total de materia del Universo sigue siendo la misma  $\Omega_m \sim 0.3$ ), siendo una de las más famosas la simulación MultiDark (Prada et al., 2012); ii) resimulando regiones de interés con muy alta resolución por partícula (simulaciones hidrodinámicas del tipo *zoom-in*), se logran modelar galaxias individuales con extraordinarios niveles de detalle (por ejemplo las simulaciones del proyecto CLUES que resimulan el entorno del Grupo Local, Gottloeber et al., 2010); y finalmente están aquellas simulaciones numéricas hidrodinámicas que logran cubrir simultáneamente estas múltiples escalas utilizando volúmenes cosmológicos de tamaño moderado (decenas a cientos de Mpc, de modo que son un punto medio entre los tipos i y ii), logrando simular desde halos galácticos a cúmulos de galaxias; con una resolución por partículas de bariones que permite cubrir desde galaxias masivas a enanas.

Sobre este tipo de simulaciones hidrodinámicas de vanguardia, los dos consorcios internacionales más grandes y que hacen públicas sus simulaciones son: EAGLE<sup>6</sup> (Crain et al., 2015; Schaye et al., 2015; McAlpine et al., 2016) e Illustris-TNG<sup>7</sup> (Nelson et al., 2015; Pillepich et al., 2018b,a; Nelson et al., 2019b,a; Pillepich et al., 2019). Ambos proyectos incluyen todo el tratamiento astrofísico de los bariones sumado a la interacción gravitacional de la materia oscura con diferentes niveles de resolución por partícula<sup>8</sup>, ofreciendo así un amplio abanico de posibilidades según los intereses del usuario. También se pone a disposición pública material informativo sobre el uso y detalles de las simulaciones, códigos y rutinas para el análisis de las estructuras. La simulación EAGLE cuenta con tamaños de volumen cúbico simulado de 25, 50 y 100 Mpc de lado, mientras que Illustris-TNG presenta versiones de 50, 100 y 300 Mpc de lado, ambos proyectos presentan resolución por partícula que permite resolver amplias escalas (desde enanas a galaxias brillantes), aunque en particular la versión Illustris-TNG50 (Nelson et al., 2019a; Pillepich et al., 2019) ofrece la máxima correlación entre resolución por partícula y volumen cosmológico disponible actualmente.

Para el desarrollo de esta tesis utilizamos datos de diferentes simulaciones del proyecto Illustris-TNG, que nos permitió: i) estudiar el ensamblaje de cúmulos de galaxias, resolviendo galaxias individuales y en grupos, a la vez que nos permitió a ii) estudiar la población de galaxias enanas (particularmente las ultra difusas) logrando resolverlas y analizar su evolución temporal con muy alto nivel de detalle, cuyas características principales se describen en las dos secciones siguientes.

---

<sup>5</sup>Posteriormente se pueden incluir modelos semianalíticos para las galaxias que habitarían en los halos, teniendo en cuenta las propiedades de dichos halos simulados.

<sup>6</sup><https://eagle.strw.leidenuniv.nl/>

<sup>7</sup><https://www.tng-project.org/>

<sup>8</sup>Cada uno de estos niveles de resolución incluye versiones hidrodinámicas (materia oscura + bariones) o solo materia oscura.

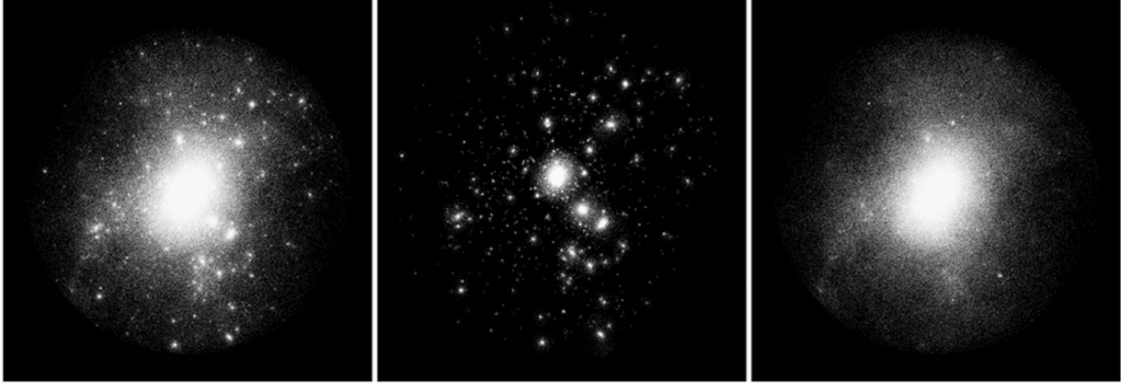


Figura 1.2: Halos y subhalos en simulaciones numéricas de N-cuerpos (Giocoli et al., 2008). Panel izquierdo: todas las partículas que componen un halo de masa virial  $M_{200} = 1.8 \times 10^{15} M_{\odot}/h$  a  $z = 0$ , resuelto por más de un millón de partículas. Panel central: partículas ligadas a subhalos. Panel derecho: partículas ligadas al halo principal pero no a los subhalos.

## 1.2 Cúmulos de galaxias

Los cúmulos de galaxias son los sistemas virializados más masivos del Universo con masas viriales  $M_{200} \geq 10^{14} M_{\odot}$ , radios viriales  $r_{200} \sim 1 \text{ Mpc}$  y dispersiones de velocidades  $\sigma \sim 1000 \text{ km/s}$ . Están conformados por cientos o miles de galaxias donde la población roja y temprana domina respecto a la población azul y tardía (ver por ejemplo, Oemler, 1974; Butcher & Oemler, 1978; Dressler, 1980). Aproximadamente el  $\sim 60\%$  de las galaxias brillantes dentro del radio virial de los cúmulos están dominadas por esferoides (elípticas + S0) en comparación con  $\sim 40\%$  restante que corresponde a galaxias de luminosidad similar pero de morfologías dominadas por discos, que se asemejan a la población de galaxias característica de entornos de muy baja densidad (Whitmore & Gilmore, 1991; Postman et al., 2005), normalmente galaxias azules y con estructuras espirales.

Dentro de un paradigma de formación jerárquica de estructuras, los cúmulos de galaxias se forman por la acreción de sistemas menores como grupos y galaxias individuales. Las simulaciones numéricas de N-cuerpos sobre la formación de estructuras en el  $\Lambda$ CDM predicen que los halos de materia oscura contienen una población de subhalos, que son los restos de halos menos masivos acretados por el halo anfitrión, que fueron erosionados por los efectos combinados del calentamiento gravitatorio y el despojo de masa por fuerzas de marea en el pozo de potencial del halo central del cúmulo. Los subhalos albergan galaxias satélite, que pueden utilizarse como trazadores luminosos de dicha población de subhalos. En particular, la vinculación de las abundancias observadas de galaxias satélite con la abundancia esperada de subhalos proporciona información útil sobre la física de la formación de galaxias (Moore et al., 1999; Somerville, 2002). La Fig. 1.2 muestra un ejemplo de la compleja subestructura que compone un halo masivo de masa virial  $M_{200} = 1.8 \times 10^{15} M_{\odot}/h$ , resuelto por más de un millón de partículas en simulaciones numéricas de N-cuerpos (Giocoli et al., 2008). El panel izquierdo muestra todas las partículas que componen el halo a  $z = 0$ , el panel central todas las partículas ligadas a subhalos y en el panel derecho solamente las partículas ligadas al halo principal pero no a los subhalos.

El estudio de los procesos de ensamblaje y crecimiento de los cúmulos, así como de los

cambios que experimentan las galaxias individuales y en grupos que caen dentro de estas grandes estructuras no es del todo claro (ver por ejemplo, Balogh et al., 2000a; Gnedin, 2003; Berrier et al., 2009; Alberts & Noble, 2022; Haggard et al., 2023). En este proceso de crecimiento de los halos se deben tener en cuenta algunos de los efectos como por ejemplo la transformación morfológica de las galaxias a través de las fusiones o la disrupción de grupos de galaxias que caen juntas. Nuestro enfoque está relacionado con estos esfuerzos teóricos, y en concreto, pretendemos cuantificar las estadísticas básicas de ensamblaje de los cúmulos de galaxias y las propiedades de los miembros de los cúmulos mediante simulaciones numéricas y presentarlas como base para evaluar escenarios de formación que se correspondan con las observaciones.

De toda la variedad de galaxias que se observan en el Universo, la población de galaxias enanas (objetos con masa estelar  $M_\star \lesssim 10^9 M_\odot$ , luminosidad  $L \lesssim 10^9 L_\odot$ , magnitud absoluta  $M_B \gtrsim -18 \text{ mag}$ ) pese a ser poco masivas, aportan una cantidad muy significativa en número, siendo la población dominante del Universo. Se estima que dentro de un volumen dado por cada  $\sim 10$  galaxias espirales existen  $\sim 2$  elípticas y  $\sim 100$  galaxias enanas. Tenga en cuenta, sin embargo, que estos números solo pretenden ser una descripción aproximada de la población de galaxias en el Universo cercano. En ese sentido, las propiedades estadísticas de la población de galaxias se abordan mejor mediante análisis de corrimiento al rojo de galaxias en distintos relevamientos. Por ejemplo, algunos de los estudios de corrimiento al rojo más grandes disponibles son el *two-degree Field Galaxy Redshift Survey* (2dFGRS, Colless et al., 2001) o el *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS, York et al., 2000), los cuales sondean la distribución de galaxias en un corrimiento al rojo mediano  $z \sim 0.1$ . Esta abundancia junto con el modelo de evolución jerárquico convierte a la población de galaxias enanas en una pieza fundamental del rompecabezas de la formación y evolución de las galaxias.

Las galaxias enanas suelen encontrarse preferentemente en agrupaciones o alrededor de galaxias más brillantes, siendo estas últimas comúnmente denominadas *galaxias satélites*. Luego, los cúmulos de galaxias, al ser entornos tan ricos en cantidad de objetos, son los lugares ideales para detectar y estudiar la población de galaxias enanas (Chilingarian et al., 2008; Sánchez-Janssen et al., 2008; Lisker, 2009; Hashimoto et al., 2018). Dentro de la amplia diversidad de galaxias que se observan dentro de los cúmulos de galaxias, en los últimos años se ha renovado el interés por el estudio de galaxias enanas de bajo brillo superficial, detectadas en la década de los 80' en un trabajo pionero de Sandage & Binggeli (1984) con observaciones en el cúmulo de Virgo y redefinidas por van Dokkum et al. (2015a) con datos del cúmulo de Coma.

### 1.3 Galaxias ultra difusas

Las galaxias enanas con bajo brillo superficial  $\mu_g > 24 \text{ mag/arcsec}^2$  y tamaños característicos  $R_e \geq 1.5 \text{ kpc}$  fueron redescubiertas y denominadas galaxias ultra difusas (UDGs, por sus siglas en inglés) por van Dokkum et al. (2015a). Estos objetos tienen masas estelares típicas de galaxias enanas de unos  $M_\star \sim 10^8 M_\odot$  y colores preferentemente rojos ( $g - i \sim 0.8 \text{ mag}$ ). Desde entonces ha tenido lugar un intenso debate sobre la naturaleza última de las mismas. Por ejemplo, van Dokkum et al. (2015a) sugieren que las UDGs serían galaxias fallidas similares en masa de halo de materia oscura y tamaño a la Vía Láctea pero que formaron una fracción muy baja de estrellas, mientras que otros suscitan procesos de formación asociados al medioambiente (Carleton et al., 2019; Jiang et al., 2019a; Macciò et al., 2021; Wright et al.,

2021), a procesos internos (Di Cintio et al., 2017; Chan et al., 2018) e incluso asociados al halo de materia oscura que habitan (Amorisco & Loeb, 2016).

Debido al brillo superficial extremadamente bajo de las UDGs se hace difícil medir su distancia mediante el corrimiento al rojo espectroscópico. Por tal motivo, estas UDGs fueron exploradas inicialmente (y principalmente) en cúmulos de galaxias, donde la distancia a las UDG se infiere por su pertenencia a dicha estructura (ver por ejemplo, Koda et al., 2015; Mihos et al., 2015; van der Burg et al., 2016; Lim et al., 2020; La Marca et al., 2022; Venhola et al., 2022). Este efecto de selección hacia los cúmulos de galaxias podría afectar a nuestra comprensión sobre la naturaleza de este tipo galaxias tan peculiares.

No obstante en los últimos años se han ido sumando investigaciones que reportan la presencia de UDGs fuera del entorno de cúmulos (ver por ejemplo, Leisman et al., 2017; Román & Trujillo, 2017b; Rong et al., 2020b). De esta manera, establecida la existencia de UDGs tanto dentro como fuera de los cúmulos, la cuestión que se plantea es si estos objetos se forman como galaxias enanas normales que incrementan su tamaño debido a las fuerzas gravitacionales que experimentan dentro de los cúmulos o si por el contrario se forman en el campo como otras galaxias típicas y que posteriormente son acretadas por los cúmulos ya sea como objetos individuales o a través de la caída de grupos de galaxias.

Estas intrigantes galaxias que han despertado gran impacto e interés en la comunidad astronómica en busca de su mecanismo y escenario de formación, serán uno de los objetos centrales en el desarrollo de esta tesis, las cuales estudiaremos utilizando simulaciones numéricas de vanguardia.

## 1.4 Esquema de la tesis

Esta tesis está dividida en seis capítulos y un apéndice. En el capítulo 2 estudiamos la formación de cúmulos de galaxias por eventos de acreción de galaxias individuales y en grupos. Analizamos la evolución de los tamaños y la dispersión de velocidad de los grupos acretados, determinando alguna escala de tiempo para la disrupción de los grupos. Además, detectamos y caracterizamos fusiones entre galaxias a lo largo del tiempo de caída en los cúmulos, demostrado así que este tipo de eventos son posibles aún en dichos entornos tan denso donde la alta dispersión de velocidades hace que sean poco probables. Para ello utilizamos datos de la simulación cosmológica hidrodinámica de alta resolución Illustris-1.

En el capítulo 3 presentamos el método DS+ para la detección de subestructuras en cúmulos de galaxias y se pone a disposición pública un código escrito en lenguaje Python que implementa este método. El método DS+ ha sido testeado utilizando datos de cúmulos de galaxias simulados extraídos de la simulación cosmológica hidrodinámica Illustris-TNG100, estableciendo niveles de completitud y pureza para las subestructuras identificadas. Al final del capítulo se muestra una aplicación puntual al famoso cúmulo Bala, donde se muestra la identificación de subestructuras principales y se establecen algunos límites sobre la colisión entre la Bala y el cúmulo principal.

En el capítulo 4 estudiamos los diferentes mecanismos de formación de las UDGs centrales

y satélites en los diferentes entornos (en agrupaciones y aisladas), restringiendo el escenario de formación a propiedades directamente relacionadas con el halo de materia oscura que habitan este tipo de galaxias. Para ello utilizamos la simulación TNG50, que es la versión de más alta resolución por partícula del proyecto Illustris-TNG, con un volumen cosmológico que permite resolver y analizar esta población de galaxias al mismo tiempo en los diferentes ambientes.

En el capítulo 5 estudiamos una población particular de UDGs que están apagadas y aisladas. nuevamente utilizando los datos de la simulación TNG50 logramos detectar y analizar la evolución temporal de estos enigmáticos objetos, determinando que fueron UDGs satélites de un halo masivo en el pasado, del cual fueron eyectadas, luciendo actualmente como objetos enrojecidos y apagados en el campo.

Cada uno de los capítulos cuenta con una sección de conclusiones y en el capítulo 6 se presentan un conjunto de conclusiones generales de la tesis.



# Capítulo 2

## Ensamblaje de cúmulos de galaxias

En este capítulo estudiamos el rol de la caída de grupos de galaxias en el proceso de ensamblaje y evolución dinámica de los cúmulos de galaxias en el modelo  $\Lambda$ CDM. Para ello seleccionamos 10 cúmulos con masa virial  $M_{200} \sim 10^{14} M_{\odot}$  de la simulación cosmológica hidrodinámica Illustris-1 y seguimos la evolución temporal de sus galaxias con masa estelar  $M_{*} \geq 1.5 \times 10^8 M_{\odot}$  (correspondiente a un mínimo de  $\sim 110$  partículas estelares). Encontramos que una mediana de  $\sim 38\%$  de las galaxias sobrevivientes a corrimiento al rojo  $z = 0$  son acretadas como parte de grupos y no como objetos individuales que cayeron directamente del campo, aunque con una significativa dispersión entre los cúmulos analizados. La evolución de estas asociaciones de galaxias es rápida y las señales observacionales de su origen común se borran rápidamente entre 1-3 Gyr después de la caída. Los grupos que caen desempeñan un papel importante en fomentar las condiciones ideales para que se produzcan fusiones de galaxias, incluso dentro del entorno del cúmulo. Integradas a lo largo del tiempo, identificamos (por cúmulo) una media de  $17 \pm 9$  fusiones de las cuales  $7 \pm 3$  ocurren dentro del radio virial de sus cúmulos anfitriones. El número de fusiones muestra una gran dispersión de un cúmulo a otro y nuestro sistema más masivo tiene 42 fusiones de galaxias resueltas por encima de nuestro límite de masa estelar. Estas fusiones suelen ser ricas en gas en el caso de las enanas y una combinación de ricas y pobres en gas en el caso de  $M_{*} \sim 10^{11} M_{\odot}$ , las cuales pueden contribuir significativamente dentro de  $\Lambda$ CDM a la formación de morfologías específicas, como lenticulares (S0) y galaxias enanas compactas azules en grupos y cúmulos. Este capítulo está basado en Benavides et al. (2020).

### 2.1 Introducción

Los cúmulos de galaxias son las estructuras virializadas más grandes en el Universo. Este tipo de agrupaciones poseen masa típicas  $\gtrsim 10^{14} M_{\odot}$  y dispersión de velocidades  $\sigma \simeq 500 - 1000 \text{ km s}^{-1}$ . Estos corresponden a conglomerados de cientos a miles de galaxias y que se forman mediante la acreción de galaxias individuales y en grupos (Benavides et al., 2020). En las últimas décadas, grupos y subestructuras han sido detectados observacionalmente dentro de cúmulos de galaxias en distintos catálogos usando información de las posiciones y velocidades de las galaxias (Gurzadyan & Mazure, 1998; Conselice & Gallagher, 1998; Biviano et al., 2002b; Lisker et al., 2018; Iodice et al., 2019), lente gravitacional (Treu et al., 2003; Natarajan et al., 2009) y también mapas de rayos-X (Owers et al., 2009a,b; Zhang et al., 2009; Jauzac et al., 2016). Las dispersiones de velocidades de estas subestructuras son sensiblemente menores que las del cúmulo en general, lo que indicaría que corresponden a galaxias que han sido acretadas conjuntamente durante el proceso de ensamblaje del cúmulo.

Acreciones grupales surgen de forma natural en los modelos de formación jerárquica de estructuras como el  $\Lambda$ CDM, donde estructuras y subestructuras son autosimilares. Esto significa que no sólo la distribución de la masa dentro del halo anfitrión tiene un perfil casi universal, independientemente de la masa del halo (Navarro et al., 1996, 1997), sino que también la función de masa de las subestructuras (es decir, los satélites) que caen a estos halos anfitriones se describirse mediante una única función, siempre que la masa de la subestructura esté debidamente normalizada a la masa del halo anfitrión (Giocoli et al., 2008, 2010; Yang et al., 2011). Esta última se denomina "función de masa de satélites no-evolucionada" ya que cuantifica la masa de la subestructura al momento de la caída y no en corrimiento al rojo  $z = 0$ , la cual puede depender de la masa del halo anfitrión (van den Bosch et al., 2005). Este comportamiento autosimilar de la estructura (halo anfitrión) y de la subestructura (halo satélite) que cae se da en general para cualquier modelo caracterizado por un espectro de potencia de perturbaciones libre de escala (como el  $\Lambda$ CDM) combinado con la naturaleza sin escala de la gravedad.

Es posible explorar rápidamente el significado de esta función universal de masa de satélites no-evolucionada en el ensamblaje de diferentes halos anfitriones. Por ejemplo, Giocoli et al. (2008) utilizan simulaciones cosmológicas de N-cuerpos y analizan la evolución hacia atrás en el tiempo de satélites de diferentes masas que caen a un halo principal, obteniendo así el número de satélites acretados en un intervalo de tiempo ( $z_1 < z < z_2$ ) dado (ver la Fig.1 de su trabajo) y de allí derivan una relación que se ajusta a sus datos, presentada en su ecuación número 2:

$$\frac{dN}{d\ln(m_v/M_0)} = N_0 x^{-\alpha} e^{-6.283x^3}, \quad x = \left| \frac{m_v}{\alpha M_0} \right| \quad (2.1)$$

donde  $N$  es el número de subhalos (satélites) de masa virial  $m_v$  acretados a un corrimiento al rojo  $z$  y  $M_0 \equiv M_v(z = 0)$  la masa virial del halo central a  $z = 0$ . Se espera que caigan  $\sim 2$  satélites con un 10% de la masa del anfitrión. Aplicada a la Vía Láctea predice correctamente entre 1 a 2 subhalos con una masa (al tiempo de caída) de  $\sim 10^{11} M_\odot$ , lo cual es comparable a la masa inferida para la Nube Mayor de Magallanes (LMC, por sus siglas en inglés), el satélite más masivo de la Vía Láctea. Esto coincide con las estimaciones actuales sobre la historia de ensamblaje de nuestra galaxia (Boylan-Kolchin et al., 2010; Busha et al., 2011; De Lucia, 2012). En cambio, si ahora se aplica este argumento a un halo anfitrión como el cúmulo de Virgo, suponiendo una masa virial  $\sim 10^{14} M_\odot$ , se predice que caigan 1 o 2 subhalos con una masa de  $\sim 10^{13} M_\odot$  durante el proceso de ensamblaje. Un halo tan masivo, comparable al de un grupo de galaxias, albergará más de una galaxia individual (algunas incluso de luminosidad  $\sim L_* \approx 10^{10} M_\odot$ ) y demuestra que la acreción de grupos masivos es una clara predicción del  $\Lambda$ CDM.

Considerando los subhalos de menor masa, la función de masa de satélites no-evolucionada predice  $\sim 20$  objetos con una masa de halo  $\geq 1\%$  de la masa del halo anfitrión. Para un cúmulo de  $\sim 10^{14} M_\odot$  significa alrededor de  $\sim 20$  galaxias de masa similar a la Vía Láctea y superiores, es decir con masa de halo  $\geq 10^{12} M_\odot$ . Esto no parece muy alejado de las funciones de masa estelar observadas en el cúmulo de Virgo para galaxias con  $M_* \geq 10^{10} M_\odot$  (Trentham & Hodgkin, 2002; Rines & Geller, 2008) o de los estudios estadísticos usando el catálogo SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*, York et al., 2000) para grupos en este rango de masa (ver por ejemplo, Yang et al., 2009). Sin embargo, no hemos tenido en cuenta la disrupción por fuerzas de mareas y despojo de masa (*tidal stripping*), que tenderían a reducir el número de galaxias sobrevivientes a corrimiento al rojo  $z = 0$  en este rango de masas.

Varios estudios han cuantificado la importancia de la acreción de grupos mediante simulaciones numéricas y modelos semianalíticos (Taylor & Babul, 2004, 2005a,b; Berrier et al., 2009; McGee et al., 2009; Cohn, 2012; De Lucia et al., 2012; Bahé et al., 2019). Por ejemplo, utilizando simulaciones cosmológicas de N-cuerpos, del tipo *zoom-in* para cúmulos galaxias Berrier et al. (2009) midieron que alrededor del 25% de los objetos de masa similar a la Vía Láctea en cúmulos deben ser acretadas como satélites en lugar de caer como galaxias centrales de campo. En cambio para galaxias enanas de masa más baja no es claro si es esperable una fracción similar o no. Sin embargo, la conexión entre estas predicciones teóricas y las observaciones no es tan directa.

Luego de que estos grupos de galaxias entran en el potencial gravitatorio del cúmulo, las fuerzas de marea actúan perturbando la coherencia del grupo (Gonzalez-Casado et al., 1994), mezclando y borrando finalmente las huellas típicas del origen en común entre los miembros del grupo, tales como la proximidad espacial y la baja dispersión de velocidades. La capacidad de reconstruir en observaciones actuales la presencia de grupos de galaxias que cayeron juntas dependerá (en general) de tres factores: i) la escala de tiempo típica para la disrupción de los grupos, ii) la historia de ensamblaje del cúmulo (una formación temprana significa más tiempo para que las fuerzas de mareas disuelvan los grupos) y iii) la multiplicidad de los grupos, ya que tener más galaxias podría permitir un muestreo más fácil de la agrupación ya sea en términos de su velocidad o escala espacial, frente a grupos de pocos miembros.

El tercer punto mencionado anteriormente se aborda automáticamente al estudiar las galaxias más débiles ya que las enanas de masa baja dominan en número en cualquier sistema. El rol de los ítems i) y ii) es menos claro. Trabajos previos han indicado un amplio rango de escalas de tiempo de disrupción por fuerzas de marea, que van desde una disociación muy rápida de los miembros de un grupo (Gonzalez-Casado et al., 1994; Lisker et al., 2018; Choque-Challapa et al., 2019) hasta quienes suponen estimas de varios Gyr (Vijayaraghavan et al., 2015). En parte, esta discrepancia puede explicarse por el uso de diferentes definiciones en la literatura; por ejemplo en qué momento se considera que el sistema está perturbado por fuerzas de marea o incluso la definición misma de lo que es un grupo o asociación de galaxias en el momento de la caída; esto incluye también discrepancias en la definición el tiempo de caída o el tiempo de disrupción de grupos. Sin embargo, existe cierto consenso sobre el hecho que cuando se detecta observacionalmente una subestructura (en términos de posiciones o velocidades) se interpreta como un evento de acreción reciente, que sugiere menos de 1-2 Gyr desde el momento de la caída (Lisker et al., 2018).

Aquí, nuevamente, una comparación con la Vía Láctea puede utilizarse para que sea más intuitiva. En nuestra galaxia se ha observado una versión reducida de la caída de un grupo del que la LMC forma parte, trayendo consigo varias galaxias enanas satélites (menos masivas que la propia LMC) que se agrupan en el *espacio de fase*<sup>1</sup> (D’Onghia, 2008; Sales et al., 2011; Jethwa et al., 2016; Sales et al., 2017). Desde el punto de vista observacional, la identificación de galaxias enanas asociadas a la LMC se ve facilitada por dos factores. En primer lugar, la detección de galaxias enanas en la Vía Láctea llega hasta el límite ultra débil  $M_{\star} \sim 10^3\text{-}10^4 M_{\odot}$

<sup>1</sup>En este manuscrito utilizamos esta definición para referirnos al espacio proyectado de velocidades-posiciones ( $v - R$ ) o dispersión de velocidades-posiciones ( $\sigma - R$ ), como una herramienta donde podemos caracterizar el estado dinámico de algunas galaxias dentro del sistema (ver por ejemplo, Biviano et al., 2002b; Mamon et al., 2010a; Biviano et al., 2021).

(para algunas propiedades de estas galaxias ultra débiles ver por ejemplo, Grebel et al., 2003; Martin et al., 2008), lo que permite muestrear varios miembros del grupo. En segundo lugar, el grupo de la LMC corresponden a una acreción reciente cuyo tiempo de caída es de hace no más de 2 Gyr (Kallivayalil et al., 2006, 2013).

En los sistemas extragalácticos que están ubicados a megaparsecs de distancia, los efectos de proyección junto con catálogos de galaxias poco profundos hacen que la identificación de los grupos sea más dificultosa. Tómese por ejemplo cúmulos cercanos como Virgo o Fornax, donde los catálogos exquisitamente profundos son capaces de cartografiar galaxias enanas de hasta  $M_{\star} \sim 10^6 - 10^{7.5} M_{\odot}$  (Venholá et al., 2017; Ferrarese et al., 2020). Esto es varios órdenes de magnitud más brillantes de lo que es posible en la Vía Láctea. Resulta alentador que alguna evidencia de la presencia de subestructuras ya existe por ejemplo en el cúmulo de Virgo, donde una muestra de galaxias enanas con magnitudes en la banda  $r$  entre  $-17 \geq M_r \geq -18$  presenta una distribución de velocidades asimétrica, que ha sido atribuido a un grupo que ha caído recientemente al cúmulo (Lisker et al., 2018), debido a que este tipo de asimetrías son indicios de un estado no relajado del sistema. Además, ambos cúmulos (Virgo y Fornax) muestran caídas de grupos en sus periferias, como ejemplo están los grupos  $M49$  (Su et al., 2019) y *Fornax A* (Iodice et al., 2017) respectivamente. Sin embargo, la detección de eventos de acreción menos recientes ( $\gtrsim 3$  Gyr atrás en el tiempo) en el pozo de potencial de los cúmulos o grupos sigue siendo un desafío observacional, lo que complica una comparación directa con las predicciones teóricas. Volveremos sobre este punto en el siguiente capítulo donde presentaremos el Método DS+ para la detección y caracterización de subestructuras tanto en simulaciones como en datos observacionales.

Ahora, ¿Podría la caída en grupo contribuir en explicar las diferentes propiedades de las galaxias de cúmulos comparadas con las galaxias de campo? Las galaxias de cúmulos suelen mostrar tasas de formación estelar más bajas, poblaciones estelares más antiguas y morfologías más esféricas que sus contrapartes de campo con masas similares. No es claro cuánto de este cambio en las propiedades intrínsecas de las galaxias se debe al entorno del grupo al que caen y cuanto el entorno del cúmulo, pero existen interesantes evidencias observacionales a favor de que el “pre-procesamiento” en los grupos es un factor importante que disminuye la formación estelar de algunas galaxias antes de su caída al cúmulo (Mihos, 2003; Vijayaraghavan & Ricker, 2013; Roberts & Parker, 2017; Sarron et al., 2019; Gu et al., 2020). Se debe tener en cuenta que solo una fracción de las galaxias caerá como parte de grupos, y a menudo podría ser necesaria una acción adicional del cúmulo para explicar completamente la baja actividad estelar de las galaxias observadas en los cúmulos.

Por otro lado, los entornos de grupo pueden ser mucho más relevantes en la transformación morfológica de las galaxias al albergar fusiones entre miembros del grupo. Como ya se ha visto, la alta dispersión de velocidades entre las galaxias en los cúmulos hace que los entornos de los cúmulos no sean adecuados para que se produzcan fusiones (Ostriker, 1980; Mihos, 2003; Fakhouri & Ma, 2008; Fakhouri et al., 2010). Sin embargo, existen pruebas observacionales de fusiones en cúmulos (por ejemplo, Moss, 2006). En concreto, la detección de estructuras estelares en forma de cáscara en galaxias enanas en las periferias del cúmulo de Virgo (Paudel et al., 2017; Zhang et al., 2020) es un vívido recordatorio que las fusiones pueden ocurrir en los cúmulos de galaxias.

Las fusiones entre galaxias se han postulado como un mecanismo viable para transformar

la morfología de las mismas, en particular en los tipos de galaxias que se encuentran habitualmente en los cúmulos de galaxias, como las lenticulares (S0) (Bekki, 1998; D’Onofrio et al., 2015; Eliche-Moral et al., 2018) o las enanas compactas azules (BCD, por sus siglas en inglés, Bekki, 2008; Zhang et al., 2020). Grupos de galaxias cayendo juntas tendrían potenciales gravitacionales menos profundos que el del cúmulo, permitiendo interacciones a velocidades más bajas y, eventualmente, fusiones (véase por ejemplo, Knebe et al., 2006; Vijayaraghavan & Ricker, 2013; Bahé et al., 2019).

Por lo tanto, entender el número de grupos esperados que caen en los cúmulos, su distribución de masas y las escalas de tiempo típicas para la disrupción de estos grupos se considera esencial para comprender la posible contribución de las fusiones a la formación de galaxias S0 y enanas compactas azules, al tiempo que se evalúa la necesidad y la contribución de canales de formación seculares y ambientales adicionales para estas transformaciones morfológicas.

## 2.2 Cúmulos de galaxias en simulaciones cosmológicas hidrodinámicas

### 2.2.1 Simulación Illustris

Las simulaciones Illustris (Vogelsberger et al., 2014b,a) son un conjunto de simulaciones numéricas hidrodinámicas cosmológicas ejecutadas con el código AREPO (Springel, 2010). Siguen la evolución temporal de un volumen computacional cúbico de 106 Mpc de lado simulado, que en su máxima resolución (Illustris-1) cuenta inicialmente con  $1820^3$  partículas de materia oscura y un número igual de celdas de gas. La masa correspondiente por partícula es  $m_{dm} = 6.3 \times 10^6 M_{\odot}$  para la materia oscura y  $m_{gas} = 1.3 \times 10^6 M_{\odot}$  para la componente bariónica. El ablandamiento gravitacional es  $\epsilon \sim 0.7$  kpc, mientras que la hidrodinámica puede alcanzar una mayor resolución espacial en las regiones de alta densidad.

La simulación se evoluciona a partir de condiciones iniciales establecidas en corrimiento al rojo  $z = 127$  hacia adelante en el tiempo, hasta alcanzar  $z = 0$ , con parámetros cosmológicos elegidos para ser consistentes con los resultados del WMAP9 (Hinshaw et al., 2013). Se incluyen los principales procesos astrofísicos que regulan la formación de galaxias, tales como los efectos del enfriamiento y calentamiento del gas, la formación de estrellas, la evolución estelar, metalicidad y la realimentación (feedback) de las estrellas, así como las fuentes de agujeros negros. Se pueden encontrar descripciones detalladas del modelo en los artículos de Vogelsberger et al. (2013, 2014a); Genel et al. (2014); Nelson et al. (2015); Sijacki et al. (2015).

La identificación de las estructuras que se forman se realiza mediante diferentes algoritmos de identificación y seguimiento temporal de halos y subhalos. En primer lugar, se identifican los grupos (o halos) mediante el algoritmo de percolación Friends-of-Friends, (FoF, Davis et al., 1985) basado en la distribución espacial de las partículas. Posteriormente, se ejecuta el código SUBFIND que utiliza la información 6D (posiciones y velocidades) para identificar galaxias y subhalos, que son estructuras auto-ligadas dentro de esos halos (Springel et al., 2001; Dolag et al., 2009a). Las galaxias que se encuentran en el centro del potencial gravitatorio de cada halo se marcan como “centrales”, mientras que el resto de subestructuras identificadas se marcan como “satélites”. Por otro lado, utilizamos los SUBLINK MERGER TREES (Rodríguez-Gomez et al., 2015) para seguir la evolución temporal de galaxias identificadas.

Seleccionamos los 10 halos (cúmulos) más masivos a  $z = 0$  de la simulación Illustris, correspondientes a cúmulos de galaxias con masa virial  $M_{200} \sim 10^{14} M_{\odot}$  (el rango exacto va entre  $14.02 < \log(M_{200}/M_{\odot}) < 14.37$ ). Definimos las cantidades viriales basándonos en un contraste de sobredensidad igual a 200 y por tanto el radio virial ( $r_{200}$ ) como el radio de una esfera cuya densidad media es 200 veces la densidad crítica del Universo ( $\rho_c = 3H^2/8\pi G$ ). El radio virial de los cúmulos identificados están en el rango  $0.97 < \log(r_{200}/\text{Mpc}) < 1.26$  con una dispersión de velocidad típica dentro de esos radios  $899 < \sigma_{200}/\text{kms}^{-1} < 1073$ . Dentro de estos 10 halos anfitriones, seguimos la evolución de todas las galaxias con masa estelar  $M_{\star} \geq 1.5 \times 10^8 M_{\odot}$  (entre 92 y 232 galaxias), lo que corresponde a un promedio de  $\sim 120$  partículas estelares en los objetos de menor masa. Características de las galaxias como la masa estelar ( $M_{\star}$ ) y la masa del gas ( $M_{\text{gas}}$ ) se miden dentro del doble del radio que contiene la mitad de la masa de las estrellas,  $r_{h,\star}$ , (utilizando la rutina `SubhaloMassInRadType` de los catálogos de SUBFIND), mientras que la masa de la materia oscura se define como todas las partículas de materia oscura ligadas gravitacionalmente a cada subhalo (utilizando la rutina `SubhaloMassType`).

## 2.2.2 Muestra de cúmulos de galaxias simulados

En la Figura. 2.1 mostramos una proyección de la componente estelar del cúmulo de galaxias más masivo (cúmulo de galaxias  $N^{\circ}0$  o FoF 0), a  $z = 0$ , donde el círculo magenta indica el radio virial del cúmulo. Allí son identificadas un total de 232 galaxias con  $M_{\star} \geq 1.5 \times 10^8 M_{\odot}$  dentro de  $r_{200}$ , que son visibles aquí como subestructura en el mapa en escala de grises. Usando los merger trees, podemos trazar hacia atrás en el tiempo la evolución de cada galaxia hasta su momento de caída,  $t_{\text{inf}}$ , definido aquí como el tiempo anterior antes de pasar a ser parte del mismo grupo FoF del halo anfitrión. Esta definición suele ubicar a las galaxias que caen a una distancia de entre 2 a 3 veces el radio virial del cúmulo. Se ha demostrado que los efectos ambientales, como el despojo del halo de materia oscura comienza mucho más allá del radio virial (por ejemplo, Behroozi et al., 2014) y alcanzan su punto álgido en torno a  $\sim 2r_{200}$ , lo que respalda nuestra definición del tiempo de caída.

Consideramos los “grupos de galaxias” que caen como cualquier grupo FoF con al menos 2 miembros por encima de nuestro corte de resolución de masa estelar. Las galaxias se clasifican como “centrales” si eran el objeto principal (aquella galaxia con la partícula más ligada del grupo, y que generalmente es también la más masiva) de su propio grupo FoF al  $t_{\text{inf}}$ , o como “satélites” en caso contrario. Con esta definición, una galaxia se considerará acretada como satélite incluso si estaba fuera del radio virial de su grupo (aunque discutimos brevemente las consecuencias de asumir un criterio más estricto en la Sec. 2.3).

Desde este punto de vista, nuestros resultados caracterizan bien la caída de agrupaciones individuales de galaxias en lugar de estructuras totalmente virializadas. Ya que después de la caída, las fuerzas de marea dentro del cúmulo tienden a disolver estas agrupaciones con el tiempo. Por ejemplo, la Fig. 2.1 resalta con círculos rojos y azules todas las galaxias de un grupo que alguna vez fue una única agrupación, cuyos miembros aparecen a  $z = 0$  bastante mezclados (separados entre sí) dentro del cúmulo. De estas que alguna vez formaban un grupo, las galaxias con el círculo de color rojo indican aquellas que fueron acretadas como satélites, mientras que el círculo azul corresponde a la galaxia central del grupo. La masa virial de esta subestructura en el momento de la caída era de  $M_{200}(t_{\text{inf}}) = M_{200}^{\text{inf}} = 4.69 \times 10^{12} M_{\odot}$

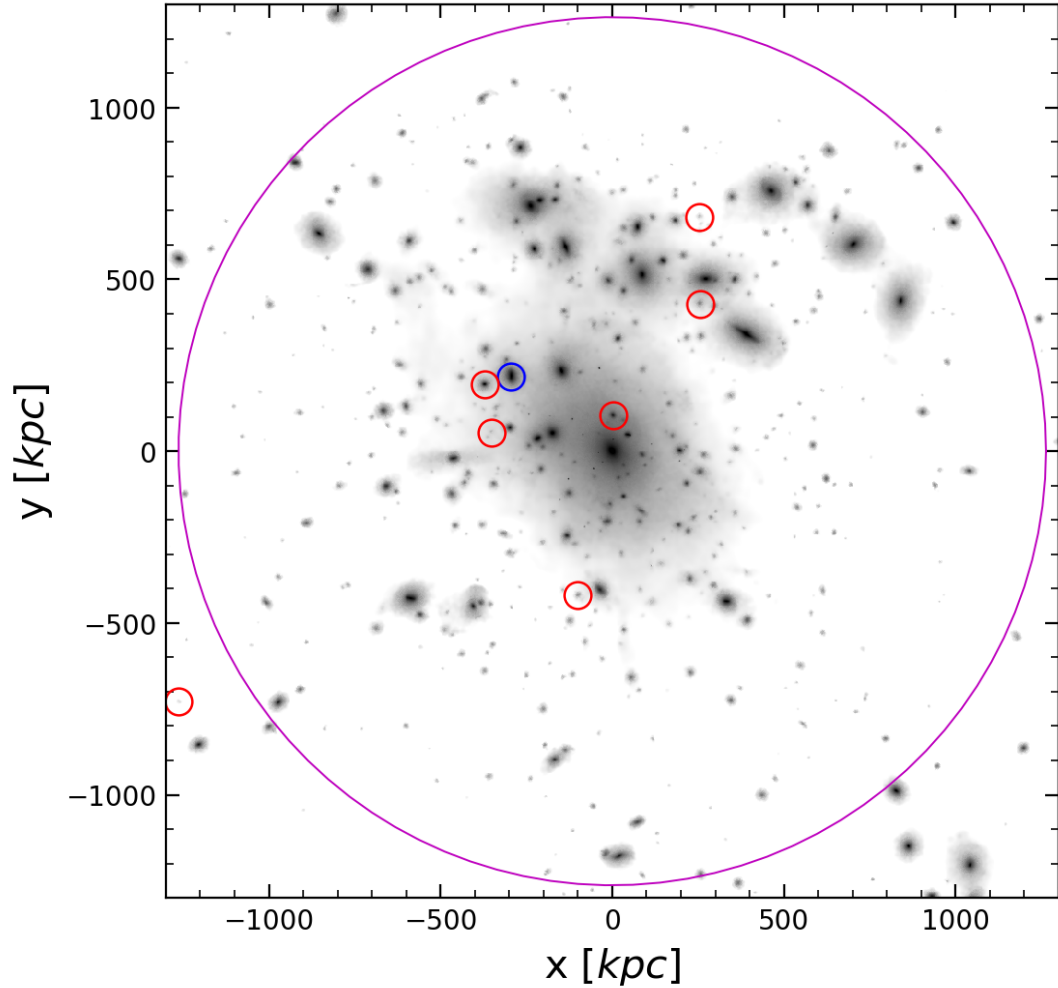


Figura 2.1: Distribución espacial proyectada, a  $z = 0$ , del cúmulo más masivo de la simulación Illustris-1 (FoF0). Este objeto tiene una masa virial  $M_{200} = 2.32 \times 10^{14} M_{\odot}$  y 232 galaxias satélite con  $M_{\star} \geq 1.5 \times 10^8 M_{\odot}$  dentro del radio virial  $r_{200} = 1.27$  Mpc, indicado por el círculo magenta. Resaltamos con círculos de colores pequeños un conjunto de galaxias que formaban parte de un grupo antes de unirse al cúmulo, en  $z = 1.67$  (hace unos 9.900 millones de años atrás). El círculo azul indica la galaxia central del grupo y los círculos rojos sus satélites sobrevivientes a  $z = 0$ . Se puede observar cómo a pesar de su origen común, en la actualidad quedan pocas evidencias de la asociación grupal de estas galaxias.

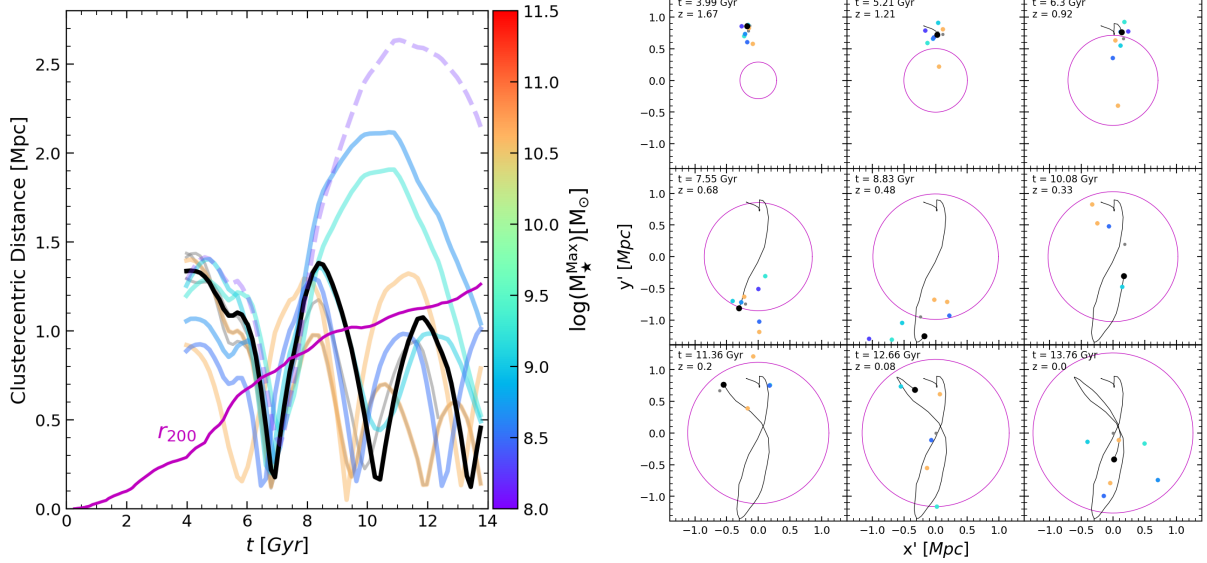


Figura 2.2: *Izquierda*: órbita en función del tiempo para el grupo de galaxias resaltado en la Fig. 2.1 después de su caída en el FoF 0. La galaxia central del grupo se muestra en negro, y los satélites están caracterizados por colores según su masa estelar máxima. Nótese la eyección de tres “escapes” tras el primer paso por el pericentro, que las lleva mucho más allá del radio virial del cúmulo anfitrión (curva magenta). A  $z = 0$  queda poca coherencia entre estas órbitas del grupo, muestra de la disociación de esta subestructura. *Derecha*: Proyecciones XY del grupo en diferentes momentos (ver leyendas) con la trayectoria de la galaxia central delineada con la curva negra. El sistema ha sido rotado según el momento angular de la órbita de la galaxia central (apuntando en la dirección  $z$ ) y los colores de cada galaxia satélite son los mismos que en el panel izquierdo. Aunque el grupo comienza muy agrupado espacialmente, la señal se debilita apreciablemente después del primer y segundo pericentro dentro del cúmulo.

cuyas galaxias asociadas en el momento de la caída tenían masas estelares en el intervalo de  $\log(M_{\star}^{\text{inf}}/M_{\odot}) = [8.33 - 11]$ .

La evolución orbital con el tiempo de estos miembros del grupo se muestra en detalle en la Fig. 2.2. El panel de la izquierda muestra la distancia en función del tiempo para cada galaxia del grupo con respecto al centro del cúmulo y se destaca la coherencia inicial del grupo durante la caída, que posteriormente se debilita con el tiempo. Esto es particularmente cierto después del primer pasaje pericéntrico alrededor de los  $\sim 7$  Gyr. Se puede notar como algunos miembros del grupo ganan energía (debido a las interacciones entre varios miembros) que da lugar a la aparición de órbitas muy excéntricas que puede llegar a situarlos fuera del radio virial del cúmulo (como en el caso de la curva discontinua en la Fig. 2.2 o círculo rojo inferior izquierdo en la Fig. 2.1). Las galaxias que siguen este tipo de órbitas poco ortodoxas se denominan galaxias *backsplash* y se han encontrado en la literatura como algo común en simulaciones numéricas de la caída de grupos (por ejemplo, Balogh et al., 2000b; Sales et al., 2007b; Ludlow et al., 2009) y en el caso de datos observacionales se relacionan con la determinadas regiones fuera del radio virial de cúmulos de galaxias (Pimblet, 2011; Muriel & Coenda, 2014; Diemer et al., 2017).

El panel derecho de la Fig. 2.2 muestra una proyección XY de las órbitas que siguen las galaxias de este grupo, e ilustra la disrupción del grupo a lo largo del tiempo a medida que los



satélites se desvían de la trayectoria de la galaxia central del grupo (línea negra). La combinación de diferentes historias de ensamblaje para cada uno de los cúmulos junto con las escalas de tiempo en las que se producen estas disrupciones por fuerzas de marea en los grupos de galaxias, determina el nivel de subestructuras (tanto en posición como en velocidades) que se espera observar en los cúmulos de galaxias para el modelo del  $\Lambda$ CDM.

Volveremos con más detalle sobre la búsqueda y análisis de subestructuras en el siguiente capítulo. En lo que sigue, estudiamos estadísticamente la caída de grupos de galaxias en la muestra de cúmulos de galaxias simulados y caracterizamos su papel en el proceso de ensamblaje y la evolución dinámica de sus halos anfitriones.

## 2.3 Acreción de galaxias en grupos

Comenzamos mostrando la validez de la función de masa estelar de los cúmulos de galaxias simulados de Illustris con las restricciones observacionales de los cúmulos de Virgo y Fornax (con masas viriales estimadas en  $M_{200,\text{Virgo}} = 7.0 \pm 0.4 \times 10^{14} M_{\odot}$  y  $M_{200,\text{Fornax}} = 7 \pm 2 \times 10^{13} M_{\odot}$ , respectivamente (Drinkwater et al., 2001; Karachentsev et al., 2014)). Nuestra muestra de cúmulos contienen entre 92 y 232 galaxias con  $M_{\star} \geq 1.5 \times 10^8 M_{\odot}$ ; que se encuentran hoy día dentro del radio virial. La Fig. 2.3 muestra la función de masa estelar (acumulada) de las galaxias en cada cúmulo simulado (líneas de color sólidas). La dispersión entre las curvas corresponde principalmente al rango de masas viriales seleccionadas y a las diferentes historias de ensamblaje de los halos en la simulación. Las cifras y la distribución de masa estelar en estos cúmulos simulados muestran un buen acuerdo con las mediciones observacionales en los cúmulos de Virgo (símbolos de triángulo negro, Rines & Geller, 2008) y Fornax (símbolos de cuadrado negro, Sarzi et al., 2018). Las simulaciones también están en concordancia con las estimaciones de la función de masa de grupos y cúmulos de Yang et al. (2009), basado en datos observacionales del SDSS (ver región azul clara de la Fig. 2.3).

Medimos la fracción de las galaxias simuladas que cayeron en sus cúmulos como satélites de un grupo de galaxias. Estos se muestran en el panel inferior de la Fig. 2.3, donde los colores corresponden a los mismos cúmulos individuales que el panel principal y la línea sólida negra más gruesa indica la mediana de todos los cúmulos combinados. Encontramos que una fracción significativa de galaxias entra en el cúmulo como parte de grupos con una apreciable dispersión entre cúmulos. Combinando todos nuestros sistemas, encontramos que  $38 \pm 15\%$  de las galaxias entran en los cúmulos de galaxias como satélites, independientemente de la masa estelar de la galaxia hasta  $M_{\star} \sim 10^{11} M_{\odot}$ , después de lo cual la fracción de satélites cae rápidamente. Las galaxias enanas con  $M_{\star} \sim 10^8 M_{\odot}$  tienen la misma probabilidad de ser satélites en el momento de la caída que las galaxias más masivas en el rango de  $\sim L_{\star}$ .

Los valores citados anteriormente dependen de la definición de lo que se considera un “grupo” en el momento de la caída. Como se menciona en la Sec. 2.2.1, definimos como satélites todos los objetos que forman parte de un grupo FoF. Sin embargo, en la literatura se han utilizado otras definiciones, por ejemplo exigiendo que los satélites estén dentro del radio virial de un grupo determinado (Berrier et al., 2009; Choque-Challapa et al., 2019). A modo de comparación, encontramos que cuando se utiliza dicho criterio, nuestras fracciones de satélites son aproximadamente un factor dos más pequeñas ( $22 \pm 12\%$ ) que con la definición por de-

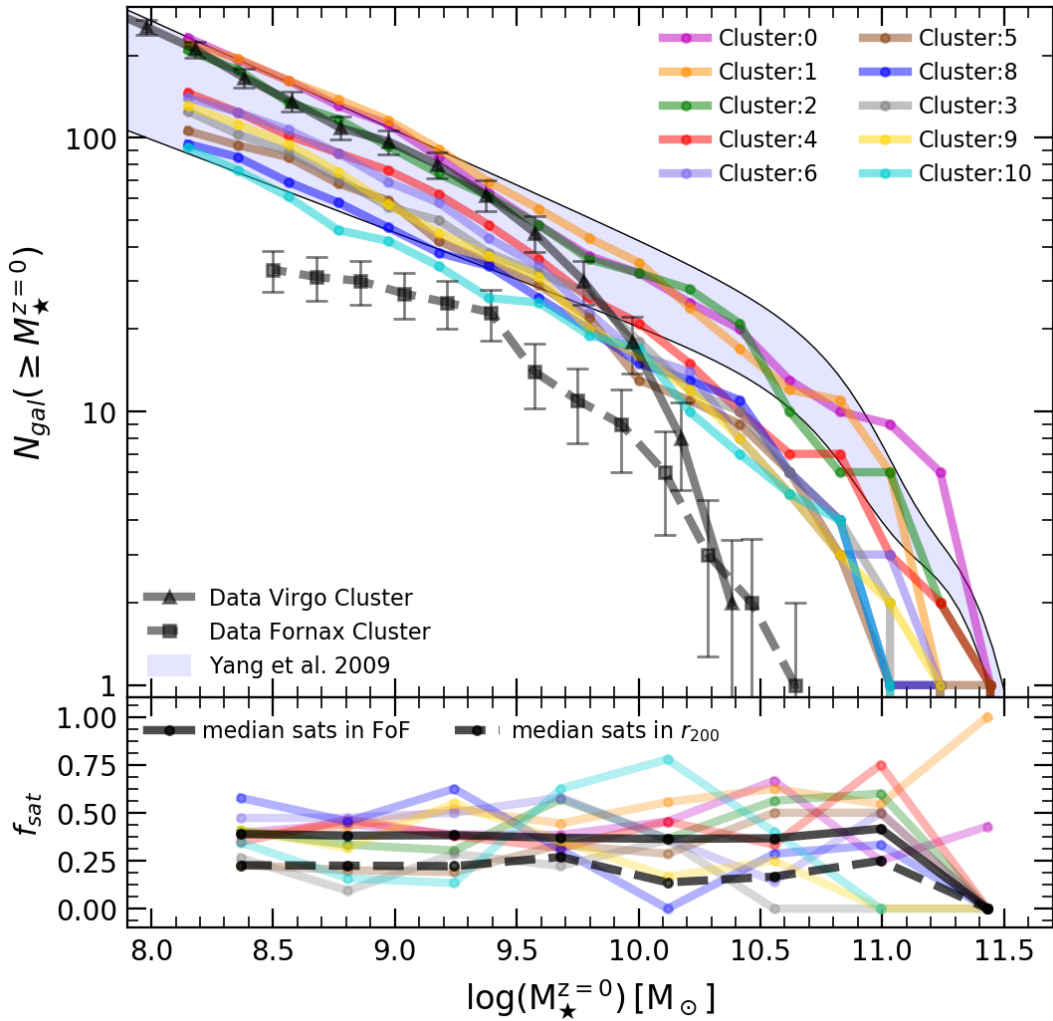


Figura 2.3: Función de masa estelar acumulada de galaxias a  $z = 0$  para la muestra de los 10 cúmulos simulados (líneas de color). El número predicho de satélites a  $z = 0$  en Illustris está en buen acuerdo con los datos observacionales en rangos de masa similares: el cúmulo de Virgo (dentro de  $\sim 1 Mpc$  de M87 en línea gris sólida, Rines & Geller, 2008), Fornax (dentro de  $\sim 0.7 Mpc$  en línea gris discontinua, Sarzi et al., 2018) y en azul sombreado el modelo de Yang et al. (2009) basado en los grupos y cúmulos del SDSS, en el rango  $\log(M_h/M_{\odot}) \in (13.8, 14.4)$ . El panel inferior cuantifica la fracción de estas galaxias en cada bin de  $M_{\star}$  que entraron a los cúmulos como satélites de grupos con  $N_{gal} \geq 2$  miembros. Encontramos que una mediana de 38% entraron como satélites con independencia de la masa estelar (curva negra sólida), aunque las variaciones de un cúmulo a otro son grandes (líneas coloreadas). La línea negra discontinua muestra la mediana en el caso de una definición más estricta de la caída de satélites que estén dentro del radio virial de sus grupos antes de la caída.

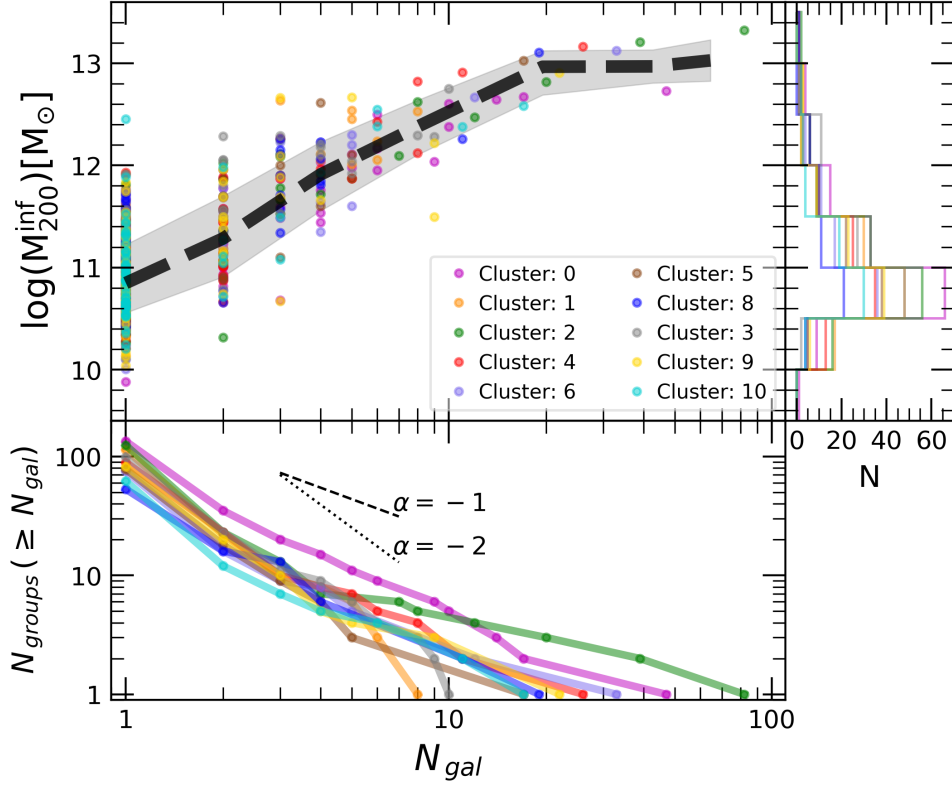


Figura 2.4: Multiplicidad de los grupos de galaxias que caen a cúmulos de galaxias en función de su masa virial. La multiplicidad se define como el número de galaxias,  $N_{gal}$ , por encima de la masa de corte  $M_{\star} \geq 1.5 \times 10^8 M_{\odot}$  que entran como parte del mismo grupo. Los grupos de baja masa suelen tener una sola galaxia, pero los grupos con masas  $M_{200}^{inf} \geq 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  pueden aportar entre  $\sim 10$  a 80 galaxias. La línea a trazos corresponde a la mediana y la región sombreada encierra los percentiles 16 y 84. El panel inferior muestra la función de multiplicidad acumulada (cuántos grupos con  $N_{gal}$  mayores que  $x$ ) para cada uno de los cúmulos. El histograma de la derecha muestra cuántos objetos de una determinada masa virial al momento de la caída ( $M_{200}^{inf}$ ) se encuentran por cúmulo.

fecto de todo el FoF, véase la línea discontinua en el panel inferior de la Fig. 2.3. Esto está en excelente acuerdo con los resultados reportados por Berrier et al. (2009) para sus galaxias de luminosidad  $L \sim L_{\star}$ .

Una descripción de los grupos acretados por masa virial de halo y multiplicidad de galaxias se muestra en la Fig. 2.4. Utilizamos la masa virial en el momento de la caída ( $M_{200}^{inf}$ ) para cuantificar las masas de los grupos FoF que muestran (como era de esperar) una clara correlación con el número de miembros del grupo. En general, las galaxias “solitarias” y los pares son los eventos de acreción más comunes (Choque-Challapa et al., 2019) para galaxias con  $M_{\star} \geq 1.5 \times 10^8 M_{\odot}$ , pero también es común una multiplicidad mayor ya que unos  $\sim 10$  grupos con  $N_{gal} \geq 3$  galaxias se predicen durante el ensamblaje de los cúmulos se masa similar al cúmulo de Virgo. (Los números citados corresponden al requisito de que al menos un miembro del grupo sobreviva a  $z = 0$ ).

Las variaciones de un sistema a otro son mayores en los grupos más numerosos, donde es-

peramos unos pocos eventos (aunque probables) que aporten  $\sim 10$  galaxias, con algunos casos extremos que aportan hasta 80 miembros (curva verde, del cúmulo 2). Esta dispersión refleja las diferencias esperadas en la historia particular de ensamblaje de cada uno de los cúmulos. La mediana de la masa virial para las acreciones de  $N_{\text{gal}} = 2$  es de  $1.9 \times 10^{11} M_{\odot}$ , lo que sugiere que las asociaciones de enanas acretadas en cúmulos pueden ser bastante comunes. Sin embargo, nótese la significativa dispersión vertical en  $N_{\text{gal}} = 2$ , lo que indica que también los grupos de masa similar a la Vía Láctea podrían traer una sola galaxia satélite como resultado de las grandes variaciones de halo a halo.

## 2.4 Evolución de los grupos de galaxias a lo largo de la caída

A pesar de la prevalencia de la acreción de galaxias en grupos mostrada en la sección 2.3, la evidencia de subestructura dentro de los cúmulos a  $z = 0$  no es abundante, al menos en el espacio de fase. La Fig. 2.5 muestra la velocidad como función de la distancia al centro del cúmulo, para todas las galaxias de los cúmulos simulados a  $z = 0$ . En este gráfico la distancia proyectada es medida sobre el plano XY mientras que la velocidad es medida a largo de una línea visual (LOS, por sus siglas en inglés) para facilitar la comparación con las observaciones. Los puntos grises indican las galaxias que han caído como objetos individuales, mientras que los colores indican las galaxias que fueron acretadas como parte de grupos (con  $N_{\text{gal}} \geq 2$  miembros). La línea punteada muestra la velocidad de escape asumiendo un perfil NFW (Navarro et al., 1997) y una concentración  $c = 5.24$  siguiendo a Duffy et al. (2008a) para un halo de  $M_{200} = 1.6 \times 10^{14} M_{\odot}$ . Los histogramas mostrados en el panel de la derecha sugieren que la distribución global de estas dos poblaciones (galaxias que caen en grupos en rojo, frente la muestra completa en gris) no es lo suficientemente diferente a  $z = 0$  como para distinguir la caída de subestructuras en este diagrama. Hemos comprobado que esto también es cierto si la muestra es separada cúmulo por cúmulo como se muestra en la Fig. 2.6.

Desde el punto de vista observacional, las asimetrías en las coordenadas proyectadas del espacio de fase se han atribuido a la presencia de subestructuras. Por ejemplo, en el cúmulo de Virgo donde las galaxias enanas con magnitud absoluta en la banda  $r$  entre  $-17 \geq M_r \geq -18$  muestran indicios de un estado no relajado, se ha propuesto como la prueba de la caída de una subestructura (Lisker et al., 2018). Esta señal no está presente con la misma intensidad en nuestros datos obtenidos de las simulaciones a pesar del importante papel de la caída de grupos en nuestros sistemas. Aquí hemos comprobado explícitamente que las distribuciones de velocidad siguen siendo similares incluso cuando se toman sólo galaxias de baja masa ( $M_{\star} \leq 10^9 M_{\odot}$  suponiendo  $M_r = -17$  y una relación masa-luminosidad  $\sim 1$ ), como se hizo en el cúmulo de Virgo. Una forma de conciliar nuestras expectativas teóricas con la detección de subestructura en las observaciones es suponer que la agrupación, ya sea en posiciones o en velocidades, de los grupos de galaxias en caída se disipa con bastante rapidez. No obstante una revisión más detallada, siguiendo el método original de Dressler & Shectman (1988) y extendido en Benavides et al. (2023a) fue utilizado para la identificación y caracterización de potenciales subestructuras dentro de cúmulos de galaxias y será discutido en el siguiente capítulo.

Cualitativamente, se puede ver un indicio de este comportamiento en las posiciones de las galaxias de nuestro grupo de ejemplo que cae (mostrado en la Fig. 2.2) donde la coherencia en la estructura orbital del grupo se pierde después del primer pasaje pericéntrico a  $t \sim 7$  Gyr.

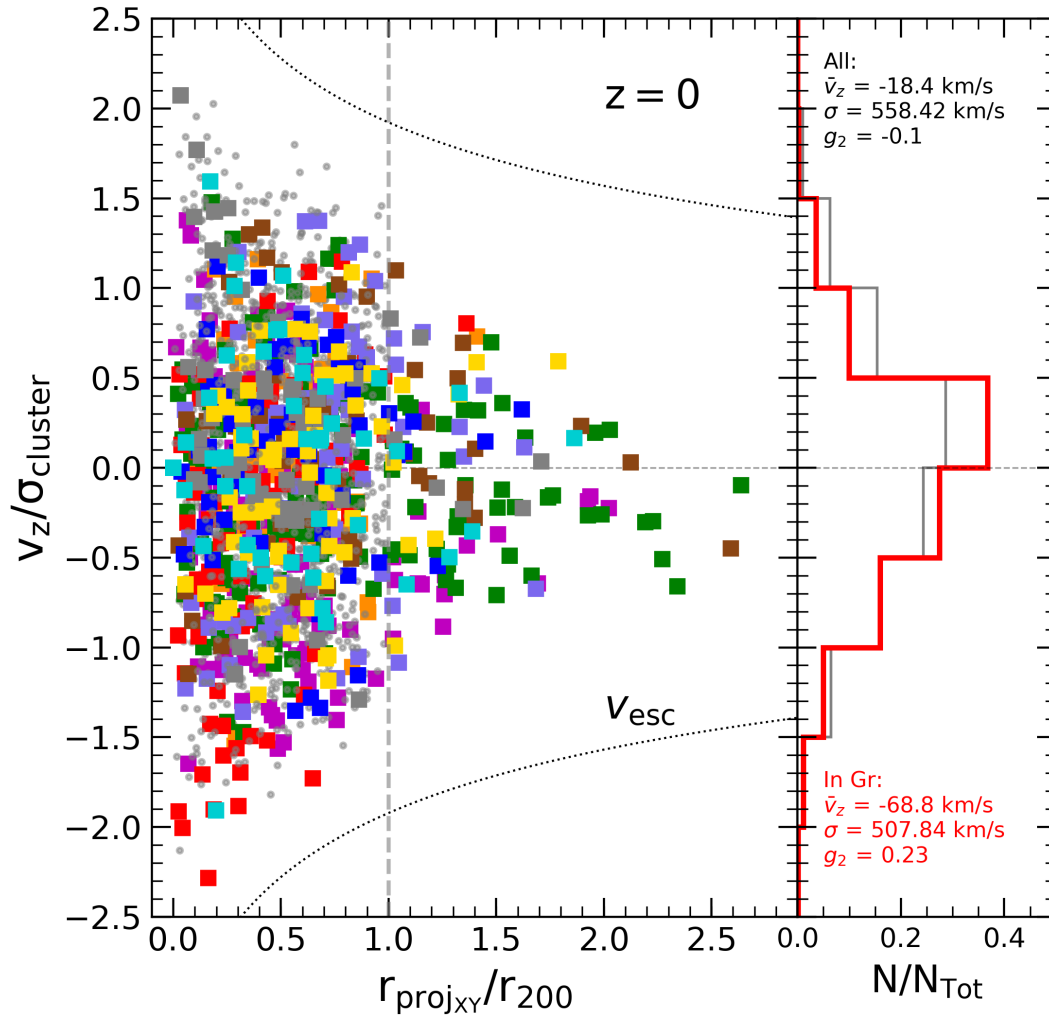


Figura 2.5: Distancia proyectada vs velocidad en la línea de visual, para galaxias en cúmulos a  $z = 0$ . Los puntos grises hacen referencia a todas las galaxias mientras que se resaltan con colores las galaxias que cayeron como parte de grupos con  $N_{\text{gal}} \geq 2$  (el código de colores por cúmulo es el mismo que en las figuras anteriores). Todas las galaxias están confinadas dentro de la velocidad de escape de los cúmulos (curvas punteadas). Los histogramas verticales de la derecha muestran que las galaxias que cayeron en grupos tienen una distribución de velocidad similar a la de las galaxias que cayeron individualmente cuando se toman en conjunto. Los valores citados corresponden a la media, la dispersión y la asimetría de cada distribución. Las señales de caídas en grupo, si están presentes, se disuelven rápidamente dentro de los cúmulos.

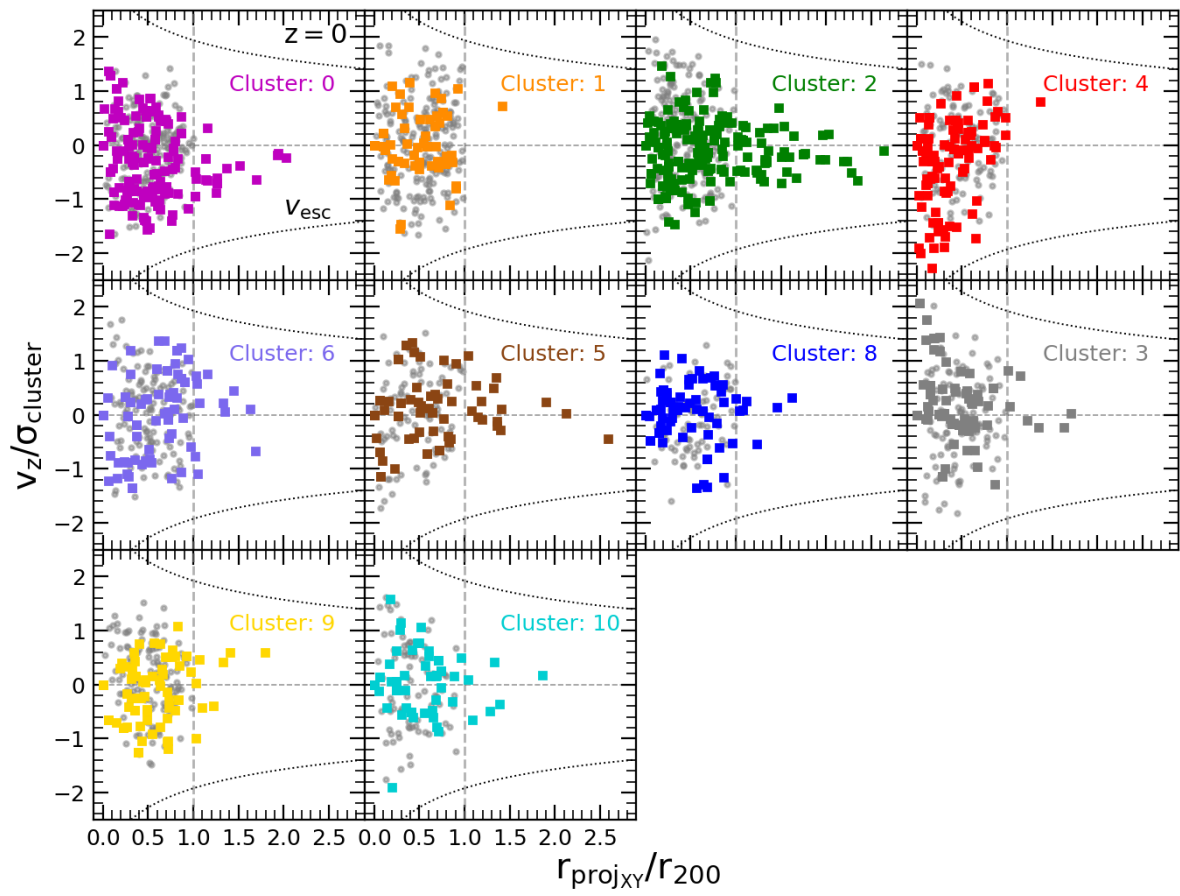


Figura 2.6: Espacio de fase, equivalente a la Fig. 2.5, para cada uno de los cúmulos de galaxias por separado.

Como consecuencia de esto la distancia entre los miembros del grupo de galaxias aumenta significativamente, perdiendo la huella de agrupación esperada para las subestructuras. Este efecto de dispersión del grupo incluye también a las galaxias que salen fuera del radio virial del cúmulo a  $z = 0$  mientras que el resto del grupo se distribuye dentro de  $r_{200}$ . Naturalmente, también se espera un debilitamiento de la correlación de velocidades entre los miembros del grupo, que poco a poco se ve afectado por las fuerzas de marea y fricción dinámica ejercida por el entorno del cúmulo sobre la estructura del grupo.

La deformación (o disrupción) de cada grupo debido a las fuerzas de marea ejercida por los cúmulos puede medirse siguiendo la evolución del tamaño característico para cada agrupación de galaxias después de la caída. Definimos  $\sigma_r$  como la dispersión r.m.s. de las distancias de todas las galaxias de cada grupo:

$$\sigma_r = \sqrt{\sigma_x^2 + \sigma_y^2 + \sigma_z^2} , \quad (2.2)$$

con  $\sigma_x = \sqrt{\langle x_i^2 \rangle - \langle x_i \rangle^2}$  e igual para  $\sigma_y$  y  $\sigma_z$ . Más concretamente, para cuantificar las escalas de tiempo implicadas en la disrupción de los grupos, medimos el tiempo  $\tau_d$  que tarda un determinado grupo en duplicar su tamaño  $\sigma_r$  respecto del valor que tenía en el momento de la caída. Hemos comprobado explícitamente que el uso de otras métricas para cuantificar la evolución del tamaño da resultados cuantitativamente similares a los que se obtienen con  $\sigma_r$ , como se muestra en la Fig. 2.8. Allí se muestra la evolución del tamaño a lo largo del tiempo para el grupo de ejemplo de la Fig. 2.2, donde el tamaño característico es definido de varias maneras: (i)  $\sigma_r$  (magenta), (ii) el promedio de las distancias entre los miembros del grupo (rojo), (iii) el radio que encierra la mitad de los miembros del grupo  $r_{50}$  (verde) y (iv) el promedio de las distancias al centro de masa del grupo (azul). Todos los valores se muestran normalizados a su valor al tiempo de caída. Además, todas las definiciones están muy próximas entre sí y el comportamiento es común a todos nuestros grupos analizados. Por tal razón, utilizamos el tiempo  $\tau_d$  medido como el momento en que  $\sigma_r$  ha duplicado su valor inicial, resaltado por la línea vertical en la Fig. 2.8, para caracterizar la escala de tiempo de perturbación espacial. Cabe notar que cualquiera de estos métodos habría dado como resultado una medida de tiempo muy similar. Por tanto, adoptamos esta definición de  $\tau_d$  en el resto de nuestro análisis.

En la Fig. 2.7 mostramos la escala de tiempo de disrupción  $\tau_d$  en función de la masa virial de cada grupo al tiempo de caída. Merece la pena destacar dos cosas. En primer lugar el cambio en el tamaño se produce en escalas de tiempo cortas,  $\tau_d \sim 1-3$  Gyr, aunque con una importante dispersión. Esto significa que si se identifica una subestructura observacionalmente dentro un cúmulo de galaxias, es probable que esté asociada a un evento de acreción relativamente reciente como sugiere Choque-Challapa et al. (2019). Sin embargo, esta dispersión temporal también permite casos menos comunes en los que la agrupación puede mantener una estructura coherente por períodos de tiempo más largos ( $\sim 4-5$  Gyr). En segundo lugar, encontramos una débil tendencia con la masa ya que los grupos menos masivos duplican su tamaño en aproximadamente  $\sim 1$  Gyr después de la caída, mientras que los grupos más masivos tardan en promedio  $\tau_d \sim 3$  Gyr. Estos resultados pueden interpretarse considerando que los grupos de baja masa son menos resistentes a las fuerzas de marea del cúmulo, mientras que la autogravedad de los grupos más masivos les permite permanecer unidos durante más tiempo después de la caída. En general, la tendencia se ajusta bien a una relación:

$$\tau_d = \alpha \log(M_{200}^{\text{inf}}/M_{\odot}) + \beta , \quad (2.3)$$

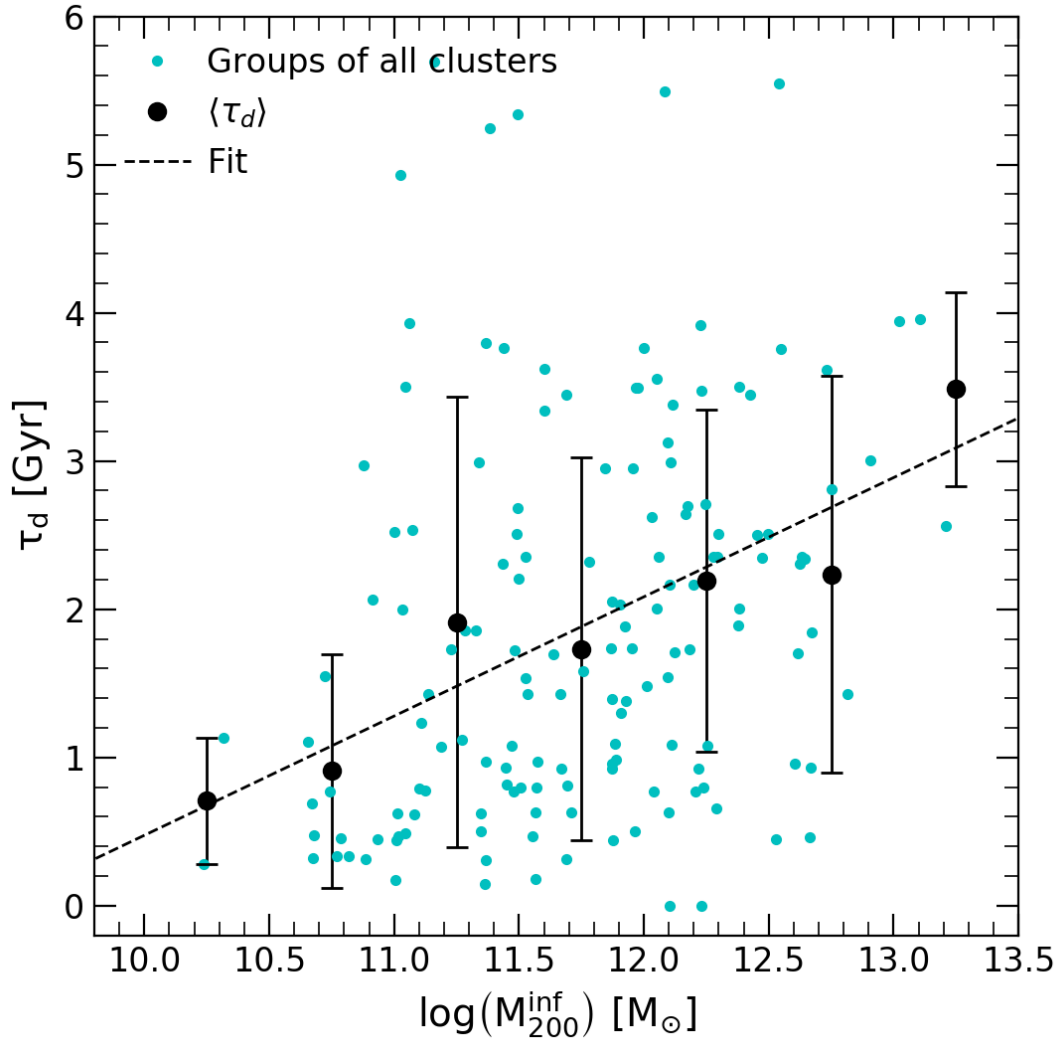


Figura 2.7: Tiempo  $\tau_d$  que se necesita para que cada grupo duplique su tamaño inicial ( $\sigma_r$ ) en función de la masa del grupo medida al momento de la caída ( $M_{200}^{\text{inf}}$ ). Los grupos individuales identificados en los 10 cúmulos simulados se muestran en círculos de color cian, con la mediana de  $\tau_d$  en intervalos de  $M_{200}^{\text{inf}}$  mostrados en símbolos negros y barras para la desviación estándar. Hay una dependencia muy débil con la masa de la forma  $\tau_d = \alpha \log(M_{200}^{\text{inf}}/M_{\odot}) + \beta$ , con  $\alpha = 0.8 \pm 0.1$  y  $\beta = -7.6 \pm 1.5$  (línea discontinua), pero la tendencia queda muy superada por la gran dispersión en cada grupo. La gran dispersión se atribuye a las diferentes órbitas, tiempos de caída y número de miembros de cada grupo.



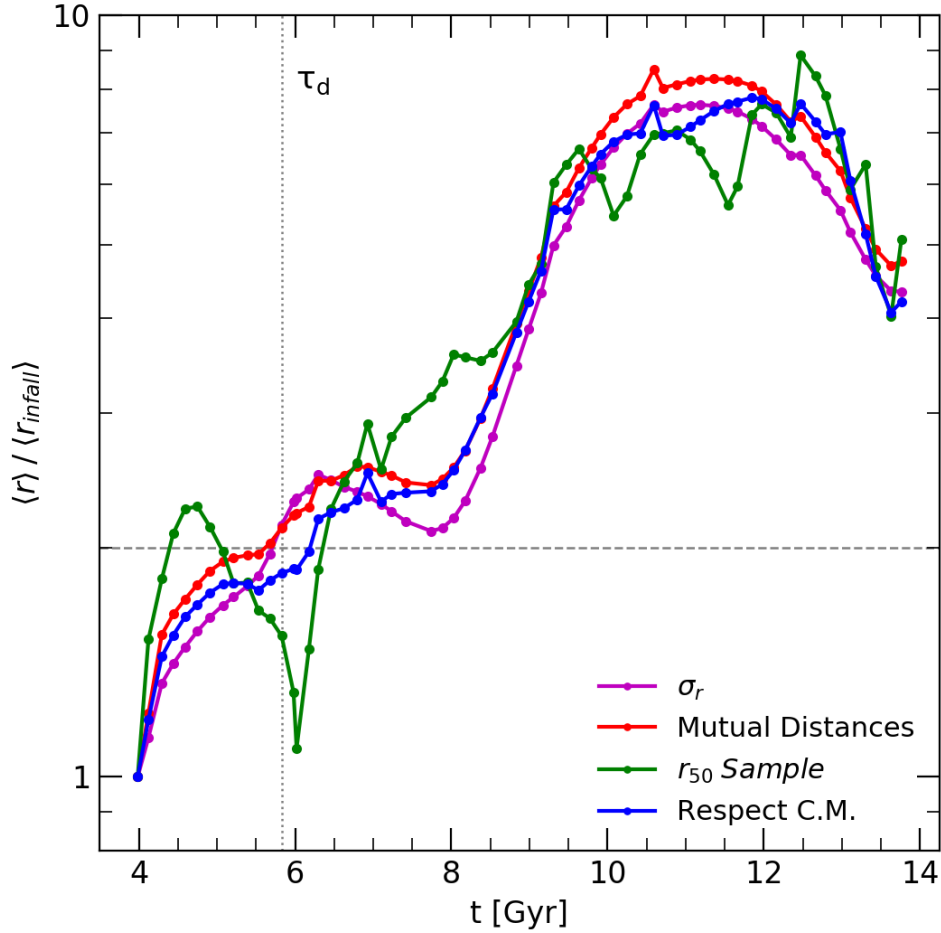


Figura 2.8: Evolución del tamaño a lo largo del tiempo de uno de nuestros grupos que cae mientras orbita dentro de su halo anfitrión. Este grupo es el mismo que se muestra en la Fig. 2.2, las líneas comienzan en el tiempo de caída ( $t_{\text{infall}}$ ). Las diferentes curvas corresponden a diferentes definiciones de tamaño, siendo la magenta nuestra definición adoptada en el documento para la Fig. 2.7 (la distancia r.m.s. entre las galaxias del grupo). Las curvas se han normalizado individualmente a su valor del tamaño del grupo al momento de la caída. Todos los métodos dan un comportamiento similar, siendo  $r_{50}$  (el radio que contiene la mitad de los miembros del grupo en diferentes momentos, mostrado en verde) ligeramente más ruidoso que el resto. Nótese que la escala temporal de la disrupción  $\tau_d$ , definida aquí como el tiempo en el que el tamaño del grupo,  $\sigma_r$ , se ha duplicado (línea vertical punteada) con respecto al valor al tiempo de caída, sería muy similar para todos los métodos indicados.

con  $\alpha = 0.8 \pm 0.1$  y  $\beta = -7.6 \pm 1.5$ , donde las incertidumbres corresponden a errores de regresión estándar. Sin embargo, hay una gran dispersión en esta relación que podría reflejar efectos asociados a los diferentes tiempos de caída y/o tipos órbitas de grupos con  $M_{200}^{\text{inf}}$  similares.

Además de la distribución espacial del grupo, las velocidades internas de las galaxias miembro también se ven modificadas por la evolución dinámica dentro del cúmulo. Siguiendo la definición de  $\sigma_r$ , definimos  $\sigma_v$  como la dispersión de velocidades entre las galaxias del mismo grupo. La Fig. 2.9 muestra la relación entre  $\sigma_r$  y  $\sigma_v$  para los grupos al tiempo de caída (triángulos azules) en comparación con los mismos grupos<sup>2</sup> a  $z = 0$  (círculos rojos). Hay una clara evolución tanto en el tamaño como en la dispersión de velocidades de las estructuras después de la caída. El tamaño medio de los grupos aumenta de  $\log(\sigma_r) \sim 1.99$  en la caída a  $\sim 2.63$  en  $z = 0$ , lo que corresponde a un factor  $\sim \times 4.4$  de aumento medio de tamaño de los grupos. La dispersión de velocidades entre las galaxias miembro también aumenta en un factor  $\sim \times 2.5$  en el mismo período de tiempo (con medianas  $\log(\sigma_v) \sim 2.27$  en la caída en comparación con  $\sim 2.67$  en la actualidad). Los grupos de galaxias crecen espacialmente y aumentan su dispersión de velocidad con el tiempo.

¿Cómo de grandes y “calientes” se vuelven estos grupos a  $z = 0$ ? Intuitivamente se podría esperar que el tamaño del cúmulo y su dispersión de velocidades fueran límites naturales para estas cantidades en los grupos que caen. En la Fig. 2.9 (cuadrado verde) mostramos el promedio del tamaño medio (radio virial) y la dispersión de velocidades media de los cúmulos analizados. Además, para una mejor referencia, también se muestra la mediana del  $\sigma_r$  y del  $\sigma_v$  que se mediría tomando grupos formados por muestras aleatorias de  $N$  galaxias en los cúmulos (con  $N=2, 3, 5$  y  $20$ ), que no necesariamente cayeran como parte de un mismo grupo (los círculos negros rellenos son la mediana de 100 realizaciones aleatorias). Por construcción, estos círculos rellenos representan el  $\sigma_r$  y  $\sigma_v$  esperados en estos cúmulos simulados y demuestran que se espera que los miembros de  $\gtrsim 5$  trazaran los tamaños medios y las dispersiones de velocidad típica del cúmulo si dicha estructura se relaja adecuadamente.

Por el contrario, encontramos que las galaxias que cayeron como parte de grupos presentan en la actualidad (símbolos rojos) dispersiones de velocidades típicamente por debajo del valor medido para estas muestras aleatorias (símbolos negros) y por debajo de la dispersión de velocidad del cúmulo (línea horizontal verde), lo que sugiere que aunque la evolución dinámica en el cúmulo tiende a borrar la identidad dinámica de las subestructuras, los grupos que han caído siguen siendo cinemáticamente más fríos que el cúmulo. No ocurre lo mismo con la distribución espacial de los grupos, ya que estas que pueden incluso superar el radio virial del cúmulo (símbolos rojos a la derecha de la línea vertical verde). Este es el caso de algunos grupos para los cuales sus miembros fueron expulsados fuera del radio viria de cúmulo, tal como en el caso del grupo que se muestra en la Fig. 2.2. Sin embargo, la mediana de  $\sigma_r$  para el tamaño de los grupos de galaxias sigue estando más agrupada que las muestras aleatorias (véase la línea vertical roja), pero el efecto es menos sistemático que en el caso de la dispersión de velocidades.

---

<sup>2</sup>Considerando sólo las galaxias sobrevivientes a  $z = 0$

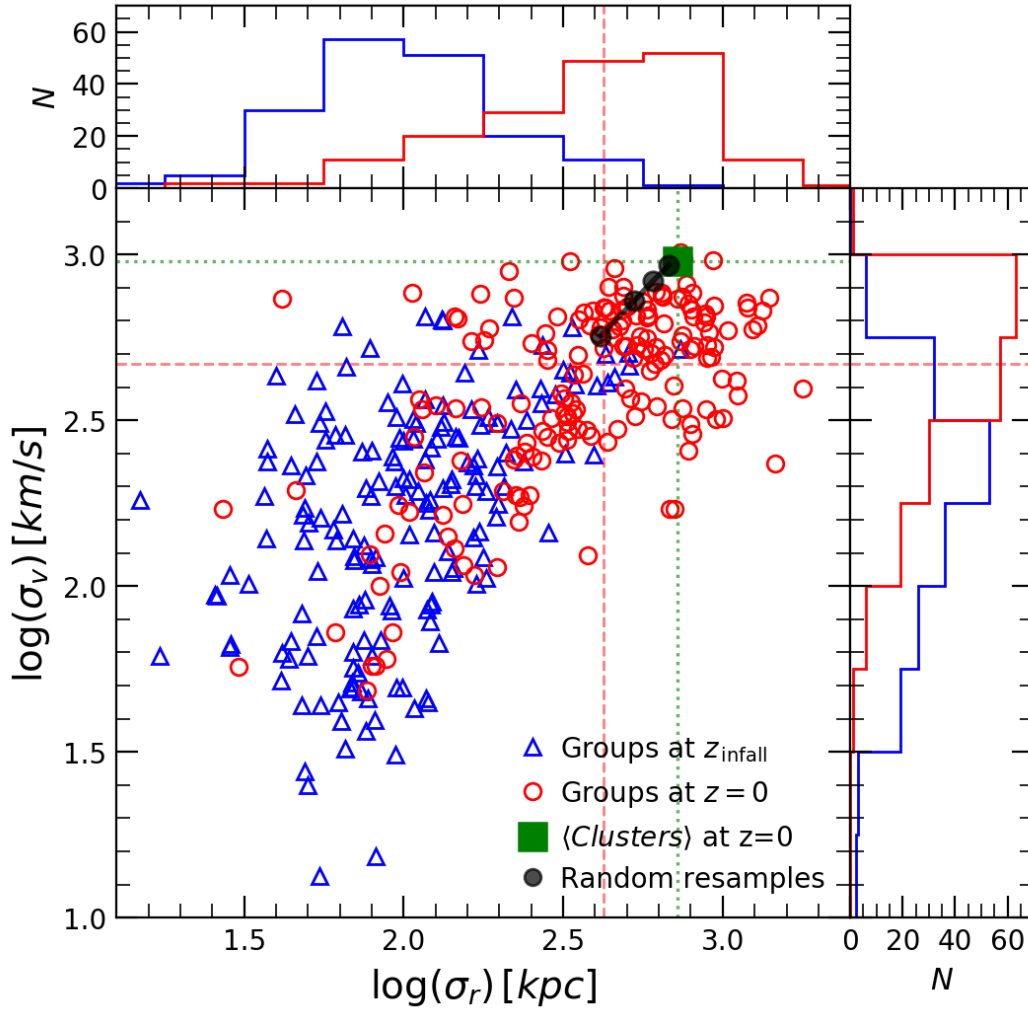


Figura 2.9: Evolución temporal de los grupos en términos de su tamaño característico,  $\sigma_r$ , frente a su dispersión de velocidad típica,  $\sigma_v$ . Los valores al tiempo de caída de cada grupo se muestran en azul, mientras que valores a  $z = 0$  se muestran en rojo. Los grupos después de la caída tienden a termalizar con el estado global del cúmulo, aumentando sistemáticamente sus tamaños y velocidades (véanse los histogramas azul y rojo a lo largo de cada eje). Sin embargo, a pesar del calentamiento dinámico, los grupos tienden a permanecer más fríos y compactos que el propio cúmulo anfitrión (compárese la mediana de los grupos en las líneas rojas discontinuas con los valores viriales del cúmulo indicados por las líneas verdes finas punteadas y el cuadrado verde relleno). Los círculos negros rellenos conectados por una línea continua muestran la media de  $\sigma_r$  y  $\sigma_v$  para 100 realizaciones de galaxias (con  $N = 2, 3, 5$  y 20 miembros) seleccionadas al azar en los cúmulos simulados, los cuales *no* necesariamente tendrían que haber caído como parte de grupos. La distribución de los símbolos rojos (caída de grupos) está claramente desplazada hacia  $\sigma_r$  y  $\sigma_v$  más bajos que estas muestras aleatorias, lo que confirma que la caída de grupos proporciona un entorno cinemático especial para sus galaxias miembro en comparación con el resto de la población del cúmulo.

## 2.5 Eventos de fusiones de galaxias al interior de los cúmulos

Las bajas dispersiones de velocidades entre las galaxias asociadas a grupos que caen (tal como se muestran en la Fig. 2.9) pueden desempeñar un rol fundamental a la hora de facilitar las condiciones para que se produzcan fusiones dentro (o en las afueras) de los cúmulos de galaxias. Esto es importante debido a que ayudaría a explicar la evidencia observacional de fusiones jóvenes en cúmulos de galaxias cercanos como Virgo (por ejemplo, Zhang et al., 2020). Siguiendo el proceso de ensamblaje de estos 10 cúmulos de galaxias identificamos posibles eventos de fusiones entre galaxias y de allí algunas características como sus razones de masa estelar, tiempos y ubicación donde ocurre la fusión.

Encontramos que un gran número de galaxias se fusionan con la galaxia central del cúmulo, generalmente suele referirse a esta como la galaxia más brillante del cúmulo o BCG por sus siglas en inglés (*brightest cluster galaxy*). Estas fusiones contribuyen al crecimiento de la masa estelar de la BCG así como a la componente luminosa del medio intracúmulo (*intra-cluster light*, ICL) y no son el objetivo principal de esta tesis (véase por ejemplo Rodríguez-Gomez et al., 2015, para una cuantificación de la componente estelar acreetada por las BCG). En cambio, identificamos las fusiones que ocurren cerca o dentro de los cúmulos y que involucran sólo a las galaxias centrales y satélites de los grupos que caen. Encontramos una media de  $\sim 17 \pm 9$  fusiones por cúmulo para galaxias con masa estelar por encima de nuestro límite de resolución.

Esto confirma que, efectivamente, pueden producirse fusiones al interior de cúmulos de galaxias a pesar de la alta velocidad de las galaxias en dicho entorno. Y un hecho importante es que todas las fusiones que identificamos ocurren entre galaxias que cayeron en los cúmulos como parte de grupos. En otras palabras, las fusiones en los cúmulos no se producen entre galaxias que caen solas, de acuerdo con las expectativas basadas en la alta dispersión de velocidad típica de los cúmulos (Ostriker, 1980), sino que se ven favorecidas por la baja dispersión de velocidad que ofrece el entorno de los grupos que son acreetados.

Las razón de masa estelar para la fusión de dos galaxias se define como:

$$\mu_{\star} = M_{\star_2} / M_{\star_1} \quad , \quad (2.4)$$

donde  $M_{\star_1}$  y  $M_{\star_2}$  son las masas estelares de la galaxia más masiva (primaria) y menos masiva (secundaria) respectivamente. La Fig. 2.10 muestra todas las fusiones detectadas. Seguimos la convención introducida en Rodríguez-Gomez et al. (2015) y registramos ambas masas en el momento en que la galaxia secundaria tiene su masa estelar máxima, evitando así la disminución artificial de la razón de masas debido a la eliminación (o traspaso) de material durante la interacción y antes de la fusión.

Dividimos los eventos de fusión de la Fig. 2.10 en dos categorías: las que se producen entre una galaxia satélite y la central del grupo (Sat-Cen, cuadrados magenta), y las que involucran a dos galaxias satélites dentro de un grupo (Sat-Sat, triángulos verdes). Las distribuciones no difieren sustancialmente salvo que las fusiones con las centrales de los grupos son más probables (82%). Dividimos las fusiones de galaxias según la razón de masa estelar en *fusiones mayores* si  $\mu_{\star} \gtrsim 0.25$  y *fusiones menores* por debajo de este valor. Como es esperar por las limitaciones numéricas, sólo podemos seguir las fusiones mayores en nuestro régimen de galaxias enanas ( $M_{\star} \leq 10^9 M_{\odot}$ ) mientras que para  $M_{\star} \geq 10^{10.5} M_{\odot}$ , resolvemos bien los eventos de fusiones menores. Ambos tipos de fusión (Sat-Sat y Sat-Cen) muestran distribuciones similares para las

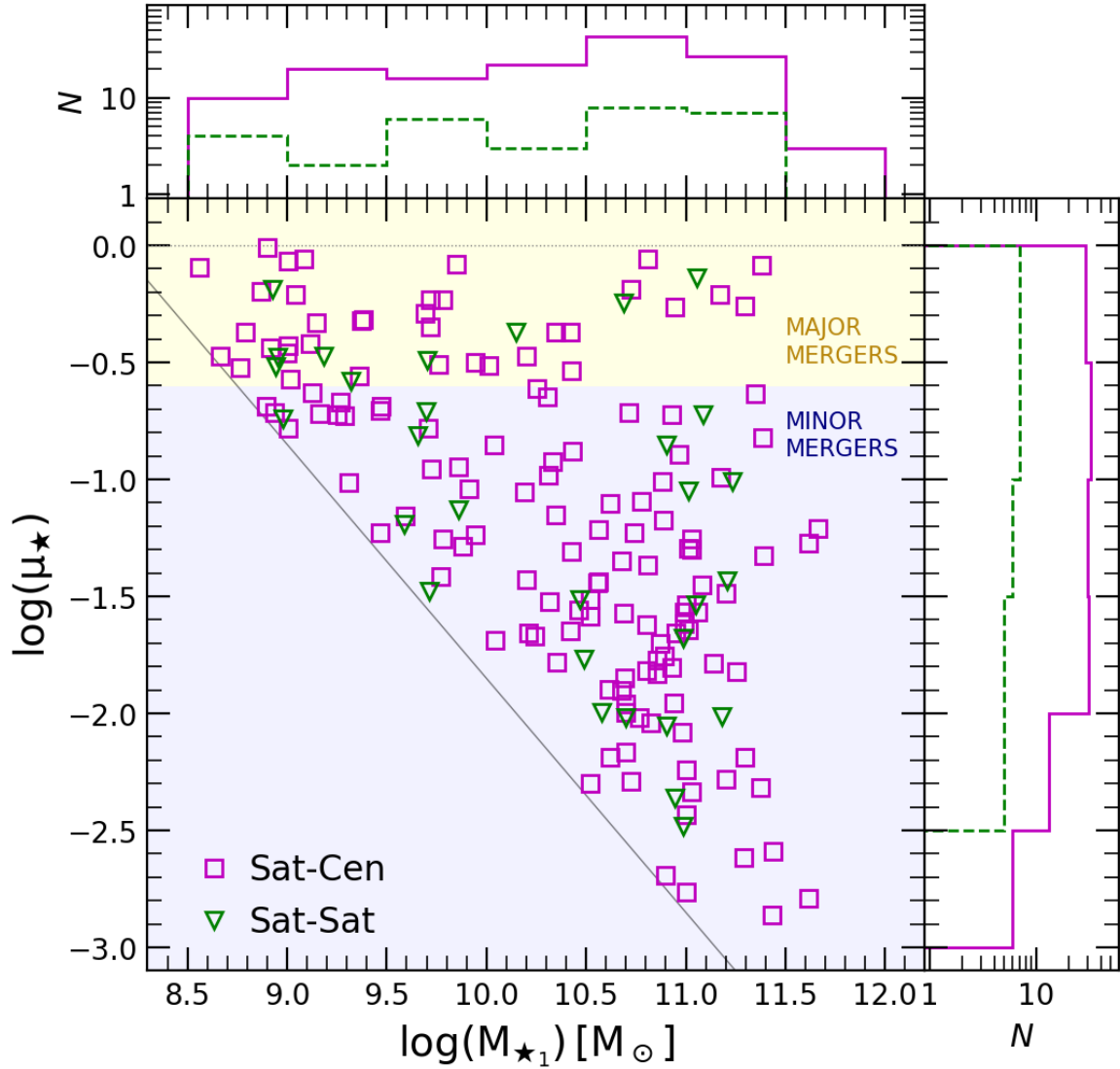


Figura 2.10: Razones de masa estelar  $\mu_*$  de las 171 fusiones entre galaxias identificadas dentro y alrededor de los cúmulos, en función de la masa estelar de la galaxia más masiva del par antes de la fusión ( $M_{\star 1}$ ). Todas las fusiones encontradas se dan para galaxias que son miembros de grupos que cayeron juntas en el cúmulo, ya sea entre una galaxia satélite y la central del grupo (Sat-Cen, cuadrados magenta) o entre dos satélites del grupo (Sat-Sat, triángulos verdes). Adoptamos la razón de masa estelar  $\mu_* = 0.25$  para distinguir entre fusiones mayores (región amarilla) y menores (región púrpura) siguiendo el trabajo de Rodríguez-Gomez et al. (2015). Una fracción significativa (26.3%) de las fusiones que se producen en los cúmulos corresponden a fusiones mayores según esta definición.

fusiones mayores y menores (véase el histograma vertical a la derecha de la Fig. 2.10).

Las fusiones pueden ocurrir en cualquier lugar desde el momento de la caída hasta  $z = 0$  y, por lo tanto, pueden ocurrir también en la región inmediatamente circundante de los cúmulos ( $1 \leq r/r_{200} \leq 2$  a  $3$ ). Mostramos la distribución en el tiempo y la ubicación de estas fusiones en la Fig. 2.11, donde los símbolos corresponden a cada una de las fusiones Sat-Sat y Sat-Cen identificadas y los colores indican la razón de masa estelar ( $\mu_*$ ) usando el código de colores que se muestra en la barra vertical. Aunque la mayoría de estas fusiones ocurren dentro del entorno del grupo antes de cruzar el radio virial de cúmulo, todavía una fracción significativa de fusiones ( $\sim 40\%$ ) ocurren dentro de  $r_{200}$  (lo que corresponde a un número medio por cúmulo de  $7 \pm 3$  a lo largo de su evolución). Además, algunas de ellas se producen incluso en las regiones internas del cúmulo anfitrión. El número de fusiones dentro de los cúmulos es alentador, dado el importante papel que se espera de las fusiones en la transformación morfológica de las galaxias en regiones de alta densidad.

El destino final de los restos de una fusión entre galaxias dependerá de la masa de las galaxias que intervienen y de su contenido de gas. En el régimen de las galaxias enanas, las fusiones son el principal mecanismo que se cree puede producir galaxias enanas compactas azules (BCD por sus siglas en inglés), y tanto los datos observacionales como las simulaciones numéricas muestran la viabilidad de este mecanismo de formación (por ejemplo, Bekki, 1998; Östlin et al., 2001). Estas fusiones suelen incluir dos galaxias enanas con masas similares que además deberían contener gas para alimentar la formación estelar central que da lugar al denso núcleo azul interior. Por otro lado, las fusiones entre galaxias enana-enana de masa similar sin gas explicarían mejor la presencia de cáscaras de bajo brillo superficial, como se ha encontrado en un par de galaxias enanas en la periferia del cúmulo de Virgo (Paudel et al., 2017; Zhang et al., 2020).

En el caso de las galaxias más masivas, las fusiones podrían contribuir de forma importante a la abundancia de la población de galaxias S0 (lenticulares) (Baugh et al., 1996; Somerville & Kolatt, 1999; Bekki, 2008; Hopkins et al., 2008; Arnold et al., 2011), con alguna discusión sobre la necesidad de contener algo de gas para ayudar a reconstruir el disco (Naab et al., 2006) mientras que otros autores encuentran remanentes de S0 adecuados que se forman incluso en fusiones pobres en gas (*dry mergers*) (Tapia et al., 2014; Eliche-Moral et al., 2018). Sin embargo, estas simulaciones numéricas se han centrado sobre todo en experimentos idealizados y concretos, mientras que el número final de galaxias similares a S0 que se espera en los cúmulos a partir de las fusiones dependerá de la ubicación y de las proporciones de gas de estas fusiones que se produzcan dentro de un contexto cosmológico.

Exploramos estos escenarios en la Fig. 2.12, donde mostramos la fracción de gas de las fusiones en nuestros cúmulos (que, como se ha explicado anteriormente, ocurren todas dentro de los grupos de galaxias) en función de la masa estelar de la primaria y codificadas en color por según la distancia al centro del cúmulo donde se produjo la fusión. La fracción de gas ( $f_{\text{gas}}$ ) se definen como:

$$f_{\text{gas}} = M_{\text{gas}}/M_* = (M_{\text{gas}_1} + M_{\text{gas}_2}) / (M_{*1} + M_{*2}) . \quad (2.5)$$

Encontramos que para las galaxias enanas con  $M_* \leq 10^9 M_\odot$  las fusiones son en su mayoría ricas en gas, apoyando este escenario como vía para la formación de BCD en grupos y cúmulos.

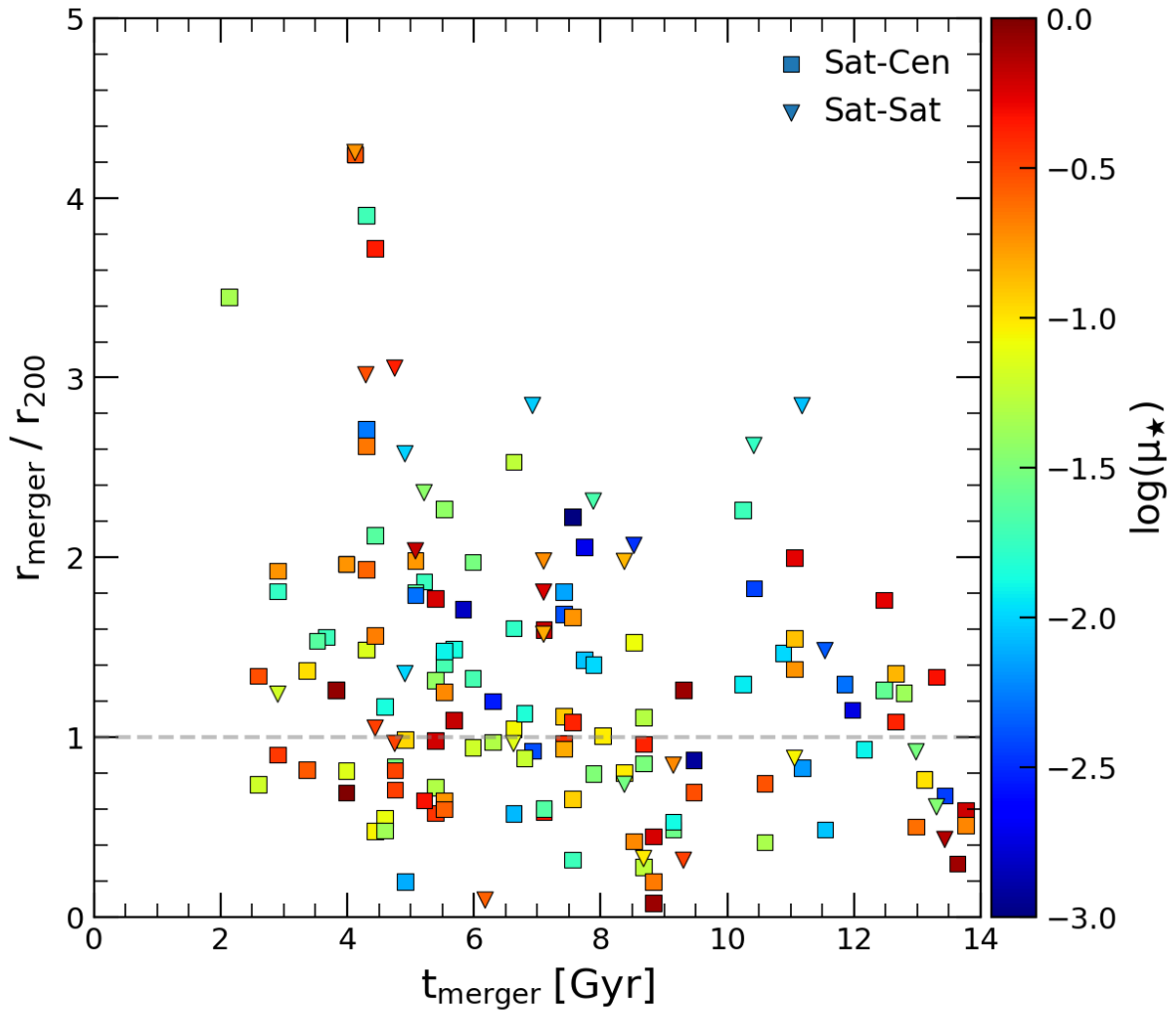


Figura 2.11: Distancia (desde el centro de los cúmulos) en función del tiempo donde se producen las fusiones entre galaxias. Los símbolos están codificados por colores según la relación de masas estelares  $\mu_{\star}$  (véase la barra de colores). La línea horizontal gris indica  $r = r_{200}$ . Alrededor del  $\sim 40\%$  de las fusiones se producen dentro del radio virial de los cúmulos, sin que exista una correlación significativa con el tiempo o la razón de masa estelar del par de galaxias.

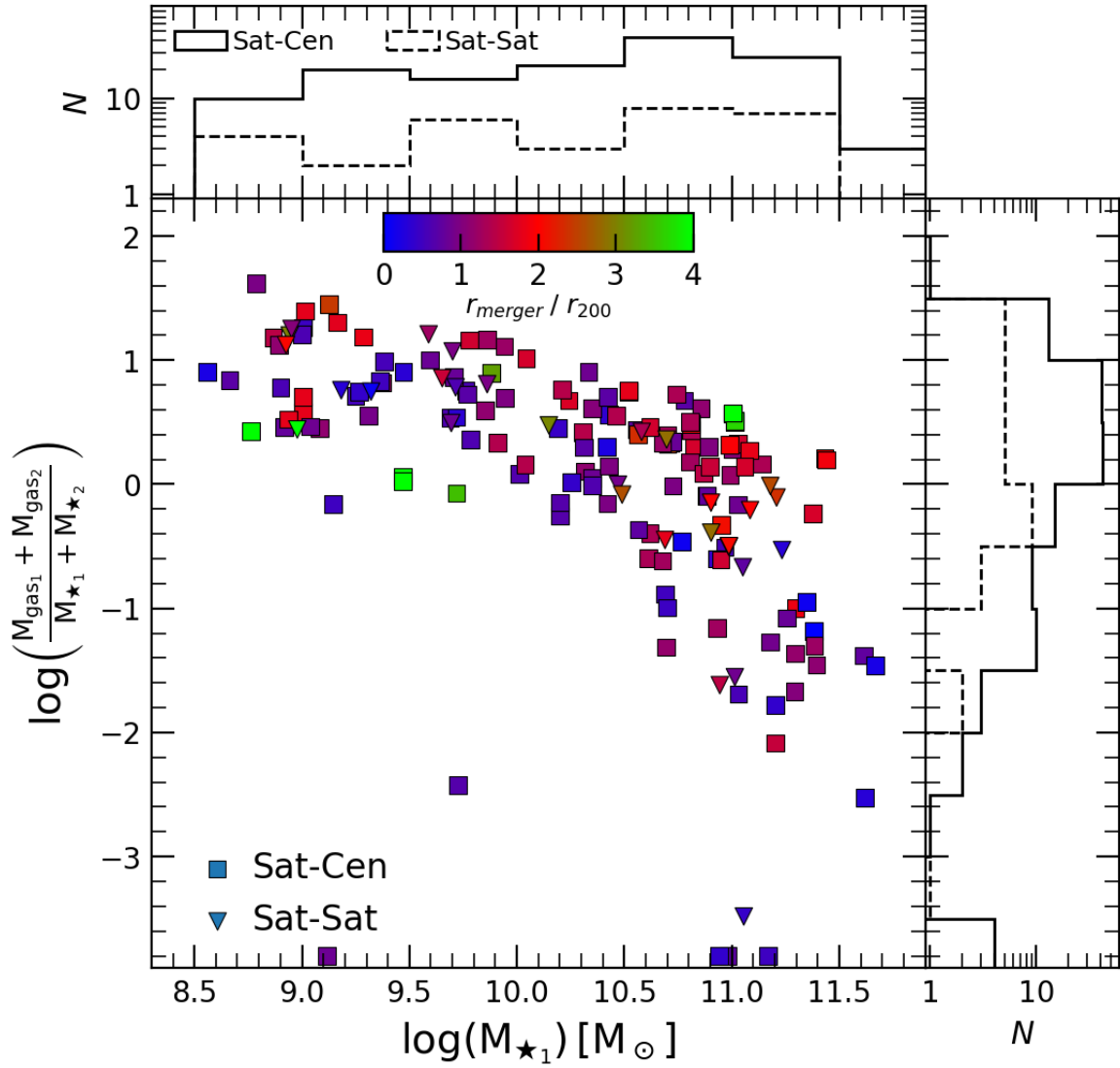


Figura 2.12: Fracción de gas  $f_{\text{gas}} = M_{\text{gas}}/M_{\star}$  en las fusiones dentro y alrededor de los cúmulos de galaxias en función de la masa estelar de la galaxia primaria ( $M_{\star_1}$ ). Se utilizan triángulos y cuadrados para las fusiones Sat-Sat y Sat-Cen respectivamente, codificados por colores según la distancia en donde ocurre la fusión (véase la barra de colores). Los histogramas muestran la distribución a lo largo de cada eje para los eventos Sat-Sat y Sat-Cen. Las fusiones son ricas en gas para el dominio de las enanas, pero hay una transición hacia una mezcla de ricas y pobres en gas para las galaxias más masivas. Estas fusiones pueden proporcionar una vía natural para la formación de galaxias enanas compactas azules y S0 en los cúmulos de galaxias.



Aunque existen varios estudios de BCD en cúmulos cercanos (por ejemplo Drinkwater et al., 1996; Vaduvescu et al., 2011; Zhao et al., 2013; Meyer et al., 2014; Vaduvescu et al., 2014), muy pocos cubren toda el área del cúmulo con la suficiente exhaustividad para cuantificar la abundancia de BCD en comparación con otros tipos de enanas. El cúmulo de Virgo, dada su relativa proximidad, ofrece quizás los mejores datos. Basándose en placas fotométricas, Binggeli et al. (1985) informó de  $\sim 38$  candidatas a BCD con mediciones de magnitud en la banda B  $M_B \leq -13.09$ . De estos, Meyer et al. (2014) estudió 30 objetos con  $M_r \leq -14$  en detalle confirmando su naturaleza de BCD y su asociación al cúmulo de Virgo. Suponiendo una razón masa-luminosidad  $M/L = 1$ , esta muestra incluye 12 enanas con  $M_\star \geq 10^{8.2} M_\odot$ , el límite de resolución de nuestro estudio. Encontramos 10 fusiones entre enanas ricas en gas que ocurren dentro de  $r < 2r_{200}$  en nuestra muestra de 10 cúmulos (considerando todas las galaxias con  $M_\star \leq 10^9 M_\odot$ ). Esto sugiere que al menos algunos de estos BCD podrían explicarse por fusiones de galaxias enana-enana, mientras que la mayoría podrían haber caído ya como BCD. Sin embargo, en el futuro deberán realizarse comparaciones más detalladas que incluyan otros cúmulos una vez que se disponga de estudios completos de BCD en la literatura.

Llamativamente, en nuestra muestra de galaxias simuladas también se encuentran algunas galaxias de baja masa ( $M_\star < 10^{10} M_\odot$ ) que experimentan fusiones pobres en gas ( $f_{\text{gas}} < 0.1$ ), aunque son raras. Si bien estos eventos de fusión serían suficientes para explicar los hallazgos observacionales de las galaxias enanas con presencia de cascarones (*shells*), actualmente es una cuestión abierta, ya que no existen muestras completas de estos objetos con rasgos de bajo brillo superficial. Pero es alentador que dentro de la limitada resolución de estas simulaciones surjan algunos casos que pueden compararse bien con estos objetos peculiares encontrados en el cúmulo de Virgo (por ejemplo Paudel et al., 2017; Zhang et al., 2020).

Mientras se predice que la mayoría de las fusiones en el extremo de baja masa son ricas en gas, para galaxias como la Vía Láctea y de masa superior encontramos un rango más amplio de posibles fracciones de gas, en particular con la mayoría de las fusiones siendo pobres en gas para  $M_\star \geq 10^{10.5} M_\odot$ . Hay una débil tendencia que sugiere que las fusiones pobres en gas ocurren preferentemente dentro del radio virial del cúmulo (colores azul y púrpura), tal vez destacando los efectos combinados de la caída del grupo y el entorno del cúmulo en la eliminación del gas de las galaxias de  $L_\star$ , ya que este efecto puede verse afectado por las fracciones de gas más bajas predichas en los grupos de la simulación Illustris en comparación con las observaciones, una cuestión que se mejoró posteriormente en las simulaciones del proyecto TNG (Pillepich et al., 2018b). Así mismo, esto podría afectar la función de masa estelar de las satélites.

Concluimos con la observación de que las fusiones pueden ocurrir dentro y alrededor de los cúmulos de galaxias. Estos se dan siempre dentro del entorno de los grupos que caen donde la dispersión de velocidades es más baja, favoreciendo los encuentros a la vez que conducen el ensamblaje jerárquico de los cúmulos. Detectamos una media de 17 fusiones por cúmulo durante toda la evolución (pero hasta 42 para nuestro halo más masivo, 15 de las cuales ocurren dentro de  $r_{200}$ ). Como referencia, un cúmulo como Virgo tiene  $\sim 49$  S0s y otras  $\sim 30$  galaxias S0 enanas (Binggeli et al., 1987; van den Bergh, 2009).

Esto significa que las fusiones, especialmente para  $M_\star \geq 10^{10} M_\odot$  y superiores, pueden tener una contribución entre moderada y significativa a la abundancia de galaxias S0 en los cúmulos. Sin embargo, dependiendo de la historia particular de ensamblaje y de los eventos de

fusión registrados en cada cúmulo, es probable que otros mecanismos como la eliminación de gas por presión de barrido (*ram pressure*) (Gunn & Gott, 1972) contribuyan también a explicar la muestra total de galaxias S0 en la actualidad. Esto está de acuerdo con los resultados observacionales recientes que sugieren que más de un mecanismo, incluyendo las fusiones, que conducen a la formación de galaxias lenticulares (Fraser-McKelvie et al., 2018; Coccato et al., 2020; Dolfi et al., 2020).

## 2.6 Conclusiones

En este capítulo estudiamos el ensamblaje de cúmulos de galaxias por eventos de acreción de galaxias individuales y en grupos. Para ello utilizamos datos de la simulación hidrodinámica cosmológica Illustris donde analizamos los 10 cúmulos más masivos del volumen simulado (con masas viriales típicas  $M_{200} \sim 10^{14} M_{\odot}$ ). Seguimos la evolución temporal de todas las galaxias con masa estelar  $M_{\star} \geq 1.5 \times 10^8 M_{\odot}$ , cubriendo un amplio rango desde enanas comparables a la nube menor de Magallanes hasta las más masivas  $M_{\star} \sim 10^{11.5} M_{\odot}$ . En particular, abordamos la contribución de la caída de grupos a la población de galaxias sobrevivientes, su dinámica y la detección de eventos de fusión entre galaxias en las cercanías o incluso dentro de los cúmulos. Nuestros resultados de este capítulo pueden resumirse como sigue.

Encontramos que  $38 \pm 15\%$  de las galaxias en cúmulos han entrado como parte de grupos o asociaciones de galaxias, definidos aquí como grupos FoF. Un criterio más estricto para los satélites, como exigir que las galaxias estén dentro del radio virial de un grupo que entra, reduce este resultado a  $\sim 22\%$  de galaxias que entran como satélites. Esta fracción es independiente de la masa estelar de la galaxia y muestra una gran dispersión de cúmulo a cúmulo dependiendo de la historia particular de ensamblaje. Nuestros resultados están de acuerdo con otros trabajos anteriores (por ejemplo, Berrier et al., 2009) y además extienden el análisis a la población de galaxias enanas de menor masa.

Los grupos de pocos miembros son comunes, es decir la mayoría de las galaxias que no se son acretadas como objetos individuales suelen caer con sólo una o dos compañeras (por encima de nuestro límite de resolución de masa estelar). Todos nuestros cúmulos acretan al menos un grupo con  $\sim 10$  galaxias o más, llegando hasta grupos de 80 miembros en nuestro caso más extremo.

Encontramos que estos grupos de galaxias evolucionan rápidamente en el espacio de fase después de la caída, lo que dificulta su detección en muestras observacionales. La escala de tiempo para duplicar el tamaño y la dispersión de velocidades del grupo está en el rango  $\tau_d \sim [0.2-5]$  Gyr, con sólo una modesta dependencia de la masa del grupo. Sin embargo, es probable que la amplia dispersión en estos tiempos se deba a los diferentes tipos de órbitas y masas viriales de los grupos acretados.

Aunque los grupos se calientan dinámicamente debido a los efectos por fuerzas de marea del cúmulo, la velocidad relativa entre las galaxias miembros que fueron parte de un mismo grupo sigue siendo inferior a la velocidad media general de las galaxias del cúmulo. Este movimiento coherente permite que se produzcan encuentros a baja velocidad y, eventualmente, fusiones entre galaxias dentro del cúmulo y sus alrededores. Todas las fusiones identificadas en

nuestro análisis se produjeron dentro de los grupos de galaxias, sin que se registraran fusiones entre galaxias que cayeran solas (excluyendo las fusiones con la galaxia más brillante del cúmulo, BCG).

Las fusiones de galaxias dentro de los grupos se producen en todo el rango de masas estelares, desde las galaxias enanas hasta las galaxias de  $L_*$ . La localización de estas fusiones varía, con  $\sim 60\%$  ocurren fuera de los cúmulos a distancias entre  $1-4 r_{200}$  y  $\sim 40\%$  que ocurren dentro del radio virial. Nuestro estudio ofrece un sólido apoyo al escenario en el que la caída de grupos promueve la aparición de fusiones incluso dentro del entorno de alta dispersión de velocidades de los cúmulos de galaxias.

Las proporciones de gas de estas fusiones dependen críticamente de la masa de las galaxias siendo mucho más ricas en gas para  $M_* \leq 10^9 M_\odot$ , mientras que en las galaxias más masivas con  $M_* \geq 10^{10} M_\odot$  se da una combinación de fusiones ricas y pobres en gas.

# Capítulo 3

## Método DS+ para la identificación de subestructuras en cúmulos de galaxias

En este capítulo estudiamos las subestructuras de cúmulos de galaxias, quienes juegan un rol fundamental para determinar el estado dinámico de los cúmulos, su historia de ensamblaje, la evolución de las galaxias en cúmulos y nos permite establecer restricciones sobre la naturaleza de la materia oscura y los parámetros cosmológicos. Presentamos el método DS+ que es un método nuevo para la identificación y caracterización de subestructuras de tamaño de grupos dentro de cúmulos de galaxias. Nuestro método se basa en las posiciones proyectadas y las velocidades en la línea de la visual de las galaxias de los cúmulos, siendo una mejora y extensión del método tradicional de Dressler & Shectman (1988). Lo probamos en halos de tamaño de cúmulos con masas viriales  $M_{200} \sim 10^{14-14.6} M_{\odot}$ , extraídos de las simulaciones cosmológicas magneto-hidrodinámicas IllustrisTNG. También presentamos una aplicación de nuestro método en un conjunto de datos reales, el cúmulo Bala (*Bullet cluster*). El método DS+ identifica  $\sim 80\%$  de galaxias de grupos reales como miembros de subestructuras. Además, como mínimo un 60% de las galaxias identificadas como parte de subestructuras son miembros de grupos reales. Las propiedades físicas individuales de cada uno de los grupos reales están significativamente correlacionadas con las de las correspondientes subestructuras identificadas por DS+ pero con una dispersión considerable. La aplicación del método DS+ al cúmulo Bala confirma la presencia y las propiedades principales de la colisión de alta velocidad e identifica nuevas subestructuras a lo largo del eje principal del cúmulo. DS+ demuestra ser un método confiable para la identificación de subestructuras en cúmulos de galaxias. Una versión del código DS+ desarrollada en lenguaje Python se encuentra disponible para toda la comunidad en el repositorio GitHub. Este capítulo está basado en Benavides et al. (2023a).

### 3.1 Introducción

Según el escenario de evolución jerárquica de estructuras en el universo los cúmulos de galaxias son las estructuras virializadas más recientemente formadas a través de la caída de grupos y galaxias individuales. Este proceso se revela por la presencia de subestructuras (o subcúmulos) que corresponden a picos secundarios en la distribución de galaxias, gas intracúmulo, y/o la propia masa del cúmulo, en escalas mayores que el tamaño típico de las galaxias.

La identificación y caracterización de subestructuras en cúmulos de galaxias es importante en varios sentidos: permite poner a prueba el modelo cosmológico de ensamblaje de halos (por ejemplo, Richstone et al., 1992; Mohr et al., 1995; Thomas et al., 1998; Suwa et al., 2003;

Prokhorov & Durret, 2007; Forero-Romero et al., 2010; Asencio et al., 2021), mejora nuestra comprensión de los mecanismos evolutivos de las galaxias en regiones de alta densidad (por ejemplo, Bekki, 1999; Dubinski, 1999; Gnedin, 1999; Poggianti et al., 2004; Tonnesen & Bryan, 2008; Mahajan, 2013; Ribeiro et al., 2013b; Olave-Rojas et al., 2018; Bellhouse et al., 2022), restringe la naturaleza de la materia oscura (DM; ver por ejemplo, Markevitch et al., 2004; Clowe et al., 2006; Merten et al., 2011; Fischer et al., 2022) y permite identificar cúmulos con un estado dinámico fuera de equilibrio, causado por fusiones, que puede llevar a estimaciones sesgadas de la masa del cúmulo (por ejemplo, Motl et al., 2005; Biviano et al., 2006; Ventimiglia et al., 2008; Takizawa et al., 2010; Angrick & Bartelmann, 2012; Barrena et al., 2013; Laganá et al., 2019; Zhang et al., 2022).

Se han investigado una gran cantidad de cúmulos para detectar la presencia de subestructuras, de varias formas distintas (por ejemplo, Miller et al., 2005; Lopes et al., 2006; Gal et al., 2009; Wen & Han, 2013; Soares & Rembold, 2019; Zenteno et al., 2020; Ghirardini et al., 2022; Yuan et al., 2022). A pesar de esta gran estadística, la fracción de cúmulos que presentan subestructuras ha sido difícil de establecer con precisión. Las pruebas más sensibles informan de fracciones  $\geq 0.5$  (Kolokotronis et al., 2001; Lopes et al., 2006; Ramella et al., 2007; Wen & Han, 2013), pero este valor depende mucho del método de detección y del nivel de significación adoptado (Kolokotronis et al., 2001; Lopes et al., 2006).

La selección de la muestra también es un punto importante a tener en cuenta cuando se intenta establecer la fracción de cúmulos con subestructuras. Esta fracción parece aumentar con el desplazamiento al rojo (Andersson et al., 2009; Maughan et al., 2008; Ghirardini et al., 2022), y ser mayor para cúmulos detectados por el efecto Sunyaev-Zeldovich (Sunyaev & Zeldovich, 1969) que para los cúmulos seleccionados por su emisión en rayos X (Lopes et al., 2018; Campitiello et al., 2022). Por último, la fracción de cúmulos con subestructuras no es probablemente una cantidad bien definida, ya que existe una transición suave entre cúmulos “regulares” e “irregulares” (De Luca et al., 2021; Campitiello et al., 2022; Ghirardini et al., 2022).

Existen varios métodos para la detección de subestructuras de cúmulos de galaxias. Las subestructuras pueden ser (y han sido) identificadas por el análisis de la distribución de galaxias del cúmulo en el espacio de fase proyectado (por ejemplo, Geller & Beers, 1982; Pinkney et al., 1996; Einasto et al., 2012), por el brillo superficial y la distribución de temperatura del gas del medio intracúmulo, emisor de rayos X (por ejemplo, Briel et al., 1992; Hashimoto et al., 2007; Zhang et al., 2009), o por la presencia de picos en los mapas de masa proyectada, usando lente gravitacional (por ejemplo, Abdelsalam et al., 1998; Jauzac et al., 2016; Martinet et al., 2016).

La presencia de varios halo de gas (comparables a la escala del cúmulo) emisores de rayos X y/o de radio galaxias de gran ángulo, también son indicadores útiles de que el cúmulo no se encuentra dinámicamente relajado (pero no siempre, ver Wing & Blanton, 2013; Boschin & Girardi, 2018) y por lo tanto la presencia de subestructuras mayores (por ejemplo, Oklopčić et al., 2010; Wen & Han, 2013; Wilber et al., 2019). Dado que el gas del medio intracúmulo es un componente colisional, mientras que las galaxias y la materia oscura no lo son, estos diferentes trazadores a menudo permiten identificar diferentes subestructuras. Por lo tanto, una comprensión más completa de la historia de ensamblaje del cúmulo requiere un enfoque de múltiples trazadores (por ejemplo, Ferrari et al., 2005; Girardi et al., 2005; Chon et al., 2012;

Ruppin et al., 2020).

La mayoría de los métodos para la detección de subestructuras no pretenden identificar subestructuras individuales, sino sólo establecer el estado dinámico del cúmulo. Algunos indicadores útiles de un estado dinámico del cúmulo son la morfología del brillo superficial del gas del medio intracúmulo y/o la distribución espacial proyectada de las galaxias, medida por la concentración y el parámetro de asimetría, (por ejemplo, Pinkney et al., 1996; Lopes et al., 2006; Parekh et al., 2015; Bartalucci et al., 2019; Ghirardini et al., 2022), o mediante técnicas más sofisticadas que emplean el espectro de potencia 2D del gas intracúmulo o la distribución de masa de las lentes gravitacionales (Buote & Tsai, 1995; Mohammed et al., 2016; Campitiello et al., 2022). Otros indicadores útiles son los desplazamientos entre los centroides de los distintos componentes del cúmulo, las galaxias, el gas del medio intracúmulo y la materia oscura (por ejemplo, Zenteno et al., 2020; De Luca et al., 2021).

La morfología del cúmulo por sí sola no siempre es un indicador fiel de su estado dinámico (Schimd & Sereno, 2021) y las diferentes medidas morfológicas no siempre dan una imagen consistente sobre la relajación dinámica del cúmulo (Cao et al., 2021). Información adicional y muy potente sobre el estado dinámico de un cúmulo puede provenir de la distribución de la temperatura del gas del medio intracúmulo (Hashimoto et al., 2007; Zhang et al., 2009; Akamatsu et al., 2016; Laganá et al., 2019) y de la distribución velocidades de las galaxias del cúmulo (Muriel et al., 2002; Burgett et al., 2004; Miller et al., 2004; Ribeiro et al., 2013a; Golovich et al., 2019; Roberts & Parker, 2019; Soares & Rembold, 2019; Sampaio et al., 2021). Una combinación de la distribución espacial y de velocidad de las galaxias de cúmulos proporciona pruebas más potentes para la presencia de subestructuras (Dressler & Shectman, 1988; Colless & Dunn, 1996; Girardi & Biviano, 2002).

La detección de subestructuras individuales proviene de la identificación de picos en la distribución de masa total proyectada (identificada mediante lentes gravitacionales débiles, ver por ejemplo, Clowe et al., 2004; Leonard et al., 2007; Jauzac et al., 2016; King et al., 2016), de la identificación de residuos en imágenes de cúmulos en rayos X luego de la sustracción usando un modelo suave (por ejemplo, Neumann et al., 2003; Andrade-Santos et al., 2012), de los mapas de temperatura de rayos X (por ejemplo, Zhang et al., 2009), y de mapas 2D de la densidad de galaxias en el espacio proyectado (por ejemplo, Ramella et al., 2007; Girardi et al., 2011), eventualmente complementados con la información espectroscópica (por ejemplo, Escalera et al., 1994; Girardi et al., 2015).

Más complicado aún es distinguir qué galaxias de cúmulos pertenecen a qué subestructuras. De hecho, los efectos de las mareas reducen la densidad de los grupos que caen, cuyo tamaño y dispersión de velocidad interna se duplican en  $\sim 1-3$  Gyr desde la caída al cúmulo (Benavides et al., 2020). La mitad de las galaxias del grupo que caen escapan del potencial gravitatorio del grupo tras el primer paso por el pericentro del cúmulo y sólo las galaxias situadas muy cerca del centro del grupo permanecen ligadas a él (Haggar et al., 2023).

Hay unos pocos métodos que permiten identificar las galaxias que pertenecen a subestructuras: DEDICA, S-tree Gurzadyan et al. (1994), h-method (Serna & Gerbal, 1996),  $\sigma$  plateau (Yu et al., 2015), y Blooming Tree (Yu et al., 2018). Sólo en el caso de los dos últimos métodos se ha realizado una evaluación detallada de sus resultados mediante la comparación con simulaciones numéricas. En este capítulo introducimos otro método que permite

identificar no sólo las subestructuras de los cúmulos sino también identificar las galaxias que pertenecen a ellas. Se trata de una evolución del método clásico de Dressler & Shectman (1988), y lo denominamos DS+ por las iniciales de los autores. Originalmente, este método fue introducido brevemente en el apéndice de Biviano et al. (2017). Además probamos el método utilizando halos del tamaño de cúmulos ( $M_{200} \gtrsim 10^{14} M_{\odot}$ ) extraídos de simulaciones hidrodinámicas cosmológicas y presentamos una aplicación del método utilizando datos reales.

## 3.2 El método DS+

El método original en el que se basa DS+ fue desarrollado por Dressler & Shectman (1988). Estos autores, estimaron las diferencias,  $\delta$ , entre las velocidades medias y las dispersiones de velocidad de todo el cúmulo y las posibles subestructuras definidas por agrupaciones de  $N_g = 11$  galaxias vecinas alrededor de cada galaxia del cúmulo (véase Ec. (1) en Dressler & Shectman, 1988). Cuando hay fuertes desviaciones del campo de velocidad de la galaxia local con respecto al global del cúmulo, la suma de estas diferencias de  $\delta$ , definido como  $\Delta$ , se hace mucho mayor que el número de miembros del cúmulo,  $N_m$ , y es probable que el cúmulo contenga subestructuras. La probabilidad se evalúa mediante una técnica de Monte Carlo en la que las velocidades de las galaxias del cúmulo se barajan aleatoriamente con respecto a sus coordenadas, para borrar cualquier posible correlación espacial-velocidad existente. En la implementación original, este método no identifica las subestructuras, ni las galaxias en las subestructuras, sólo proporciona una probabilidad global de que el cúmulo esté en un estado dinámico no relajado debido a la presencia de subestructuras.

Este método ha evolucionado con el tiempo. Bird (1994) utilizó un límite de  $N_g = N_m^{1/2}$ , en lugar del valor arbitrario de 11 miembros. Al comparar las dispersiones de velocidad de todo el cúmulo y de las subestructuras candidatas, Biviano et al. (2002a) descartó como no significativos los casos en los que la dispersión de velocidad de la subestructura resultó ser mayor que la del cúmulo. El fundamento de esta elección es que la dispersión de velocidades es un indicador de la masa y los grupos deben ser menos masivos que el cúmulo en el que caen. Además, Biviano et al. (2002a) consideró la distribución completa de los  $N_m$  valores  $\delta$  en lugar de sólo su suma ( $\Delta$ ). Comparando la distribución observada de  $\delta$  con las realizaciones de Monte Carlo obtenidas al mezclar azimutalmente las posiciones de las galaxias, los autores estimaron la probabilidad de que un determinado valor de  $\delta$  sea significativamente mayor que la media de los miembros del cúmulo. Como resultado, pudieron identificar qué galaxias tienen la mayor probabilidad de pertenecer a subestructuras, pero no identificaron las subestructuras en sí.

En lugar de estimar el valor de  $\delta$  a partir de la diferencia combinada de la velocidad media y la dispersión de velocidades, Ferrari et al. (2003) separó las dos contribuciones,  $\delta_v$  y  $\delta_{\sigma}$ , respectivamente. Girardi et al. (2015) fue más allá de la suposición isotérmica implícita del método original (un cúmulo con dispersión de velocidad constante en todos los radios) introduciendo el perfil de dispersión de velocidad del cúmulo como referencia para la evaluación de los valores de  $\delta_{\sigma}$ .

El método DS+ incluye todas estas modificaciones anteriores del método original de Dressler & Shectman (1988), e introduce importantes características. Se consideran posibles sube-

estructuras alrededor de cada miembro del cúmulo, pero se impone un número determinado de miembros de la subestructura. Consideramos subestructuras de varias multiplicidades posibles,  $N_g(j) = j$ ,  $j = 3, \dots, k$ , donde  $k$  es el valor más pequeño de  $j$  para el que  $N_g(k) > N_m/3$ . Al hacer esto, tenemos en cuenta que subestructuras de diferente riqueza coexisten en un cúmulo dado, y que las subestructuras más grandes que consideramos pueden contener hasta 1/3 de todas las galaxias del cúmulo.

Definimos  $\delta_v$  y  $\delta_\sigma$  siguiendo a Biviano et al. (2002a):

$$\delta_v = N_g^{1/2} |\bar{v}_g| [(t_n - 1) \sigma_v(R_g)]^{-1}, \quad (3.1)$$

y

$$\delta_\sigma = [1 - \sigma_g / \sigma_v(R_g)] \{1 - [(N_g - 1) / \chi_{N_g-1}^+ ]^{1/2}\}^{-1}, \quad (3.2)$$

donde  $R_g$  es la distancia media de la subestructura proyectada desde el centro del cúmulo,  $\bar{v}_g$  es la velocidad media de la subestructura,  $\sigma_v(R)$  es el perfil de dispersión de velocidades en la línea de visual del cúmulo con lo que  $\sigma_v(R_g)$  es el valor de este perfil a una distancia  $R_g$ , y  $\sigma_g$  es la dispersión de velocidades en la línea de visual de la subestructura (las velocidades de las galaxias están en el marco de referencia del cúmulo en reposo). Siguiendo a Biviano et al. (2002a) sólo se consideran los valores positivos de  $\delta_\sigma$ , es decir, las dispersiones de velocidad del grupo que son mayores que la del cúmulo no se consideran significativas. Sin embargo, DS+ aún puede identificar subestructuras con dispersiones de velocidad mayores que la del grupo si se caracterizan por un valor grande de  $\delta_v$ .

Las distribuciones Student- $t$  ( $t_n$ ) y  $\chi^2$  se utilizan para normalizar las diferencias en unidades de las incertezas en la velocidad media y la dispersión de velocidades, respectivamente (véase Beers et al., 1990). Asumimos una velocidad media de los cúmulos nula en todos los radios, es decir, no hay rotación de los cúmulos. En Hwang & Lee (2007) se mostró que la fracción de cúmulos que muestran evidencia de rotación es  $\lesssim 1\%$ . Usamos el estimador *biweight* para  $\sigma_g$  y  $\sigma_v$  para muestras de 15 o más galaxias y el estimador *gapper* para muestras más pequeñas Beers et al. (1990).

El perfil de dispersión de velocidades en la línea de visual del cúmulo,  $\sigma_v(R)$ , puede estimarse directamente a partir de las velocidades de las galaxias miembro del cúmulo, utilizando el algoritmo de suavización LOWESS (Gebhardt et al., 1994). Como alternativa,  $\sigma_v(R)$  puede estimarse asumiendo un modelo teórico. Adoptamos el modelo NFW para el perfil de masa de los cúmulos (Navarro et al., 1997), con una masa total obtenida a partir de  $\sigma_v$  mediante relaciones de escala (Mauduit & Mamon, 2007) y una concentración del halo dada por la relación de Macciò et al. (2008). Adoptamos el perfil de anisotropía de velocidad de Mamon et al. (2010b). La  $\sigma_v(R)$  del cúmulo se obtiene aplicando la ecuación de equilibrio dinámico de Jeans y la ecuación de proyección de Abel (Ecs. (8), (9) y (26) en Mamon et al., 2013).

Estimamos la probabilidad de  $\delta_v$  y  $\delta_\sigma$  comparándolos con los valores correspondientes obtenidos para un número adecuado (normalmente 500) de remuestreos Monte Carlo en los que sustituimos todas las velocidades de las galaxias del cúmulo de galaxias por valores extraídos aleatoriamente de una distribución gaussiana de media cero y dispersión igual a  $\sigma_v(R_g)$ . Consideramos como estadísticamente significativas aquellas subestructuras con valores de probabilidad ( $p$ ) en  $\delta_v$  y/o  $\delta_\sigma \leq 0.01$ .



En esta etapa del método, las subestructuras estadísticamente significativas pueden solaparse (con superposición o “overlapping”), es decir, dos subestructuras significativas podrían compartir una o más galaxias. Si el objetivo final del método es identificar qué galaxias pertenecen a subestructuras, el código DS+ puede detenerse aquí. A esto lo llamamos el modo de “solapamiento” de DS+. En cambio, si el objetivo final del método es identificar los grupos individuales que caen o han caído en el cúmulo, debemos continuar el procedimiento en lo que llamamos el modo “sin solapamiento” (sin-superposición o “no-overlapping”) de DS+. Para asegurar que las subestructuras están definidas de forma única, es decir, que una galaxia dada no está asignada a más de una subestructura procedemos como sigue. Si una galaxia determinada está asignada a más de una subestructura, la asignamos a la más significativa, es decir, la que tiene la menor probabilidad de  $\delta_v$  y/o  $\delta_\sigma$ . Todas las demás subestructuras que contienen esta galaxia se eliminan de la lista de grupos significativos.

Por último, en el modo “sin solapamiento” de DS+, adoptamos un método para abordar el problema de la fragmentación, es decir, cuando dos o más subestructuras son fragmentos de grupos físicos. Fusionamos dos subestructuras si sus extensiones en velocidad a lo largo de la línea de la visual y distancia espacial proyectada son mayores que su diferencia de velocidad media y la separación entre sus centros, respectivamente, es decir, requerimos que se apliquen las siguientes condiciones:

$$d_{i,j} < \max(d_{\max,i}, d_{\max,j}) \wedge |\bar{v}_{g,i} - \bar{v}_{g,j}| < \max(|v_{\max,i}|, |v_{\max,j}|) , \quad (3.3)$$

donde  $d_{i,j}$  es la distancia proyectada entre la mediana de los centros de los grupos  $i$  y  $j$ , y  $d_{\max,i}$  es la distancia máxima de cualquier galaxia del grupo  $i$  desde el centro de su grupo,  $\bar{v}_{g,i}$  es la velocidad media a lo largo de la línea de la visual del grupo  $i$ , y  $|v_{\max,i}|$  es la máxima diferencia de velocidad absoluta de cualquier galaxia del grupo  $i$  con respecto a la velocidad media del grupo.

El método DS+ ha sido codificado en MilaDS, un programa desarrollado en Python 3, el cual se encuentra disponible y de libre acceso para su uso en un repositorio de GitHub. El código recibe información sobre las posiciones y velocidades a lo largo de la línea de la visual de las galaxias y devuelve información individual de cada galaxia así como de los grupos DS+ identificados. Una breve descripción de la ejecución del código se presenta en el Apéndice A.1.

### 3.3 Simulaciones Illustris-TNG100

Verificamos la confiabilidad del método DS+ utilizando la nueva generación de simulaciones del proyecto Illustris (The Next Generation, IllustrisTNG <sup>1</sup>, Pillepich et al., 2018b,a; Springel et al., 2018; Nelson et al., 2019b), que son un conjunto de simulaciones cosmológicas hidrodinámicas para la formación y evolución de galaxias, dentro del paradigma  $\Lambda$ CDM. IllustrisTNG es una versión mejorada de su predecesor Illustris (Vogelsberger et al., 2014b,a) con modelos físicos mejorados (incluyendo enriquecimiento químico, campos magnéticos, entre otros), que simula volúmenes cúbicos de diferentes tamaños (35, 75 y 205  $Mpc/h$ ) y resolución por partícula (conocidas como TNG50, TNG100 y TNG300, cada una en sus versiones 1,2,3) que permiten estudiar la formación y evolución de galaxias (desde las más brillantes a las más dé-

<sup>1</sup><https://www.tng-project.org/>

biles) a diferentes escalas y en varios entornos (grupos, cúmulos, vacíos, filamentos, etc.).

En particular, para esta parte del trabajo utilizamos los datos de IllustrisTNG100-1 (TNG100 de aquí en adelante) que corresponden a un volumen cúbico cosmológico periódico de 110.7 Mpc de lado y una resolución por partícula de  $m_{\text{dm}} = 7.5 \times 10^6 M_{\odot}$  para el DM y  $m_{\text{gas}} = 1.4 \times 10^6 M_{\odot}$  para las celdas de gas, con una longitud de ablandamiento de 0.74 kpc (a corrimiento al rojo  $z = 0$ ), aunque la hidrodinámica puede alcanzar una mayor resolución espacial en las regiones de alta densidad. La simulación se realiza utilizando el código AREPO de malla móvil (Springel, 2010). Las condiciones iniciales de la simulación se establecieron en corrimiento al rojo  $z = 127$  utilizando la aproximación de Zeldovich y el código N-GENIC (Springel, 2015) con parámetros cosmológicos consistentes con los resultados de Planck Collaboration et al. (2016): densidad de materia (bariones + materia oscura)  $\Omega_m = \Omega_{\text{dm}} + \Omega_{\text{bar}} = 0.3089$ , densidad de energía oscura  $\Omega_{\Lambda} = 0.6911$ , constante de Hubble  $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  con  $h = 0.6774$  y  $\sigma_8 = 0.8159$ . La identificación de los halos y subhalos se realiza mediante el algoritmo de percolación Friends-of-Friends (FoF, Davis et al., 1985) acoplado con el código SUBFIND (Springel, 2010). Para seguir la evolución temporal de los halos y subhalos a lo largo del tiempo utilizamos el código SUBLINK merger-trees (Rodríguez-Gomez et al., 2015).

De manera similar a como se hizo en Benavides et al. (2020), para este trabajo seleccionamos los catorce halos más masivos disponibles en la simulación TNG100 a  $z = 0$ , correspondientes a cúmulos de galaxias con masa virial  $M_{200} \gtrsim 10^{14} M_{\odot}$ . Dentro de estos catorce halos anfitriones consideramos todas las galaxias con masa estelar  $M_{\star} \geq 1.5 \times 10^8 M_{\odot}$ , lo que corresponde a un mínimo de  $\sim 120$  partículas estelares en los objetos de menor masa. En promedio hay 200 galaxias por halo (desde  $\sim 300$  galaxias en el halo más masivo hasta  $\sim 100$  en el menos masivo). Posteriormente seguimos su evolución temporal para tener información de que galaxias cayeron como objetos individuales o como parte de grupos, tal como se hizo en Benavides et al. (2020).

### 3.4 Identificación y caracterización de subestructuras usando DS+

Aplicamos el método DS+ a los catorce halos simulados observados a  $z = 0$ , considerando la información sobre la caída de sus grupos desde hace  $\sim 8$  Gyr. Consideramos cada una de las tres proyecciones espaciales (XY, XZ, YZ) como un cúmulo individual, totalizando 42 cúmulos de galaxias utilizados en nuestro análisis. Nuestro objetivo es identificar aquellas galaxias que ingresaron al cúmulo en grupos de al menos tres miembros, usando solo coordenadas proyectadas y velocidades (a lo largo de la línea de la visual). De aquí en adelante usamos el término “grupos reales” para referirnos a las galaxias que formaban parte de grupos identificados en las simulaciones a alto corrimiento al rojo (antes de la caída) y el término “subestructuras DS+” para referirnos a las agrupaciones identificadas por el método DS+, usando la información de velocidades a lo largo de la línea de la visual y coordenadas espaciales 2D (en un corrimiento al rojo de interés).

En la Fig. 3.1 mostramos el ejemplo de un cúmulo en el tiempo final simulación (a  $z = 0$ ), distinguiendo entre las galaxias que entraron en el cúmulo como objetos individuales y las galaxias que entraron en grupos. Una gran fracción de las galaxias del cúmulo se acretaron

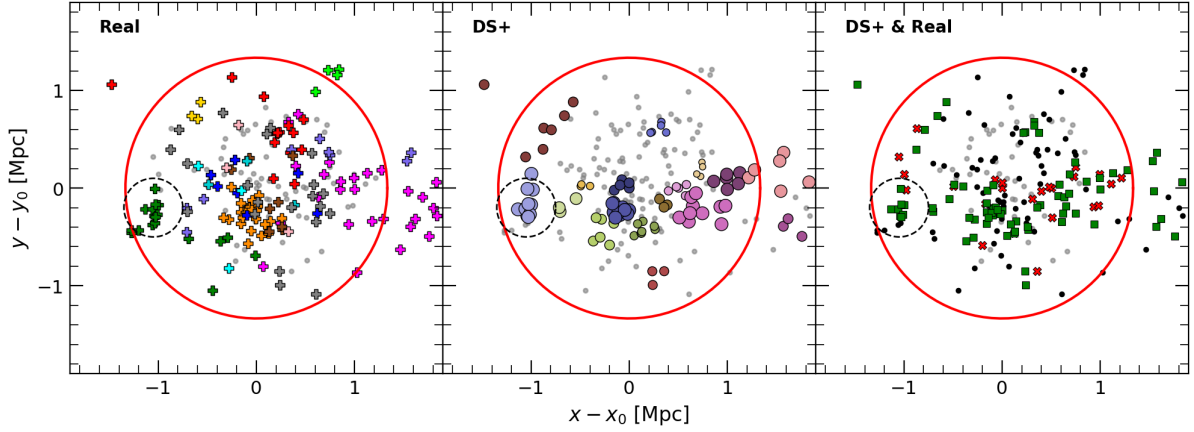


Figura 3.1: Distribución espacial proyectada de las galaxias en un cúmulo simulado de TNG100 en  $z = 0$ . En todos los paneles, el círculo rojo representa el radio virial del cúmulo, y el círculo negro de línea punteada resalta la posición del ejemplo para un grupo real de galaxias cuyos miembros son identificado como parte de una subestructura DS+. **Izquierda:** Las cruces de color corresponden a galaxias que fueron acretadas como parte de grupos, los puntos grises indican las galaxias que entraron al cúmulo individualmente. **Centro:** Los círculos de diferentes colores corresponden a galaxias asignadas a diferentes subestructuras por el método DS+ en su modo de no-solapamiento (no-overlapping) y el tamaño de los círculos es proporcional a la probabilidad individual de cada grupo DS+. Los puntos grises representan galaxias no asignadas a ninguna subestructura. **Derecha:** Los cuadrados verdes corresponden a galaxias en grupos reales que están correctamente asignados a subestructuras por el método DS+, las cruces rojas indican galaxias que cayeron solas y que son incorrectamente asignadas como parte de subestructuras, y los puntos negros identifican galaxias que fueron acretadas como parte de grupos reales pero que no fueron asignadas a subestructuras por el método DS+.

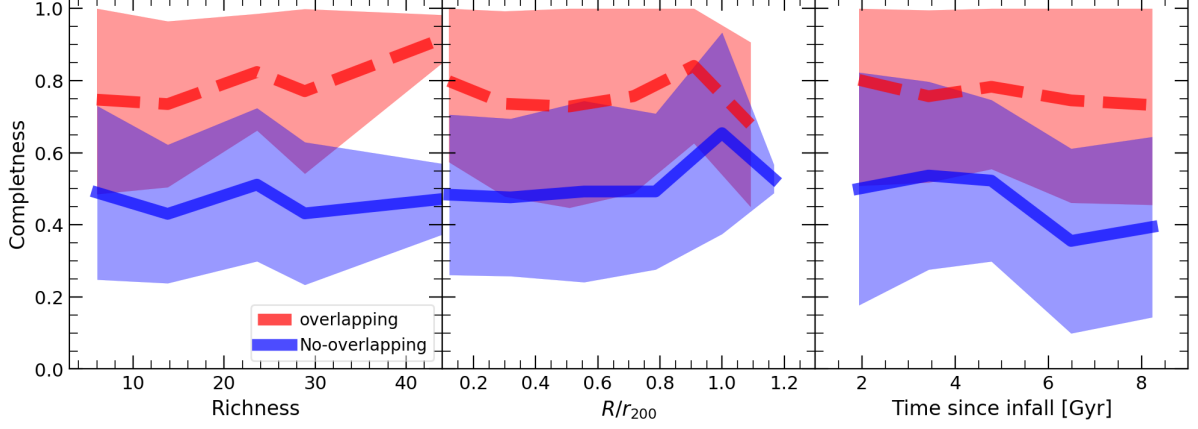


Figura 3.2: Completitud  $C$  de galaxias miembro de los grupos reales detectados como parte de subestructuras por el método DS+. En todos los paneles, la línea discontinua roja indica la media de todos los grupos, utilizando el modo de solapamiento (overlapping), mientras que la línea sólida azul se refiere al modo de no solapamiento (no-overlapping). Las áreas sombreadas indican la desviación estándar. En todos los casos las curvas corresponden a una superposición de los 42 cúmulos individuales analizados. **Izquierda:**  $C$  en función de la riqueza de los grupos reales, que corresponden a la cantidad de galaxias detectadas en subestructuras. **Centro:**  $C$  como función de la distancia al centro del cúmulo, en unidades del radio virial. **Derecha:**  $C$  en función del tiempo transcurrido desde la caída del grupo.

en grupos ( $\sim 60\%$ , ver Benavides et al., 2020) y es ciertamente imposible identificar a todas ellas como subestructuras ya que muchas están bien mezcladas con las galaxias del cúmulo que entraron a este individualmente. En el panel central de la Fig. 3.1 mostramos las subestructuras y en el panel derecho mostramos la comparación entre los grupos reales y las subestructuras identificadas por nuestro método DS+. Otro ejemplo fue añadido en la Fig. A.1 del apéndice, donde se muestra la evolución del mismo cúmulo a lo largo del tiempo, en intervalos de  $\sim 2$  Gyr.

### 3.4.1 Completitud y Pureza de las subestructuras DS+

Una evaluación de cuán robusto es nuestro método DS+ para recuperar la información de los grupos identificados puede obtenerse calculando la completitud,  $C$ , definida como la fracción de galaxias en grupos reales ( $N_{\text{real}}$ ) que también se detectan como miembros de cualquier subestructura ( $N_{\text{DS+}}$ ):

$$C = \frac{N_{\text{DS+}}}{N_{\text{real}}}, \quad (3.4)$$

y la pureza,  $P$ , definida como la fracción de galaxias en subestructuras detectadas que pertenecen a cualquier grupo real ( $N_{\text{DS+,real}}$ ):

$$P = \frac{N_{\text{DS+,real}}}{N_{\text{DS+}}}. \quad (3.5)$$

En la Fig. 3.2 mostramos la completitud  $C$  como función de diferentes variables: la riqueza, es decir, el número de galaxias de grupos reales detectados como miembros de subestructuras

DS+, la distancia proyectada  $2D$  del grupo real desde el centro del cúmulo en unidades del radio virial<sup>2</sup> ( $R/r_{200}$ .) y el tiempo de caída. En este trabajo, seguimos la definición de tiempo de caída de Benavides et al. (2020), es decir, la última vez que un grupo que cae y el cúmulo eran identificados como agrupaciones FoF diferentes. Vemos que en los tres paneles la completitud alcanza valores significativos de  $C \sim 0.8$  para el modo de solapamiento de DS+ y menor ( $C \sim 0.5$ ) para el modo sin solapamiento, como era de esperar dado que en este modo descartamos todas las subestructuras que tienen galaxias en común con subestructuras más significativas. El hecho de que no se observen valores de  $C$  cercanos a 1 (en particular en el modo sin solapamiento) se debe a que las galaxias miembro de grupos reales que cayeron juntas en un cúmulo tienden a dispersarse significativamente después del primer pasaje pericéntrico (Choque-Challapa et al., 2019; Benavides et al., 2020; Haggar et al., 2023). Esto hace que sea difícil diferenciar subestructuras completas dentro de la población general del cúmulo.

La completitud  $C$  no muestra una fuerte dependencia con la riqueza del grupo, ni con la distancia proyectada al centro del cúmulo o del tiempo transcurrido desde la caída. Para el modo con solapamiento,  $C$  aumenta con la riqueza sólo ligeramente, alcanzando un valor de  $\sim 0.9$  para grupos de  $\sim 40$  miembros. En el modo sin solapamiento,  $C$  aumenta ligeramente con la distancia del grupo al centro del cúmulo. Las tendencias crecientes de  $C$  con la riqueza de los grupos y la distancia proyectada al centro del cúmulo son esperables ya que los grupos más ricos ofrecen mejores estadísticas para la detección y a mayor distancia al centro del cúmulo el contraste de densidad de los grupos es mayor en relación al resto cúmulo.

La dependencia de  $C$  con el tiempo transcurrido desde la caída es menos fuerte de lo que podría esperar, debido al hecho de que los grupos que caen duplican su tamaño en unos  $\sim 1 - 3$  Gyr después de la caída (dependiendo de la masa del grupo, Benavides et al., 2020), y en muchos casos se destruyen completamente después de su primer paso por el pericentro. Sin embargo, en algunos casos (y debido a la naturaleza sin colisiones de las galaxias del grupo) conservan una velocidad consistente incluso después del primer paso por el pericentro. Esto permite identificarlas como miembros de subestructuras (aunque no estén en una sola agrupación, sino como parte de “fragmentos” del grupo inicial) permitiendo que  $C$  no descienda demasiado rápido con el tiempo desde la caída al cúmulo.

Como un ejemplo de la recuperación de galaxias en subestructuras usando el método DS+, la agrupación de galaxias representada por las cruces verdes oscuras en el panel izquierdo de la Fig. 3.1 (resaltada con el círculo negro discontinuo) corresponde a una subestructura bien identificada por DS+ e indicada por círculos violeta claros en el panel central de la misma figura. Sin embargo, en otros casos las galaxias que son miembros de grupos reales no están asociadas a ninguna subestructura (puntos negros en el panel de la derecha), o pueden estar asociadas (en su mayoría) a varias subestructuras DS+ y no a una sola (por ejemplo, la agrupación representada por las cruces magenta en el panel de la izquierda, cuyos miembros hacen parte de varias subestructuras DS+ del panel central). Esto ocurre porque el grupo ya ha cruzado el centro del cúmulo, experimentando fuerzas de marea intensas que deforman la configuración de la asociación primitiva.

En la Fig. 3.3 mostramos la pureza  $P$  en función de las mismas variables de la Fig. 3.2 (para la completitud). Notamos que no hay una fuerte dependencia de  $P$  con el modo de fun-

<sup>2</sup>El radio virial del cúmulo  $r_{200}$  es el radio de una esfera con una sobredensidad 200 veces la densidad crítica del Universo

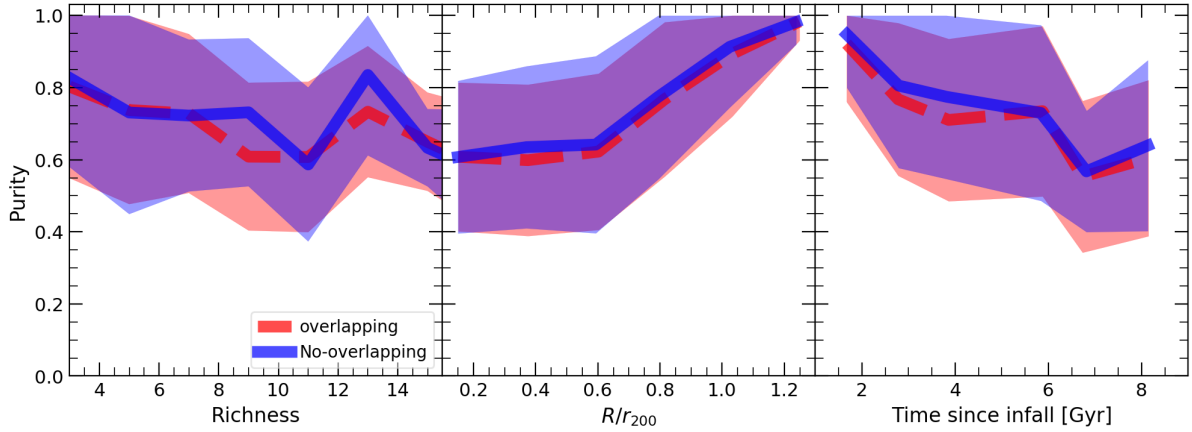


Figura 3.3: Pureza  $P$  de las agrupaciones detectadas como parte de subestructuras usando el método DS+. Las líneas y los colores tienen el mismo significado que en la Fig 3.2 para la completitud. Las cantidades en el eje x de los tres paneles son las mismas que en la Fig. 3.2.

cionamiento del método (con o sin solapamiento), lo que demuestra que cuando ejecutamos el DS+ en el modo de solapamiento no añadimos ruido sustancial al resultado de la pureza de las subestructuras detectadas por DS+. Además, pensando un potencial uso del método DS+ en futuros proyectos (que usen datos observacionales), todos estos valores de completitud y pureza para las subestructuras identificadas son desconocidos. Por lo tanto, si bien la completitud de los grupos es importante, tener una medida de la confianza de la pureza de las subestructuras detectadas por DS+ es de vital importancia para el análisis de resultados.

Considerando las mismas variables analizadas anteriormente (riqueza, distancia al centro del cúmulo y tiempo desde la caída), el valor medio de la pureza  $P$  está casi siempre por encima del 60% y puede acercarse al 100% en algunos casos. En cuanto a la riqueza esta disminuye a medida que aumenta el número de miembros desde  $\sim 80\%$  en los más pobres hasta algo más de 60% en los grupos más numerosos. Sin embargo, esta ligera tendencia decreciente no parece muy significativa, por lo que la pureza podría considerarse aproximadamente constante en torno a un  $\sim 70\%$  para cualquier multiplicidad (riqueza).

Por otro lado,  $P$  aumenta significativamente con la distancia proyectada desde el centro del cúmulo hacia las afueras del mismo, desde  $\sim 60\%$  cerca del centro del cúmulo hasta casi 100% más allá del radio virial. Es esperable que a grandes distancias del centro del cúmulo (donde la densidad es suficientemente baja) la contaminación de la subestructura por miembros del cúmulo que no están en grupos sea menos significativa. Incluso muchas de estas subestructuras corresponderían a acreciones recientes o a fragmentos de grupos reales que están cerca de su primer apocentro.  $P$  también muestra una clara tendencia decreciente con el tiempo transcurrido desde la caída. Esto se debe probablemente al hecho de que cuando un grupo atraviesa el cúmulo su tamaño aumenta considerablemente por efecto de las fuerzas de marea, lo que permite que un mayor número de galaxias intrusas contamine la región ocupada por la subestructura en proyección.

Si bien valores de Pureza  $\sim 60\%$  pueden parecer bajos, debe tenerse en cuenta que para la complejidad que sugiere el entorno de un cúmulo de galaxias y las diferentes historias de

Table 3.1: Razones entre de las propiedades de las subestructuras DS+ y los grupos reales.

mean Vel	Vel disp.	Size	Stellar Mass
$ V_{\text{DS+}}/V_{\text{real}} $	$\sigma_{\text{DS+}}/\sigma_{\text{real}}$	$R_{\text{DS+}}/R_{\text{real}}$	$M_{\star,\text{DS+}}/M_{\star,\text{real}}$
$1.2 \pm 2.3$	$1.8 \pm 3.0$	$1.1 \pm 0.4$	$1.5 \pm 1.4$

acreción a lo largo del tiempo, el poder recuperar algo de información de subestructuras es en si hecho importante.

Los resultados presentados anteriormente para completitud y pureza se obtuvieron utilizando un límite superior de probabilidad de 0.01. No obstante hicimos algunas pruebas adicionales y obtuvimos resultados generales similares al considerar límites de probabilidad inferiores (por ejemplo, 0.005), aunque (como sería de esperar) con menor cantidad de subestructuras detectadas.

Es interesante comparar nuestros resultados con los obtenidos para el código recientemente desarrollado *Blooming Tree*, que ha sido aclamado como el mejor método de identificación de subestructuras e incluso superior al  $\sigma$  plateau (Yu et al., 2018). Una comparación directa no es posible, debido a las diferentes simulaciones utilizadas, y las diferentes definiciones de completitud y pureza (Yu et al., 2018). En resumen, a partir de los resultados de Yu et al. (2018), *Blooming Tree* alcanza una completitud  $C \sim 0.8$ , y una pureza,  $P \sim 0.6$ , para  $\sim 1/2$  de las subestructuras detectadas. La completitud de *Blooming Tree* es, por tanto, comparable a la de DS+ en su modo de solapamiento, y superior a la de nuestro método en su modo de no solapamiento. La pureza de las subestructuras DS+ parece ser superior a la de *Blooming Tree*, ya que el valor  $P = 0.6$  se alcanza con este último método sólo para  $\sim 1/2$  de las estructuras detectadas. A la espera de una comparación más directa entre *Blooming Tree* y DS+, que está fuera del alcance de este trabajo, concluimos provisionalmente que estos dos algoritmos alcanzan rendimientos similares en la detección de subestructuras.

### 3.4.2 Comparación entre las propiedades internas de subestructuras DS+ vs. grupos reales

Con el objetivo de tener una estima adicional sobre las características y confiabilidad de las subestructuras detectadas utilizando el método DS+, comparamos varias de sus propiedades globales de las subestructuras detectadas por DS+ con aquellas que presentarían los “remanentes” de grupos reales<sup>3</sup>. Las propiedades que consideramos son: la velocidad media en la línea de la visual ( $V$ ), la dispersión de velocidades ( $\sigma$ ), el tamaño  $2D$  del grupo ( $R$ , medido como el promedio de las distancias mutuas) y la masa estelar total del grupo ( $M_{\star}$ ).

Las propiedades de cada subestructura identificada por DS+ se calculan utilizando todas las galaxias asignadas a esa agrupación. Como las galaxias de una subestructura pueden ser miembros de más de un grupo real, sólo consideramos el grupo que tiene el mayor número de miembros en común con la subestructura considerada. Posteriormente, calculamos las propiedades

<sup>3</sup>Téngase en cuenta que una vez que un grupo a caído dentro de un cúmulo, ya no sería correcto llamar a esto un grupo, pero usamos este término para referirnos a galaxias miembros de estas agrupaciones que aún podrían conservar propiedades internas similares entre sí y distinguibles a las propiedades generales del cúmulo.

de este grupo real utilizando sólo las galaxias que también son miembros de la subestructura. Esto se hace porque muchos de los miembros originales del grupo se dispersan rápidamente en el cúmulo después de la caída y atribuirlos al grupo no sería correcto en términos físicos.

Los valores medios de los cocientes entre una propiedad de una subestructura y su correspondiente grupo real se presentan en la tabla 3.1. En todos los casos, la relación se acerca a la unidad, pero con dispersiones considerables. Las estimaciones computadas con el método DS+ tanto de la dispersión de velocidades como de la masa estelar de los grupos están fuertemente sesgadas positivamente, como era de esperar debido a la presencia de intrusos en las subestructuras identificadas.

En la Fig. 3.4 mostramos las correlaciones entre las propiedades de las subestructuras y las de los grupos reales correspondientes. En cada panel incluimos los valores medios de las diferencias entre las propiedades  $\Delta \log(X) = \log(X_{DS+}) - \log(X_{Real})$  y su desviación estándar. Usamos el coeficiente de correlación de Spearman y notamos que todas las correlaciones son significativas, con probabilidades de 0.94 a 0.99 (el valor más bajo corresponde a la dispersión de velocidades). Estos valores indican que podemos utilizar las propiedades de las subestructuras detectadas por DS+ para predecir las propiedades de los grupos reales correspondientes. Sin embargo, esto sólo es cierto en promedio, ya que las propiedades inferidas pueden ser muy diferentes de las reales para grupos individuales. Otras propiedades de las galaxias, como la población estelar, la metalicidad, etc., podrían utilizarse para identificar y eliminar intrusos de las subestructuras detectadas y así mejorar la correspondencia entre las propiedades globales de los grupos y las subestructuras. Sin embargo, no hemos explorado dicha posibilidad en este análisis.

En los paneles inferiores de la Fig. 3.4 se incluyen los cocientes entre los observables de subestructuras DS+ respecto de las mediciones hechas con los miembros de grupos reales  $X_{DS+}/X_{Real}$ . Si bien los coeficientes de Spearman presentados anteriormente son significativamente altos y muchas de las comparaciones se encuentran cerca de la línea 1:1, existe una gran dispersión en algunos de los grupos comparados. En estos subpaneles se han incluido con líneas rojas la región que encierra sobre o subestimaciones de  $\pm 50\%$  y en todos los casos comprobamos que la mayoría de los valores comparados se encuentra dentro de esta región.

### 3.5 Una aplicación del DS+ al análisis de subestructuras: el Bullet Cluster

Como ejemplo práctico del funcionamiento del método DS+, lo aplicamos al famoso cúmulo “Bala” (*Bullet Cluster*) o 1E 0657-558 (Barrena et al., 2002; Markevitch et al., 2002; Clowe et al., 2004). Utilizamos los datos espectroscópicos de las galaxias en la región del cúmulo a partir de la Base de Datos Extragalácticos de la NASA/IPAC (NED<sup>4</sup>, por sus siglas en inglés). Tras eliminar las entradas dobles, encontramos 231 galaxias con desplazamientos al rojo dentro de un círculo de 10 minutos de arco de radio alrededor del centro del cúmulo. Todas estas galaxias son miembros del cúmulo, según el procedimiento *Clean* de Mamon et al. (2013). El

<sup>4</sup>La Base de Datos Extragalácticos de la NASA/IPAC (NED) está financiada por la Administración Nacional de la Aeronáutica y del Espacio y operada por el Instituto de Tecnología de California.



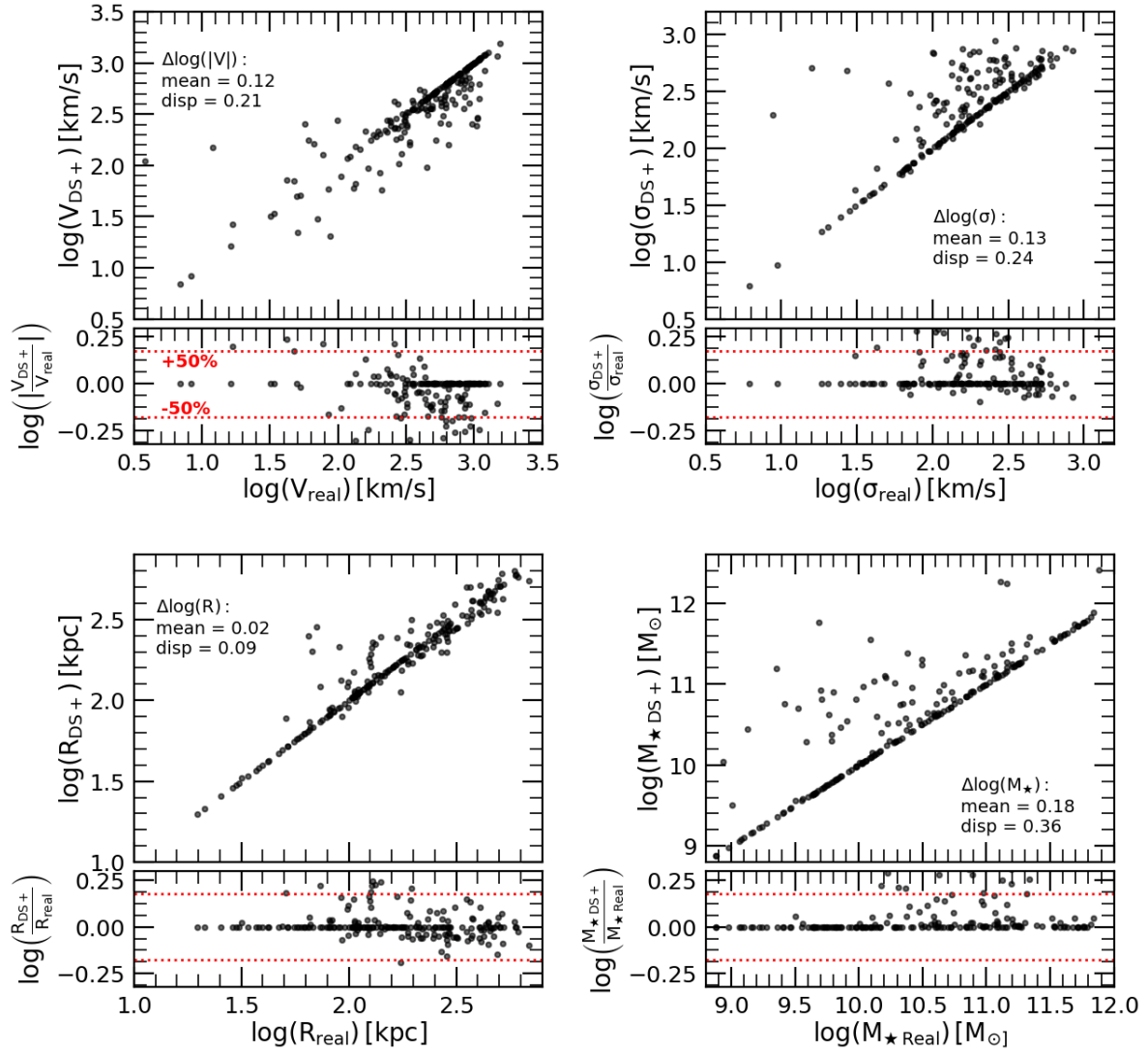


Figura 3.4: Comparación de diferentes propiedades de las subestructuras identificadas usando el método DS+ sin solapamiento con las correspondientes para los grupos reales. **Arriba-izquierda:** velocidades medias en la línea de la visual. **Arriba-derecha:** dispersión de velocidades. **Abajo-izquierda:** Tamaño del grupo proyectado (promedio de las distancias mutuas). **Abajo-derecha:** Masa estelar total. En cada panel, incluimos el valor medio y la desviación estándar de las diferencias entre la subestructura y las propiedades de los grupos reales correspondientes. En cada caso los subpaneles inferiores muestran el logaritmo del cociente entre las propiedades medidas para las subestructuras DS+ y los grupos reales y las líneas rojas indican la región que denota aumentos o disminuciones de  $\pm 50\%$  en todos los paneles.

Table 3.2: Propiedades de las subestructuras detectadas en el cúmulo Bala

ID	$N_g$	$p$	$x$ [kpc]	$y$ [kpc]	$R/r_{200}$	$v_g$ [km s <sup>-1</sup> ]	$\sigma_g$ [km s <sup>-1</sup> ]
1	6	0.000	-239	383	0.21	-1070 ± 694	1535 <sup>+537</sup> <sub>-407</sub>
2	7	0.000	443	-820	0.44	383 ± 106	750 <sup>+238</sup> <sub>-184</sub>
3	7	0.000	837	294	0.42	1113 ± 547	1356 <sup>+431</sup> <sub>-333</sub>
4	9	0.000	-2	110	0.05	12 ± 264	915 <sup>+250</sup> <sub>-199</sub>
5	6	0.001	-656	-589	0.41	208 ± 521	978 <sup>+342</sup> <sub>-259</sub>
6 (Bullet)	9	0.001	-736	223	0.36	413 ± 124	849 <sup>+232</sup> <sub>-185</sub>
7	6	0.002	47	-424	0.20	-1020 ± 135	1260 <sup>+440</sup> <sub>-334</sub>
8	7	0.003	82	-105	0.06	1105 ± 614	1536 <sup>+488</sup> <sub>-377</sub>
9	11	0.008	-1431	767	0.76	-505 ± 204	1131 <sup>+275</sup> <sub>-223</sub>
10	9	0.010	173	264	0.15	-163 ± 255	708 <sup>+193</sup> <sub>-154</sub>

desplazamiento al rojo medio del cúmulo es  $\bar{z} = 0.2965 \pm 0.0003$ , y la dispersión de velocidades en reposo es  $\sigma_v = 1163^{+56}_{-59} \text{ km s}^{-1}$ . Estos valores se obtienen utilizando el estimador de *biweight* tal y como recomienda Beers et al. (1990) para grandes conjuntos de datos. Estos valores son consistentes con los determinados por Barrena et al. (2002) utilizando 78 miembros de cúmulo.

Con este valor de  $\sigma_v$ , estimamos la masa virial  $M_{200}$  del cúmulo Bala utilizando dos relaciones de escala extraídas de Munari et al. (2013): la relación de la Ec. (1) en ese trabajo que se basa en el perfil NFW y la relación denominada como “AGN gal” de la Tabla 1 de ese trabajo que se basa en las galaxias identificadas en simulaciones hidrodinámicas con realimentación (*feedback*) de núcleos activos de galaxias (AGN). Obtenemos una masa  $M_{200} = 1.3 \pm 0.2 \times 10^{15} M_{\odot}$ , considerando la media de los valores obtenidos utilizando las dos relaciones de escala mencionadas. Nuestro valor de  $M_{200}$  está en buen acuerdo dentro de  $1\sigma$  con la estimación de la masa virial obtenida por Barrena et al. (2002), así como con la masa obtenida a partir de lente gravitacional (Clowe et al., 2004; Springel & Farrar, 2007).

Corrimos el código DS+ en el modo de no solapamiento al conjunto de datos de 191 galaxias miembro dentro del radio virial del cúmulo ( $r_{200} = 2.1 \text{ Mpc}$ ) y encontramos diez subestructuras con una probabilidad  $p \leq 0.01$ . Identificamos 77 galaxias como miembros de estas subestructuras, y basándonos en nuestra estimación de pureza del código DS+ esperamos que sólo  $\sim 50$  de ellas sean también miembros de grupos reales. Es posible que muchos de los  $\sim 27$  miembros espurios sean los asignados a las dos subestructuras de menor importancia, caracterizadas por valores de probabilidad 0.008 y 0.010, mucho mayores que los de las otras ocho subestructuras ( $\leq 0.003$ ).

Las propiedades de las diez subestructuras detectadas se enumeran en la Tabla 3.2 y su distribución espacial proyectada se muestra en la Fig. 3.5. Dado que estamos tratando con conjuntos de datos pequeños (menos de 15 miembros por subestructura), estimamos las dispersiones de velocidad de las subestructuras  $\sigma_g$  mediante el método gapper (Beers et al., 1990; Girardi et al., 1993). Basándonos en nuestro análisis de la sección 3.4.2, esperamos que las dispersiones de velocidad del grupo sean 1.8 veces menores, en promedio, que las correspondientes estimaciones de la subestructura (véase la tabla 3.2).

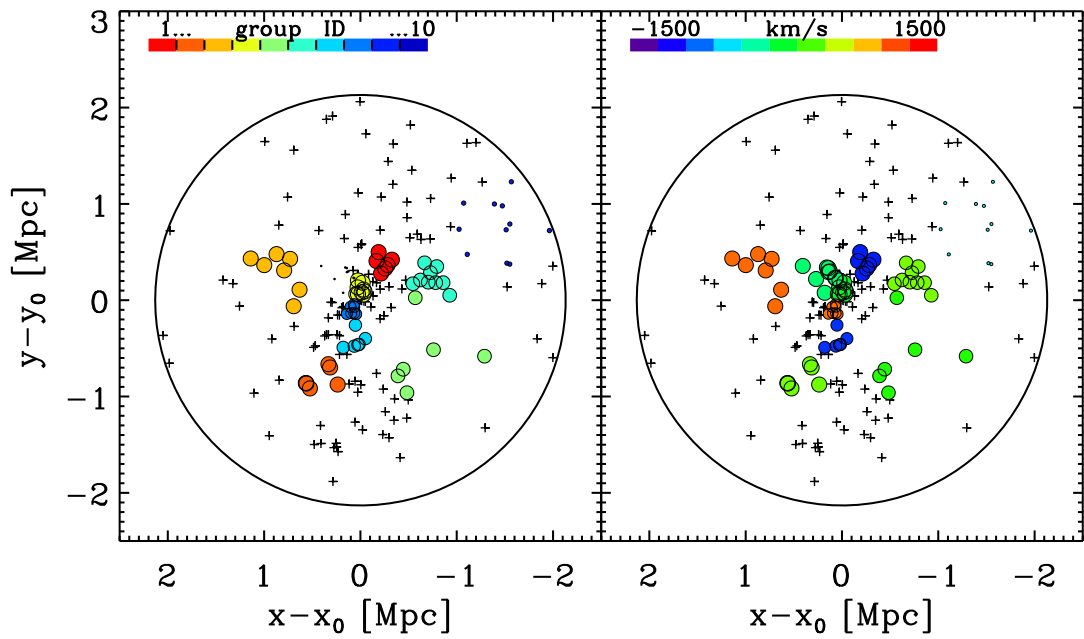


Figura 3.5: Distribución espacial proyectada de las galaxias miembros del cúmulo Bala (Bullet Cluster) y las subestructuras detectadas por DS+. Los puntos representan galaxias asignadas a subestructuras por DS+, mientras que las cruces corresponden a galaxias no asignadas a ninguna subestructuras. El tamaño de los puntos se escala con la probabilidad del grupo detectado que aparece en la Tabla 3.2. El círculo negro tiene un radio virial de  $r_{200} = 2.13$  Mpc y está ajustado al centro del cúmulo, RA=104.65139, Dec=-55.95468. El norte está arriba y el este está a la izquierda. **Panel izquierdo:** Diferentes colores identifican las galaxias asignadas a las diferentes agrupaciones, numerados del 1 al 10 como en la Tabla 3.2. El grupo  $N^{\circ}6$  es el Bullet (Bala), representado por los 9 puntos turquesa en las coordenadas  $(-0.74, 0.22)$ . **Panel derecho:** La escala de colores representa la velocidad media de los grupos (ver Tabla 3.2).

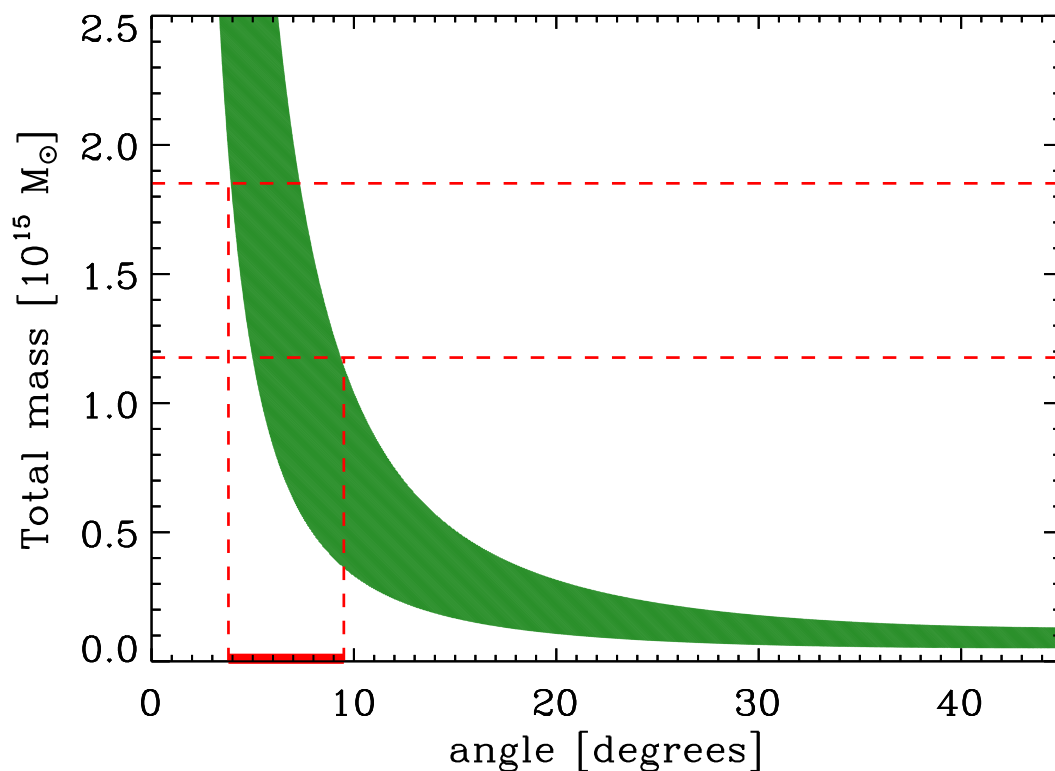


Figura 3.6: Modelo de colisión de dos cuerpos entre el cúmulo principal y el Bullet (subestructura  $N^{\circ}6$  en la Tabla 3.2). La masa total del sistema se muestra en el eje y, en función del ángulo del eje de colisión con respecto al plano del cielo. En la intersección de los valores de masa con la curva del modelo dibujamos dos líneas verticales que identifican los ángulos de colisión permitidos inferidos (en rojo en el eje x),  $\sim 4^{\circ}$ - $10^{\circ}$ .

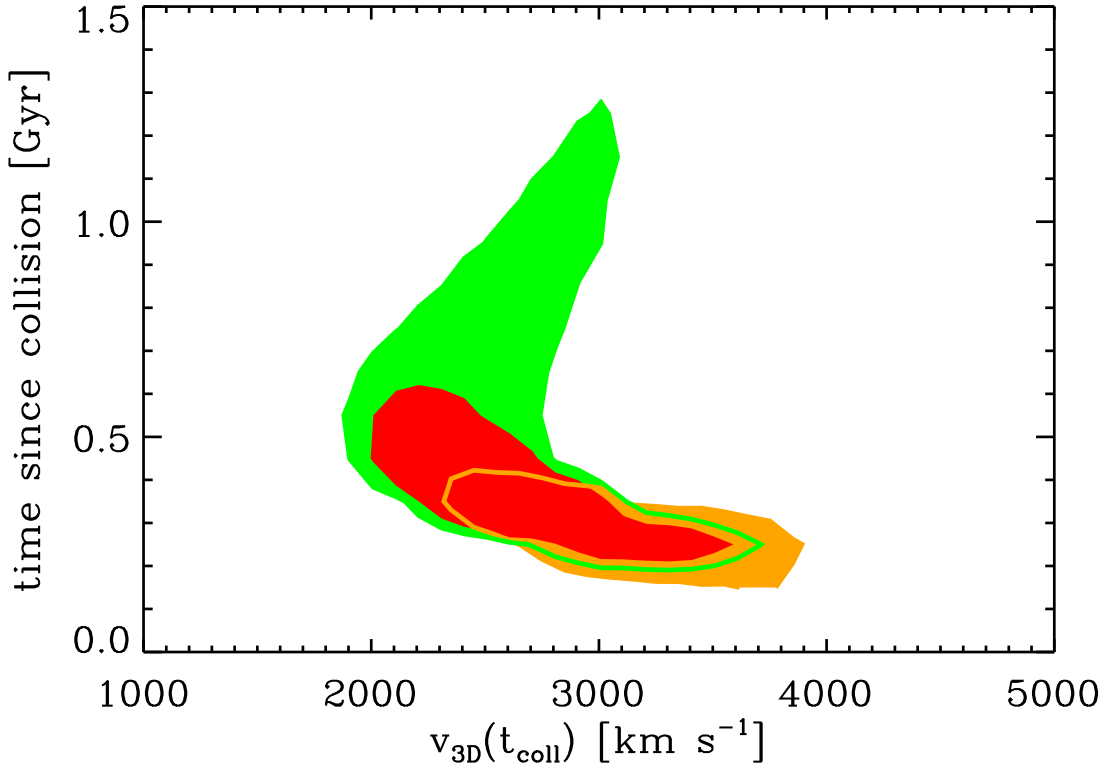


Figura 3.7: Resultado del algoritmo MCMAC (Dawson, 2013) aplicado al cúmulo Bala y su “bala” (grupo  $N^{\circ}6$  en la Tabla 3.2), tiempo desde la colisión frente a la velocidad 3D en el momento de la colisión. Los contornos son niveles de confianza del 68%. Los contornos verdes no incluyen ninguna restricción sobre el ángulo de colisión. Los contornos naranjas se obtienen considerando sólo los ángulos  $\leq 29^{\circ}$ , que es la restricción de  $1 \sigma$  derivada por (Wittman et al., 2018). Los contornos rojos se obtienen considerando sólo los ángulos entre  $4^{\circ}$  y  $10^{\circ}$ , como se deduce del modelo clásico de colisión de dos cuerpos.

La subestructura  $N^{\circ}6$  de la Tabla 3.2 es la Bala (*Bullet*) que da nombre al cúmulo. En comparación con la subestructura identificada por Barrena et al. (2002), la velocidad media de nuestra subestructura que es de  $v_g \sim 413 \pm 124 \text{ km/s}$  (en el marco de referencia del cúmulo en reposo) está ligeramente por debajo del valor estimado por Barrena et al. (2002) que es de unos  $\sim 600 \text{ km/s}$ , pero ambos resultados siguen estando en buen acuerdo. Después de corregir el valor observado de la dispersión de velocidades de la subestructura por el factor de sesgo medio que aparece en la Tabla 3.1, estimamos que la subestructura del Bullet debería caracterizarse por una dispersión de velocidades de  $\sigma_g \sim 472 \text{ km/s}$ , que es aproximadamente dos veces mayor que la estimación de Barrena et al. (2002).

Aplicamos las relaciones de escala mencionadas anteriormente de Munari et al. (2013) a esta dispersión de velocidad de grupo corregida, para estimar una masa de grupo de  $1.0^{+1.1}_{-0.2} \times 10^{14} M_{\odot}$ . Esto está de buen acuerdo con la estimación de masa de lente gravitacional débil de Bradač et al. (2006) en  $2.0 \pm 0.2 \times 10^{14}$ . La razón de masa entre el grupo “Bala” y el cúmulo que encontramos es  $0.07^{+0.16}_{-0.06}$ , consistente con el valor de 0.1 adoptado en la simulación numérica de Springel & Farrar (2007).

En línea con análisis anteriores (Barrena et al., 2002; Springel & Farrar, 2007; Mastropietro & Burkert, 2008) consideramos aquí el modelo clásico de dos cuerpos (two-body) para explorar las propiedades de la colisión de la Bala (Gregory & Thompson, 1984; Beers et al., 1991). Tomando la masa del cúmulo y de la subestructura como inferimos de la cinemática, el rango permitido de  $1 \sigma$  del ángulo entre el eje de colisión y el plano del cielo es  $\sim 4^\circ$ - $10^\circ$  (ver Fig. 3.6). Sin embargo, la precisión de esta es ciertamente demasiado optimista ya que no hemos tenido en cuenta las incertidumbres sistemáticas inherentes al modelo de dos cuerpos.

A continuación, aplicamos el código MCMAC de Dawson (2013). A diferencia del modelo clásico de dos cuerpos, el método desarrollado por Dawson (2013) no asume que los sistemas que colisionan son masas puntuales. El cúmulo y la subestructura se modelan como dos halos NFW esféricamente simétricos. El modelo asume la conservación de la energía, un parámetro de impacto nulo y que las velocidades relativas máximas de los dos sistemas es la velocidad de caída libre a partir de sus masas estimadas. La fricción dinámica no se incluye en el modelo. El modelo se incorpora en una implementación de Monte Carlo en la que los valores de los parámetros se extraen aleatoriamente de observables con incertidumbres asociadas: las masas de los sistemas en colisión, sus concentraciones, los corrimientos al rojo medios y la distancia proyectada entre ambos.

Como antes, adoptamos las masas e incertidumbres que derivamos de las dispersiones de velocidad de los cúmulos y grupos. No medimos sus concentraciones de masa y, por lo tanto, adoptamos la relación masa-concentración de Duffy et al. (2008b), que es el valor interno por defecto del código MCMAC. Realizamos 50000 remuestreos de Monte Carlo. En la Fig. 3.7 mostramos los resultados como regiones de confianza del 68% en el plano del tiempo desde la colisión frente a la velocidad 3D relativa en el momento de la colisión. El contorno verde corresponde a la solución obtenida sin ninguna restricción externa sobre el ángulo de la colisión. Si descartamos las soluciones con un ángulo de colisión fuera del rango  $\sim 4^\circ$ - $10^\circ$  sugerido por el modelo de dos cuerpos (Fig. 3.6), obtenemos el contorno naranja de la Fig. 3.7. Como se ha explicado anteriormente, el rango permitido para el ángulo de colisión que inferimos del modelo de dos cuerpos es demasiado restrictivo porque ignora las incertidumbres sistemáticas. Otra estimación, posiblemente más fiable del ángulo de colisión permitido ha sido derivada por Wittman et al. (2018) basándose en la identificación de análogos de sistemas observados en simulaciones cosmológicas de N-cuerpos. Restringsieron el ángulo de colisión de la subestructura Bala a  $\leq 29^\circ$  para un nivel de confianza del 68%. Al ingresar esta restricción en nuestra solución MCMAC se obtiene el contorno rojo de la Fig. 3.7.

A partir del análisis MCMAC llegamos a la conclusión de que las incertidumbres observacionales son actualmente demasiado grandes para permitir restricciones fuertes sobre la geometría, el momento y la cinemática de la colisión la subestructura Bala. Nuestros resultados sugieren que la colisión se produjo en los últimos 500 Myr, y que la velocidad máxima de colisión la subestructura Bala estuvo en el rango  $\sim 2000 - 4000 \text{ km/s}$ . La velocidad del Bullet que encontramos es, por tanto, significativamente menor que la velocidad del arco de choque que precede a la Bala ( $4700 \text{ km/s}$ , Markevitch, 2006), como se espera de las simulaciones numéricas (Milosavljević et al., 2007; Springel & Farrar, 2007). Según Thompson et al. (2015), una colisión de dos sistemas masivos como el cúmulo y el grupo Bala con una velocidad de colisión de  $\sim 3000 \text{ km s}^{-1}$  es un evento raro, pero no imposible en una cosmología  $\Lambda$ CDM.

Nuestro análisis utilizando el código DS+ identifica otras siete subestructuras (no identificadas previamente) con una probabilidad similar a la del Bullet (véase la Tabla 3.2, ignoramos las dos subestructuras de menor importancia en la siguiente discusión). Algunas tienen estimaciones de dispersión de velocidad muy grandes, pero no son incompatibles con los valores típicos de grupos, dadas las grandes barras de error y que se espera que estén sobreestimadas por un factor de sesgo de 1.8, en promedio (véase la Tabla 3.1).

La subestructura  $N^{\circ}3$  se encuentra a lo largo del eje de colisión del cúmulo Bala (según se infiere de las imágenes de rayos X, Markevitch et al., 2002). Tiene una velocidad mucho mayor, pero compatible dentro de las incertidumbres, que la del Bullet (véase la Tabla 3.2 y el panel derecho de la Fig. 3.5), por lo que podría tener su origen en el mismo filamento de estructura a gran escala (aún no identificado) del que procede la propia “bala”. El eje principal del cúmulo, casi ortogonal al eje de colisión del Bullet está trazado por cuatro subestructuras (números 2, 7, 4, 1, desde abajo a la izquierda hasta arriba a la derecha en la Fig. 3.5). Se ha sugerido que el alargamiento del cúmulo indica otro eje de fusión para el cúmulo (Lage & Farrar, 2014; Sikhosana et al., 2022). Nuestra detección de subestructuras a lo largo de este eje apoya esta hipótesis, aunque la falta de un patrón de velocidad coherente a lo largo de este (hipotético) eje de fusión (véase la Fig. 3.5, panel de la derecha) sugiere que ya se han producido múltiples episodios de acreción a lo largo del mismo eje, observándose algunos grupos antes y otros después de su paso por el pericentro. La subestructura  $N^{\circ}5$  no parece estar relacionada con ninguno de los dos ejes de colisión principales.

## 3.6 Conclusiones

Testeamos el método DS+ en halos cosmológicos de cúmulos de galaxias extraídos de la simulación IllustrisTNG100, donde se han identificado grupos que caen, de la misma forma que se hizo en el capítulo anterior y reportado en Benavides et al. (2020). En promedio, cada uno de estos halos contiene 190 galaxias de una masa estelar mínima de  $1.5 \times 10^8 M_{\odot}$ . Encontramos que nuestro método (ejecutado en su modo de solapamiento) identifica con éxito  $\sim 80\%$  de las galaxias de grupos reales como miembros de subestructuras, incluso en grupos con menos de 10 galaxias miembros. Al menos el 60% de las galaxias asignadas a las subestructuras detectadas son a su vez miembros de grupos reales.

A continuación, comparamos las propiedades individuales de cada una de las subestructuras detectadas en el modo sin solapamiento de DS+, con las de los grupos reales correspondientes, asociando a cada subestructura detectada el grupo con el mayor número de galaxias comunes. Encontramos que la velocidad media, el tamaño, la dispersión de velocidades y la masa estelar de las subestructuras detectadas, están significativamente correlacionadas con las propiedades correspondientes de los grupos, aunque con una gran dispersión y un sesgo sustancial. Así, es posible utilizar las propiedades de las subestructuras detectadas para conocer las propiedades de los grupos reales, pero sólo en promedio, teniendo en cuenta los sesgos.

Como ejemplo, aplicamos el método DS+ al cúmulo Bala. Encontramos diez subestructuras significativas, una de las cuales corresponde al grupo que da nombre al cúmulo. Estudiamos la geometría y cinemática de la colisión del cúmulo Bala y encontramos resultados consistentes con estudios anteriores, estableciendo límites de confianza del 68% para la velocidad

de colisión ( $2000\text{-}4000 \text{ km s}^{-1}$ ) y el tiempo de colisión ( $\lesssim 0.5 \text{ Gyr}$ ). Las otras subestructuras detectadas sugieren la presencia de otro eje de colisión que se corresponde con la elongación principal del sureste al noroeste del cúmulo.



# Capítulo 4

## Galaxias ultra difusas en diferentes entornos

En este capítulo estudiamos la formación de galaxias ultra difusas (UDGs) utilizando la simulación hidrodinámica cosmológica TNG50 del proyecto Illustris-TNG. Definimos las UDGs como galaxias enanas que corresponden al 5% de tamaños mas extendidos en la relación masa-tamaño. Esto da como resultado una muestra de UDGs con radios a mitad de masa estelar  $r_{\text{hx}} \gtrsim 2$  kpc y brillo superficial entre 24.5 y 28 mag arcsec<sup>-2</sup>, similares a las definiciones de UDGs en las observaciones. El gran volumen cosmológico de TNG50 permite comparar las propiedades de las UDG en distintos entornos, desde el campo hasta los cúmulos de galaxias con masa virial  $M_{200} \sim 2 \times 10^{14} M_{\odot}$ . Todas las UDGs de nuestra muestra tienen masas de halos de galaxias enanas ( $M_{200} \sim 10^{11} M_{\odot}$ ) y presentan las mismas tendencias ambientales que las galaxias enanas normales: las UDGs de campo tiene formación estelar y son azules mientras que las UDGs satélite son típicamente apagadas y rojas. La simulación TNG50 predice que las UDGs habitan preferentemente halos de espín más alto y halos más masivos a una masa estelar fija en comparación con las galaxias enanas que no son UDGs. Esto se aplica también a la mayoría de las UDGs satélites, que en realidad son UDGs que “nacen” en el campo y caen en grupos y cúmulos sin cambios significativos en su tamaño. Sin embargo, encontramos un pequeño subconjunto de UDGs satélites ( $\lesssim 10\%$ ) con un tamaño estelar actual cerca de  $\geq 1.5$  veces mayor que en el momento de la caída, lo que confirma que los efectos de las mareas, especialmente en las enanas de menor masa, son también un mecanismo de formación viable para algunas de estas UDGs, aunque es un mecanismo subdominante en esta simulación. Este capítulo está basado en Benavides et al. (2023b).

### 4.1 Introducción

Las galaxias ultra difusas (UDGs, por sus siglas en inglés) son un caso extremo de galaxias de bajo brillo superficial (Sandage & Binggeli, 1984; Impey et al., 1988; Dalcanton et al., 1997; de Blok & McGaugh, 1997; McConnachie et al., 2008; Conselice, 2018) con luminosidades en el régimen de las enanas  $L \sim 10^{7-9} L_{\odot}$  y radios efectivos<sup>1</sup> extendidos  $R_e \geq 1.5$  kpc. Las UDGs fueron detectadas por primera vez en gran número en el cúmulo de Coma (van Dokkum et al., 2015a), seguido de varios trabajos pioneros en la búsqueda de estas tenues galaxias enanas en grupos y cúmulos (por ejemplo, Koda et al., 2015; van Dokkum et al., 2015a,b; Mihos et al.,

---

<sup>1</sup>Se llama radio efectivo a una medida observacional del tamaño característico de una galaxia, correspondiente al radio (proyectado) que encierra la mitad de la luz.

2015; van der Burg et al., 2016; Yagi et al., 2016; Mancera Piña et al., 2019a; Lim et al., 2020; Venhola et al., 2022; La Marca et al., 2022).

Estos estudios confirmaron que se pueden encontrar hasta miles de UDGs en cúmulos individuales y que la abundancia de UDGs escala casi linealmente con la masa del halo anfitrión (van der Burg et al., 2016; Mancera Piña et al., 2018; Lee et al., 2020b). Las UDGs son, por tanto, una población numerosa en entornos de alta densidad y contribuyen significativamente a estadísticas bien estudiadas como la función de luminosidad de galaxias satélites o a la agrupación de galaxias (*galaxy clustering*). También son una componente fundamental en nuestra comprensión de la formación de galaxias enanas, ya que algunas de sus propiedades observadas, como el tamaño, el contenido de cúmulos globulares o la masa dinámica inferida, siguen siendo difíciles de conciliar con los modelos teóricos (Sales et al., 2022).

Uno de los aspectos más llamativos de los primeros estudios sobre las UDGs fue el descubrimiento de un gran número de cúmulos globulares asociados (van Dokkum et al., 2016; Peng & Lim, 2016; van Dokkum et al., 2017), lo que junto con su supervivencia en entornos de alta densidad motivó la idea de que viven en halos de materia oscura excesivamente masivos, siendo más comparables a objetos similares a la Vía Láctea que a las enanas. Estudios posteriores han demostrado que este no es necesariamente el caso de todas las UDG, algunas de las cuales podrían incluir unos pocos o incluso ningún cúmulo globular (Beasley et al., 2016; Amorisco et al., 2018; Lim et al., 2018; Saifollahi et al., 2021, 2022), así como un amplio rango de estimaciones de masa dinámica (Beasley et al., 2016; Toloba et al., 2018; van Dokkum et al., 2019b; Danieli et al., 2019; Doppel et al., 2021; Gannon et al., 2022).

La combinación de los resultados actuales sobre el contenido de cúmulos globulares y las estimaciones de masa cinemática sugiere que una gran fracción de las UDGs habitan en halos de masa de galaxias enanas, como las galaxias enanas regulares, en lugar de ser comparables a objetos de luminosidad  $L_*$  como se pensaba originalmente (véase una breve revisión en Trujillo, 2021). En la actualidad, el contenido de materia oscura de las UDGs sigue siendo un tema interesante de debate, con algunos casos extremos de razón masa-luminosidad (Toloba et al., *in-prep*) o con la sobreabundancia de cúmulos globulares en algunas UDGs siendo aspectos particularmente intrigantes de su formación (véase Trujillo-Gomez et al. 2022, Carleton et al. 2021 y Danieli et al. 2022 para posibles mecanismos que expliquen el alto número de cúmulos globulares).

Se han elaborado varios modelos teóricos para explicar la formación de UDGs con tamaños estelares grandes, que pueden dividirse a grandes rasgos en tres categorías principales: procesos internos, procesos impulsados desde el exterior o una combinación de ambos. Los procesos internos incluyen el alto momento angular (Amorisco & Loeb, 2016; Rong et al., 2017) o la formación estelar en estallidos y prolongada con sus flujos estelares asociados a un modo de respiración (*breathing-mode*, Di Cintio et al., 2017; Chan et al., 2018) como principales impulsores de los tamaños extendidos en las UDGs. Los mecanismos impulsados por el entorno incluyen la expansión de galaxias enanas que, de otro modo, serían normales, debido a diferentes procesos como el calentamiento por mareas (Jiang et al., 2019a), el despojo por mareas (*tidal stripping*, Carleton et al., 2019; Macciò et al., 2021), la expansión no-adiabática de las estrellas debido a la remoción de gas (Safarzadeh & Scannapieco, 2017), las fusiones (Wright et al., 2021) o el apagado estelar tras el truncamiento de la formación estelar inducido por el entorno del cúmulo (Tremmel et al., 2020).

La tercera clase de modelos de formación de UDGs invoca la necesidad de una combinación de procesos internos y externos. Por ejemplo, en las simulaciones presentadas en Jiang et al. (2019a) y Sales et al. (2020), la población de UDGs en grupos y cúmulos provienen de la caída de enanas extendidas que ya han “nacido” como UDGs en el campo, más la adición de UDGs recién formadas debido al despojo por fuerzas de marea de galaxias más masivas (Sales et al., 2020) o al calentamiento por marea de galaxias enanas normales (Jiang et al., 2019a), con la inclusión de ambos mecanismos necesarios para reproducir el número observado de UDGs en grupos y cúmulos. Otro ejemplo de origen mixto se presenta en Jackson et al. (2021), donde las galaxias de bajo brillo superficial (algunas de las cuales se calificarían como UDGs) se forman por una combinación de un ensamblaje temprano debido a regiones de alta densidad, seguido de despojo y perturbaciones de marea impulsadas por el entorno en tiempos tardíos.

Si bien todos los mecanismos de formación de UDGs discutidos anteriormente pueden desempeñar un papel en la formación de estas galaxias en cierto grado, la identificación de un motor principal para la formación de UDGs sigue siendo difícil de alcanzar y, lo que es más importante, las predicciones de estos modelos teóricos pueden ser mutuamente contradictorias. Por ejemplo, los primeros modelos analíticos predicen que las UDGs se forman en halos con alto espín (Amorisco & Loeb, 2016; Rong et al., 2017), sin embargo, varios equipos que usan datos de simulaciones numéricas no encuentran ningún sesgo particular en el espín del halo de las UDGs frente a las galaxias enanas que no son UDGs (Jiang et al., 2019a; Tremmel et al., 2020; Wright et al., 2021). El tiempo de formación de las UDGs también está mal delimitado en los modelos teóricos, con algunos resultados de simulaciones cosmológicas que sugieren un ensamblaje temprano (Jackson et al., 2021; Wright et al., 2021) mientras que los modelos semi-analíticos favorecen en cambio tiempos de formación recientes (Rong et al., 2017).

Teniendo en cuenta la importante advertencia de que en el pasado se han aplicado diferentes definiciones para identificar UDGs en las observaciones y en las simulaciones, y que esto puede tener un efecto significativo en las conclusiones extraídas (Van Nest et al., 2022), la falta de consenso procedente de diferentes simulaciones es muy probable que también rastree las diferencias en el tratamiento bariónico y el modelo de realimentación adoptado en cada experimento numérico, que se ha demostrado que tiene un impacto considerable en las propiedades estructurales de las galaxias en las simulaciones (Sales et al., 2010; Scannapieco et al., 2012).

Una vía prometedora para ayudar a romper las degeneraciones entre las predicciones de diferentes modelos es comparar las poblaciones de UDGs formadas en diferentes entornos. Por ejemplo, los modelos de formación de UDGs que son puramente ambientales esperarían una población mucho menor de UDGs en el campo. Resulta alentador que los esfuerzos observacionales ya hayan proporcionado grandes muestras de candidatos a UDGs de campo, definidas como galaxias en entornos de baja densidad que satisfacen densidades superficiales y cortes de radio estelar similares a las UDGs tradicionales en cúmulos (por ejemplo, Martínez-Delgado et al., 2016; Román & Trujillo, 2017b; Leisman et al., 2017; Jones et al., 2018; Román et al., 2019; Jones et al., 2021; Marleau et al., 2021).

En la inmensa mayoría, las UDGs de campo son azules y forman estrellas, en contraste con las UDGs de grupos y cúmulos, que son (preferentemente) rojas y apagadas (Prole et al., 2021; Kadowaki et al., 2021; Zaritsky et al., 2022). Sin embargo, es importante notar que un puñado de UDGs identificadas en el campo también son rojas y apagadas (por ejemplo, Martínez-

Delgado et al., 2016; Papastergis et al., 2017; Román et al., 2019), lo que puede explicarse naturalmente a través de órbitas *backsplash* (Benavides et al., 2021). ¿Existe una relación entre las UDGs ricas en gas en el campo y sus homólogas apagadas encontradas hoy en día en entornos de grupos y cúmulos?

Cinemáticamente, los (ciertamente escasos) datos disponibles de una muestra de UDGs de campo ricas en HI sugieren una densidad de materia oscura interna muy baja (Jones et al., 2018; Mancera Piña et al., 2019b, 2022b), lo que desfavorece la existencia de halos de materia oscura muy masivos en estas galaxias enanas, en acuerdo con las estimaciones de halos de masa de enanas en varias UDGs apagadas. No obstante, advertimos que estos resultados deben interpretarse con cuidado, ya que la muestra con curvas de rotación resueltas es pequeña y deben tomarse con cuidado las determinaciones de la inclinación y posibles efectos de desalineamientos. (Read et al., 2016; Oman et al., 2016; Gault et al., 2021; Sellwood & Sanders, 2022). Y lo que es más importante, que aunque sabemos poco sobre la cinemática de las UDGs de campo, sabemos aún menos sobre su contenido de cúmulos globulares, dadas las dificultades para identificar objetos similares a estos en discos de formación estelar grumosos. Esta falta de homogeneidad para comparar las observaciones de las UDGs en el campo y en los cúmulos hace que sea muy difícil vincular evolutivamente las UDGs con formación estelar y las UDGs apagadas en grupos y cúmulos utilizando muestras observacionales.

Las simulaciones numéricas, con su capacidad de rastrear objetos a lo largo del tiempo, son una herramienta ideal para abordar estas cuestiones y proporcionar una importante orientación para futuras observaciones. Sin embargo, debido a las exigencias de resolución numérica, los estudios de UDG en simulaciones cosmológicas se han limitado en el pasado sobre todo a las simulaciones *zoom-in*<sup>2</sup> para enanas de campo o *zoom-in* de grupos y cúmulos (por ejemplo, Di Cintio et al., 2017; Chan et al., 2018; Cardona-Barrero et al., 2020), pero no a ambos entornos simultáneamente. Unos pocos esfuerzos han combinado entornos estudiando diferentes simulaciones utilizando la misma realimentación (por ejemplo, Wright et al. 2021 y Tremmel et al. 2020, o Jiang et al. 2019a), pero a menudo con diferentes resoluciones numéricas o limitando el número de objetos en uno u otro entorno.

Nuestro trabajo se basa en esos modelos de formación utilizando la simulación numérica de alta resolución cosmológica Illustris-TNG50 (en adelante TNG50, Nelson et al., 2019b; Pillepich et al., 2019), que muestrea uniformemente un volumen cúbico de  $\sim 50 Mpc$  de lado para estudiar la formación de galaxias UDG. Presentamos uno de los primeros estudios que incluyen UDGs en un amplio rango de entornos, desde enanas de campo hasta cúmulos con masa virial  $\sim 10^{14} M_{\odot}$  representando estructuras intermedias como filamentos y regiones *backsplash*. El volumen relativamente grande simulado en TNG50 también permite un muestreo uniforme de las historias de formación de halos de UDGs en el campo, sin sesgos introducidos en la selección de halos individuales en simulaciones *zoom-in*. Y lo que es más importante, nuestra muestra contiene galaxias formadas bajo un tratamiento bariónico unificado, una resolución numérica igual e independiente del entorno y un criterio de selección unificado, lo que simplifica la interpretación de nuestros resultados y su posible comparación con observaciones actuales y futuras.

---

<sup>2</sup>Se llama simulaciones *zoom-in* a un tipo de simulaciones en un volumen relativamente grande con baja resolución por partícula, dentro del cual (para una región de interés) se incluyen objetos formados con alta resolución por partícula.

## 4.2 Simulación Illustris-TNG50

Utilizamos la simulación hidrodinámica cosmológica TNG50 (Nelson et al., 2019b; Pillepich et al., 2019), que es el volumen cúbico de mayor resolución disponible en el proyecto IllustrisTNG (Pillepich et al., 2018b,a; Nelson et al., 2018; Naiman et al., 2018; Marinacci et al., 2018; Springel et al., 2018; Weinberger et al., 2018; Nelson et al., 2019b). TNG50 sigue la evolución de un volumen  $\sim 50^3 \text{ Mpc}^3$  con inicialmente un total de  $2 \times 2160^3$  de celdas de gas y partículas de materia oscura. Al igual que sus otras versiones TNG100 y TNG300, la simulación se corre utilizando el código AREPO (Springel, 2010) para evolucionar desde el corrimiento al rojo  $z = 127$  hasta la actualidad y asume un conjunto de parámetros cosmológicos consistentes con las mediciones Planck Collaboration et al. (2016) ( $\Omega_m = \Omega_{dm} + \Omega_b = 0.3089$ ,  $\Omega_b = 0.0486$ , constante cosmológica  $\Omega_\Lambda = 0.6911$ , constante de Hubble  $H_0 = 100 \text{ h km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $h = 0.6774$ ,  $\sigma_8 = 0.8159$  e índice espectral  $n_s = 0.9667$ ). La resolución típica de masa alcanzada en TNG50-1, la corrida de mayor resolución disponible para este volumen y la que se analiza aquí, es  $m_{\text{bar}} \sim 8.5 \times 10^4 M_\odot$  y  $m_{\text{drk}} = 4.5 \times 10^5 M_\odot$ , con una longitud de ablandamiento gravitacional  $\varepsilon_{DM,*}^{z=0} = 0.29 \text{ kpc}$ .

El tratamiento bariónico incluido en TNG50 se basa en gran medida en el proyecto anterior Illustris (Vogelsberger et al., 2013, 2014b) con algunas modificaciones en la realimentación estelar (*feedback* estelar) y AGN descritas principalmente en Pillepich et al. (2018b) y Weinberger et al. (2017), respectivamente. Brevemente, se permite que el gas se enfríe hasta una temperatura  $T = 10^4 \text{ K}$  siguiendo las tasas de enfriamiento y calentamiento calculadas a partir de la densidad local, el corrimiento al rojo y la metalicidad. El gas por encima de una densidad  $n = 0.13 \text{ cm}^{-3}$  se modela mediante una ecuación de estado para describir un gas de fase dual (Springel & Hernquist, 2003).

La formación estelar puede ocurrir en celdas de gas con densidad mayor que  $n_H \simeq 0.1 \text{ cm}^{-3}$ . Las partículas estelares nacen asumiendo una función de masa inicial de Chabrier (Chabrier, 2003) y su evolución estelar posterior siguen la prescripción descrita en Pillepich et al. (2018b). La simulación incluye un modelo de inyección de momentum debido a la realimentación estelar, así como la deposición de metales en las estrellas evolucionadas en el medio interestelar. La realimentación de los agujeros negros también se implementa a través del ingreso de energía tanto para tasas de acreción altas como bajas, aunque se cree que su modelización no juega un papel importante en el rango de masas enanas analizadas en nuestra muestra.

La identificación de los halos y subhalos se realiza mediante la implementación de los algoritmos Friends-of-Friends (Davis et al., 1985, FoF) y SUBFIND (Springel et al., 2001; Dolag et al., 2009b). La evolución de los objetos a través del tiempo se sigue utilizando los árboles de fusión SubLink (Rodríguez-Gomez et al., 2015). La masa virial, el radio virial y la velocidad virial ( $M_{200}$ ,  $r_{200}$  y  $V_{200}$  respectivamente) se miden utilizando el radio dentro del cual la densidad media es 200 veces la densidad crítica del universo. El volumen de TNG50 incluye una amplia gama de entornos, donde el halo más masivo tiene  $M_{200} \approx 2 \times 10^{14} M_\odot$  comparable al cúmulo de Virgo seguido de unas pocas docenas de halos masivos para el entorno de grupos con  $12.5 < \log(M_{200}/M_\odot) < 14$ ) y miles de objetos de masa galáctica y de enana en el campo.

Utilizaremos el término *central* para referirnos a las galaxias que se encuentran en el centro de los pozos de potencial de un determinado grupo FoF (halo), y *satélite* para referirnos a cualquier objeto asociado a un grupo FoF que no sea central (subhalos satélites). A grandes

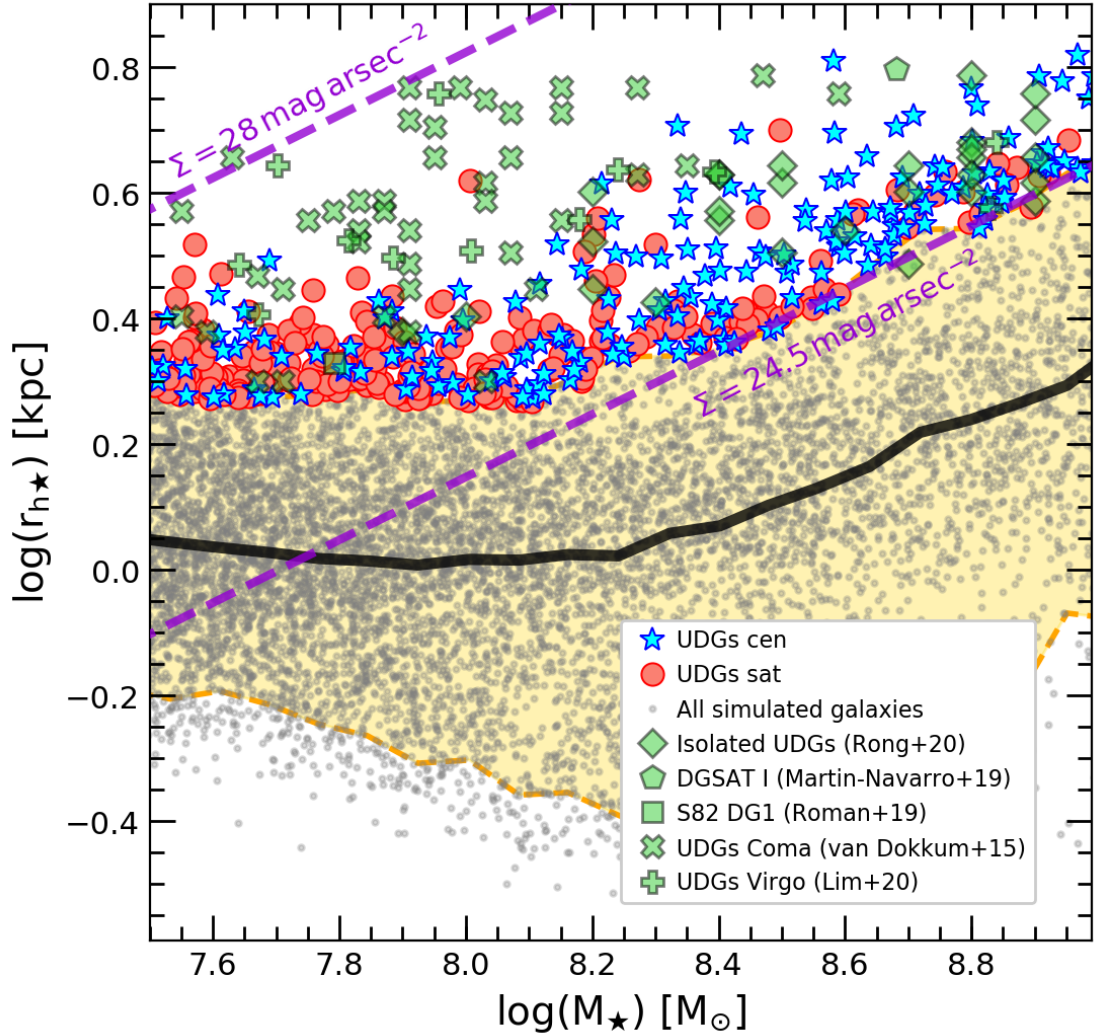


Figura 4.1: Relación entre la masa estelar y el tamaño estelar (definido como el radio de media masa,  $r_{h*}$ ) para todas las galaxias simuladas en el rango de masa  $\log(M_*/M_\odot) = [7.5, 9.0]$  en la simulación TNG50 (puntos grises). La mediana de la distribución se resalta con la línea negra gruesa y sólida. Las UDGs se definen como el 5% más extendidos de la muestra en cada masa estelar, y se destacan en círculos rojos o estrellas azules para los satélites o las centrales, respectivamente. Para comparar, definimos la población de enanas normales como todas las galaxias simuladas con tamaños entre los percentiles 5% y 95% (región amarilla). Las líneas discontinuas finas de color violeta indican las líneas de brillo superficial constante asumiendo una relación masa-luz igual a la unidad e incluyen toda nuestra muestra de UDGs. Con símbolos verdes se muestran varios datos observacionales: los diamantes indican UDGs formadores de estrellas en entornos de baja densidad (Rong et al., 2020b); el círculo es el DGSAT I relativamente aislado (Martín-Navarro et al., 2019); el pentágono es el UDG S82-DG-1, un UDG quiescente aislado (Román et al., 2019); las cruces son UDGs en el cúmulo Virgo (Lim et al., 2020) y los símbolos X para el cúmulo Coma (van Dokkum et al., 2015a). Para estos hemos recalculado los tamaños 2D  $R_{\text{eff}}$  a 3D asumiendo  $r_{h*} = 4/3 R_{\text{eff}}$  (Hernquist, 1990). Nuestra definición de UDGs concuerda bastante bien con los datos observacionales.

rasgos, asumiremos que las galaxias centrales residen en el campo, mientras que los satélites pueden pertenecer a un entorno de galaxias, grupos o cúmulos, según la masa virial de su halo FoF anfitrión. Para este proyecto se definen los tiempos de caída de los satélites,  $t_{\text{inf}}$  como el último archivo de salida antes de que el progenitor cruce el radio virial de su galaxia central. Las propiedades relacionadas con las galaxias, como la masa estelar o de gas, el momento angular, los colores y las tasas de formación estelar, se calculan utilizando todas las partículas dentro del “radio de la galaxia”, que se define aquí como el doble del radio a mitad de la masa estelar total del subhalo  $r_{h,*}$  ( $r_{\text{gal}} = 2r_{h,*}$ ), una definición frecuentemente adoptada en trabajos anteriores de los proyectos Illustris e Illustris-TNG.

### 4.2.1 Muestra de UDGs en TNG50

Nos centramos en el régimen de galaxias enanas con masas estelares  $M_* = 10^{7.5-9} M_\odot$ , lo que en TNG50 significa que las enanas de menor masa de nuestra muestra se resuelven con  $\sim 570$  partículas estelares. Además, imponemos una masa mínima de materia oscura  $m_{\text{drk}} \geq 5 \times 10^7 M_\odot$  y un radio a mitad de masa estelar  $r_{h,*} \geq 0.3 \text{ kpc}$  para eliminar la contaminación espuria de grupos bariónicos y otros artefactos numéricos. La Fig. 4.1 muestra la relación masa estelar - tamaño para las enanas en TNG50 que cumplen estos criterios de selección, donde utilizamos el radio de la media masa estelar para caracterizar el tamaño de la galaxia.

En este trabajo, definimos las UDGs como galaxias enanas con tamaños extendidos que están por encima del percentil 95% de la muestra, con una masa estelar determinada, y nos referimos como “enanas normales” a todas las galaxias dentro de los percentiles 5% – 95% en la relación masa-tamaño, indicadas por el área sombreada en amarillo en la Fig. 4.1. Las UDGs están resaltadas con estrellas azules o círculos rojos según sean objetos de campo o satélites, respectivamente. Para guiar el ojo, incluimos dos líneas de densidad superficial constante que corresponden aproximadamente a  $\Sigma = 24.5$  y  $\Sigma = 28 \text{ mag/arcsec}^2$  (en la banda  $g$  medido dentro del radio efectivo y suponiendo una relación masa-luz de 1), que describen bien las luminosidades típicas de las UDGs en el extremo de masas altas y bajas, respectivamente.

Con nuestra definición, las UDGs simuladas están en el rango de las UDGs de los estudios observacionales en diferentes entornos ( $R_e \gtrsim 1.5 \text{ kpc}$  y  $\mu_g \lesssim 24 \text{ mag/arcsec}^2$  del trabajo original de van Dokkum et al. (2015a)), resaltados con símbolos verdes en la Fig. 4.1. Mostramos las UDGs en los cúmulos de Virgo (Lim et al., 2020) y Coma (van Dokkum et al., 2015a), junto con las UDGs de regiones de baja densidad (Martín-Navarro et al., 2019; Román et al., 2019; Rong et al., 2020b). En el caso de las simulaciones los tamaños 3D se relacionan con el valor bidimensional proyectado  $r_{3D} = (4/3)R_e$  (Hernquist, 1990), así mismo el equipo del proyecto TNG ha realizado un posprocesado de los datos donde se incluye una estima del radio 2D pesado por luz que se corresponde muy bien con los valores  $R_e$  (pesados por masa) estimados utilizando la relación de Hernquist. Mientras que las simulaciones reproducen bien el rango de tamaños observados en el extremo de alta masa estudiado aquí, las UDGs de baja masa en las simulaciones no son tan extensas como algunas de las UDGs observadas en el cúmulo de Coma (van Dokkum et al., 2015a). Dado que el volumen de TNG50 no incluye un entorno tan extremo como el del cúmulo de Coma, que sería aproximadamente un orden de magnitud más masivo que el halo más masivo del volumen de TNG50. Esta falta de UDGs débiles y extendidas en TNG50 podría no considerarse a priori un desacuerdo con las observaciones, pero en cambio pone de relieve una dependencia interesante de las propiedades de las UDGs con el

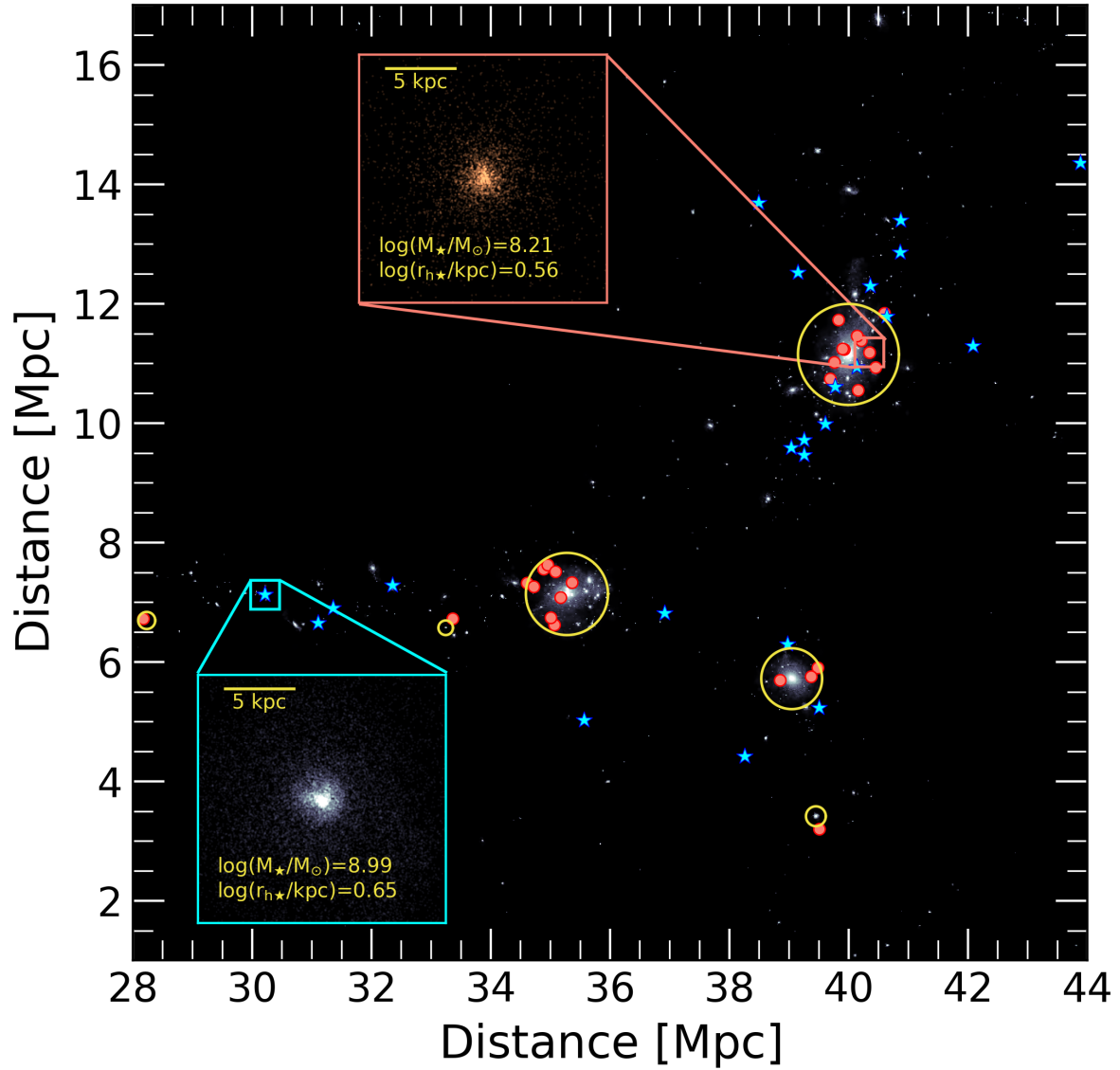


Figura 4.2: Ilustración de algunas de nuestras UDGs simuladas y su ubicación dentro del volumen cúbico de TNG50. Las estrellas azules representan UDGs centrales (galaxias del campo) y los círculos rojos muestran UDGs satélites (galaxias en grupos). Los paneles ampliados muestran el componente estelar de dos ejemplos de UDGs, una en el campo (esquina inferior izquierda) y un satélite de una  $M_{200} \sim 10^{13} M_{\odot}$ ; anfitrión (arriba a la derecha). Los círculos amarillos indican el radio virial de algunos halos de tamaño galáctico y de grupo en esta región del volumen cosmológico.



entorno que es necesario para reconciliar las predicciones teóricas de este modelo particular de formación de UDGs con las observaciones.

Nuestra muestra final de UDGs simuladas en el rango de masa estelar  $M_* = 10^{7.5-9} M_\odot$  comprende 176 objetos de campo y 260 satélites. Un ejemplo de su distribución con respecto a otras estructuras simuladas en el volumen cosmológico se muestra en la Fig. 4.2. Obsérvese que nuestra definición se ajusta más a que las UDGs son *outliers* de la relación de escala de masa-tamaño, de forma similar a la utilizada en el estudio de Lim et al. (2020) del cúmulo de Virgo, y no asume un radio fijo o un corte de brillo superficial como se prefiere en otros trabajos (por ejemplo, van Dokkum et al., 2015a). Nuestra elección está motivada principalmente por el comportamiento dependiente de la masa con el tamaño en el rango de masas analizado que se muestra en la Fig. 4.1. Como tal, nuestra interpretación de las UDGs será siempre como objetos extremos en comparación con la formación de la mayoría de las enanas con la misma masa, o “enanas normales”, que representan el 90% de la población. Hacemos hincapié en que, en nuestra definición, las UDG nunca pueden dominar ni convertirse en una fracción significativa de la población de enanas, sino que se definen como los objetos extremos más extendidos (véase, por ejemplo para un enfoque diferente, Tremmel et al., 2020; Jackson et al., 2021; Wright et al., 2021).

### 4.3 Formación de UDGs en diferentes entornos

A continuación analizamos las principales propiedades de nuestras UDGs identificadas en relación con las enanas no-UDGs formadas en las simulaciones. Nos centramos en las propiedades que se han propuesto anteriormente como asociadas a la formación de UDGs: masa del halo, espín, fusiones e indicadores de formación estelar.

#### 4.3.1 Masa del Halo

La Fig. 4.3 muestra la relación masa estelar - masa del halo para las enanas simuladas en TNG50. Las UDGs están resaltadas en estrellas azules o círculos rojos para los objetos de campo (panel izquierdo) o satélites (panel derecho), respectivamente. Nótese que, en el caso de los satélites, su masa virial en la actualidad está mal definida y, por tanto, utilizamos su última masa virial registrada antes de que se unieran a otro grupo FoF y perdieran su condición de centrales. Todas las enanas centrales (no-UDG) se incluyen también con símbolos grises a modo de comparación.

La primera predicción principal de nuestro estudio es que todas las UDGs de nuestra muestra pueblan halos de masa enana que abarcan el rango de masa virial  $M_{200} = 10^{10-12} M_\odot$ . Nótese que algunas UDGs aparentemente de campo en el panel de la izquierda (resaltados por los cuadrados negros) pueden tener masas viriales por debajo de este rango y son claramente valores atípicos en la relación masa estelar - masa del halo. Estos objetos, que fueron introducidos en Benavides et al. (2021) (que serán explicados en detalle en el siguiente capítulo), son objetos *backlash* que están en el campo hoy día, pero fueron satélites de sistemas más masivos en el pasado. Como tales, la masa de su halo actual se ha reducido significativamente con respecto a la que tenían antes de la interacción debido a la eliminación de material por fuerzas de mareas. Hemos comprobado que la masa virial de estos objetos, antes de la inter-

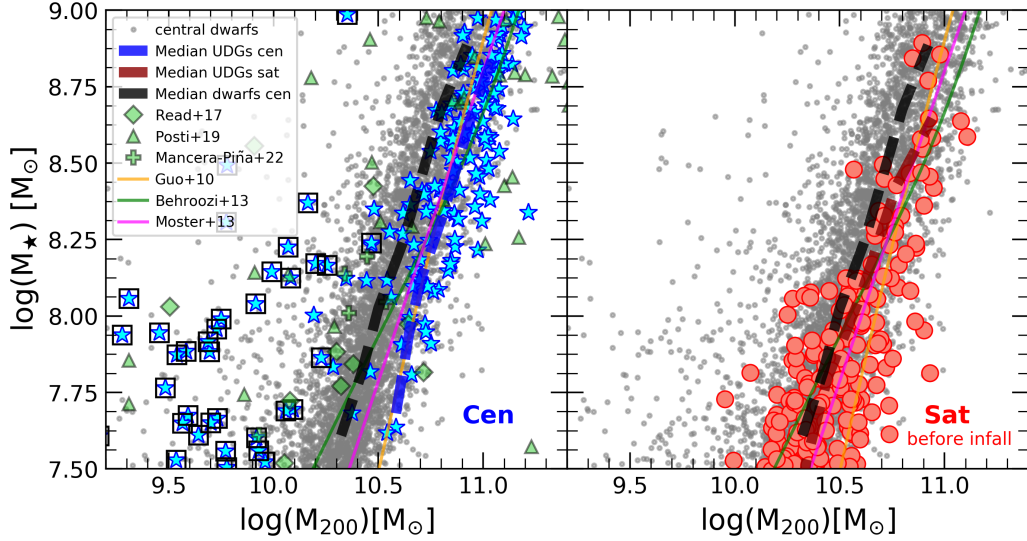


Figura 4.3: Relación entre la masa estelar y la masa del halo para la población de galaxias enanas en TNG50. Como antes, las estrellas azules y los círculos rojos indican las UDGs centrales (panel izquierdo) y satélites (derecho), respectivamente. En el caso de las UDGs satélites, trazamos la masa de su halo la última vez que fueron clasificadas como centrales. Como referencia, los símbolos grises indican la población de galaxias enanas normales centrales en ambos paneles. También se incluyen las relaciones masa-halo (*abundance-matching*) de Guo et al. (2010); Behroozi et al. (2013); Moster et al. (2013). La mayoría de las UDG siguen una relación masa estelar - masa del halo similar a la de las galaxias enanas que no son UDGs, con un sesgo hacia una mayor masa del halo a una  $M_{star}$  fija. Obsérvese que aparecen varios valores atípicos en esta relación, que están asociados con galaxias *backsplash*. Resaltamos la población de UDGs *backsplash* apagadas presentadas en Benavides et al. (2021) con cuadrados negros en el panel izquierdo. Todas las UDGs simuladas tienen masas de halo en el rango de galaxias enanas,  $M_{200} \leq 10^{11.2} M_{\odot}$ . Como referencia, mostramos datos observacionales para una compilación de galaxias enanas presentada en Read et al. (2017) con diamantes verdes, (Posti et al., 2019) con triángulos verdes y Mancera Piña et al. (2022a) con cruces verdes.

acción con halos masivos en el pasado, estaba en el rango de masa virial citado anteriormente para la población de UDGs.

La Fig. 4.3 también sugiere que a una masa estelar fija, las UDGs pueblan halos más masivos que los objetos no-UDG, una tendencia que parece más fuerte en las UDGs más luminosas y en el campo, aunque sigue siendo válido para los satélites. La dispersión hacia valores altos de la masa del halo a una masa estelar fija, en una combinación de la estrecha relación entre la masa del halo y el contenido de los cúmulos globulares (Harris et al., 2015, 2017), es interesante y podría ayudar a explicar las diferencias en el contenido de los cúmulos globulares de las UDGs en comparación con las galaxias enanas normales de luminosidad similar (véase, por ejemplo, Trujillo-Gomez et al., 2022).

### 4.3.2 Espín de los Halos

Uno de los primeros modelos analíticos para la formación de las UDGs postulaba que estos habitan en halos de masa de enanas con un parámetro de espín alto (Amorisco & Loeb, 2016). En la Fig. 4.4 mostramos que las UDGs simuladas en TNG50 se caracterizan efectivamente por una distribución de espín  $\lambda$  superior a la media de las galaxias enanas normales, definido como:

$$\lambda = \lambda' = \frac{J}{\sqrt{2}M_{200}V_{200}r_{200}}, \quad (4.1)$$

donde  $J$  es el momento angular dentro de  $r_{200}$  (Bullock et al., 2001). Al igual que antes, los símbolos grises muestran la distribución de todas las galaxias enanas centrales, mientras que las UDGs de campo se resaltan con estrellas azules (las UDGs *backsplash* están marcadas con cuadrados negros). Las líneas continuas muestran la mediana del espín y los percentiles 25% – 75% de las diferentes poblaciones en función de la masa estelar, mientras que el panel lateral vertical muestra los histogramas de  $\lambda$  de cada muestra.

La mediana del espín de la muestra de UDGs (línea sólida azul) es  $\lambda \approx 0.06$ , independiente de la masa estelar, que está sistemáticamente por encima de la mediana de toda la población del campo  $\lambda \approx 0.035$  (línea negra sólida). Obsérvese que el valor de la población central en su conjunto concuerda con el espín medio de los halos de materia oscura esperado en  $\Lambda$ CDM (Macciò et al., 2007). Las UDGs satélites en la actualidad tienen su valor de espín del halo afectado por fuerzas de marea, por lo que hemos medido su espín en previo a la caída (antes de ser afectado por el entorno de un halo anfitrión), y mostramos los resultados individuales en símbolos rojos y la mediana con una línea sólida roja. La distribución de espines de las UDGs satélites también muestran un exceso de momento angular, con una mediana de  $\lambda \approx 0.05$ , que es menor que la de las UDGs de campo, pero sigue siendo alta con respecto a la población de enanas de campo. Estos resultados en simulaciones confirman algunos de los modelos analíticos y semi-analíticos anteriores para la formación de UDGs basados en halos de alto espín (Amorisco & Loeb, 2016; Rong et al., 2017).

Curiosamente, el panel principal de la Fig. 4.4 muestra que las UDGs no se están formando en todos los halos con un espín alto, como sugiere la presencia de símbolos grises con parámetros  $\lambda$  altos. Esto significa que, aunque el espín desempeña un papel importante, no es la única cantidad definitoria en la formación de galaxias enanas con radios específicos grandes. De he-

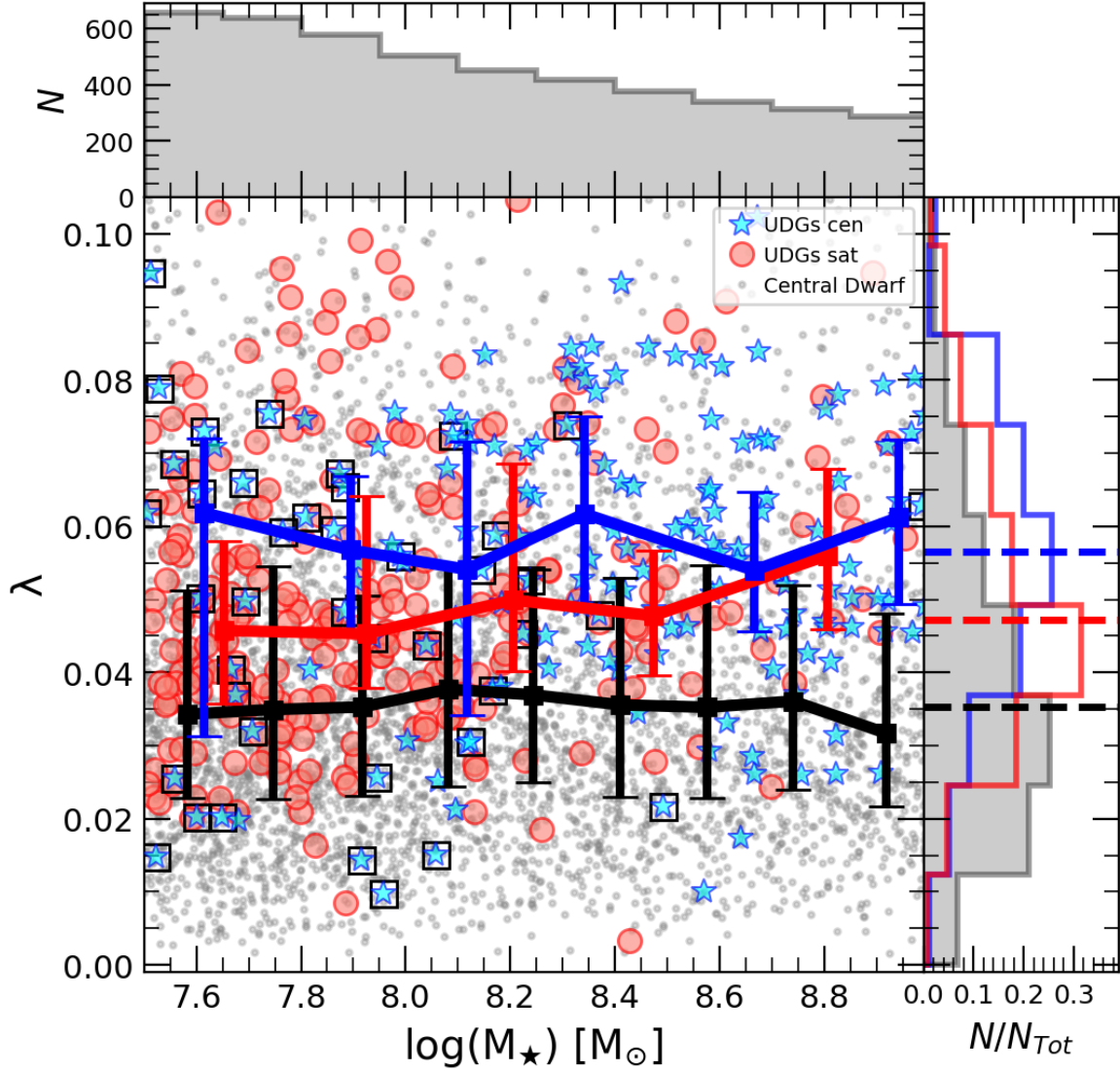


Figura 4.4: Espín del halo para galaxias enanas con una masa estelar determinada. Las galaxias enanas normales de campo se muestran gris, mientras que las estrellas azules y los círculos rojos destacan las UDGs centrales y las UDGs satélites, respectivamente. Las UDGs *backsplash* centrales son resaltadas con cuadrados negros. En el caso de las UDG satélites, medimos el espín del halo en el momento de la caída, ya que los efectos ambientales pueden haber influido en su valor actual. La mediana del espín a una  $M_\star$  fija de la población de enanas normales se indica con la curva negra sólida y con barras de error que indican los percentiles 25% – 75%. El valor medio para todos los intervalos de masa es  $\lambda_{\text{dwarf}} = 0.035^{+0.017}_{-0.012}$ . Las líneas azules y rojas gruesas muestran también la mediana y los percentiles 25% – 75% para la población de UDGs centrales y satélites. Las UDGs ocupan preferentemente los halos de espines más altos. La mediana y la dispersión para las UDGs son  $\lambda_{\text{cen}} = 0.059^{+0.012}_{-0.015}$  y  $\lambda_{\text{sat}} = 0.047^{+0.014}_{-0.009}$ , para la población de centrales y satélites, respectivamente. Los diferentes espines del halo en la población de enanas normales frente al de las UDGs pueden mostrarse mejor en los histogramas de la derecha, las líneas discontinuas indican las medianas de las galaxias enanas normales (negro), UDGs centrales (azul) y satélites (rojo), respectivamente.

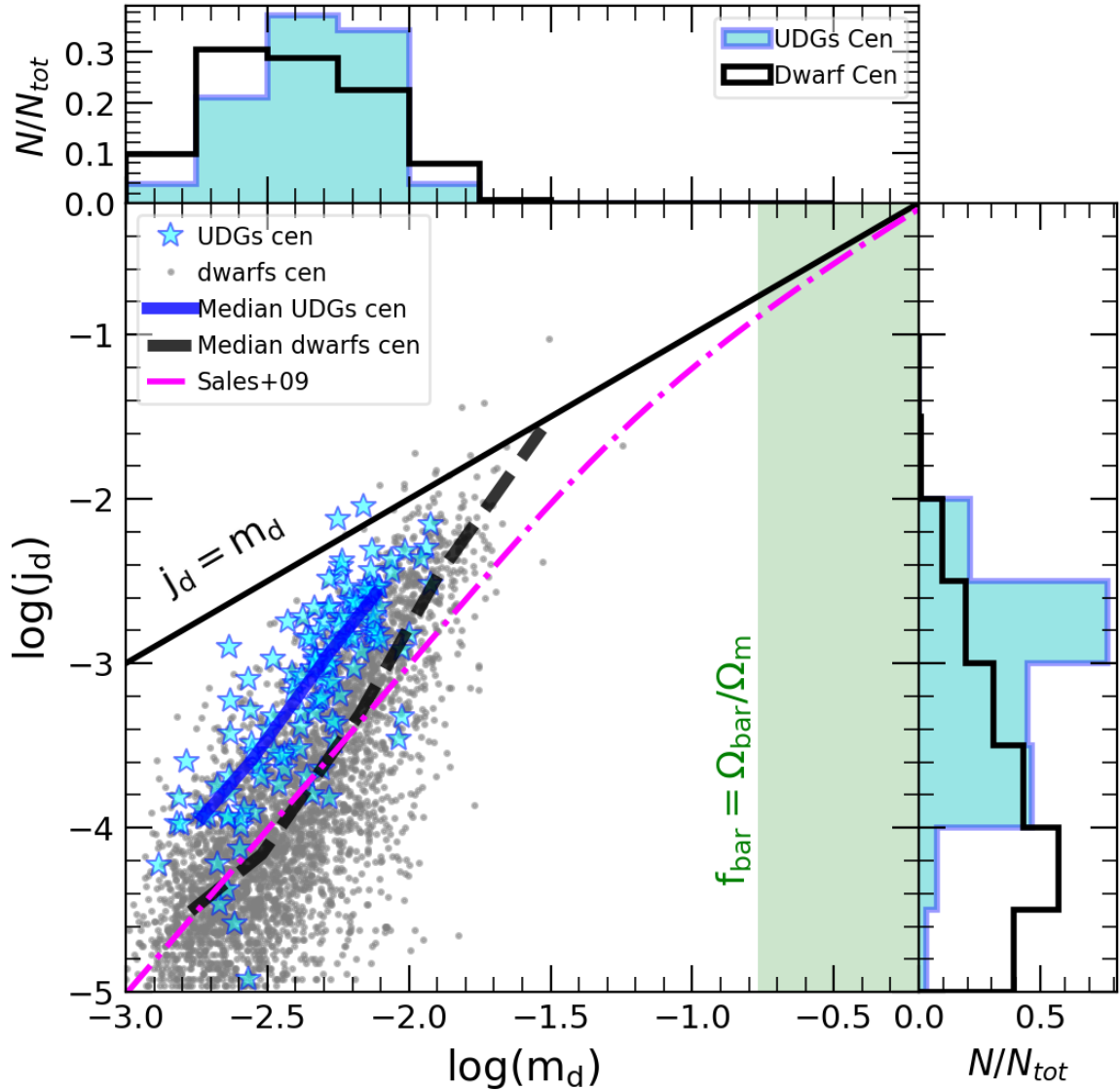


Figura 4.5: Fracción del momento angular específico retenido por la componente estelar de la galaxia,  $j_d = J_d/J_h$  (con  $J_d$  y  $J_h$  el momento angular de las estrellas en la galaxia y el halo, respectivamente), en función de la fracción de masa estelar  $m_d = M_d/M_h$  (con  $M_d$  y  $M_h$  la masa en el componente estelar de la galaxia y el halo, respectivamente), siguiendo el formalismo presentado en el modelo de Mo et al. (1998). Sólo se muestran las galaxias centrales, en gris para las galaxias enanas normales y en azul para las UDGs centrales simuladas (sin incluir la población de *backsplash* que fue resaltada con cuadrados negros en la Fig. 4.3). Las medianas para cada población están indicadas por las líneas negras discontinua y azul sólida para las no-UDGs y las UDGs centrales, respectivamente. La relación muestran que las UDGs retienen un momento angular específico del halo  $\sim 2$  veces mayor a un  $m_d$  fijo en comparación con las galaxias no-UDGs. La línea continua negra indica la relación  $j_d = m_d$ , mientras que la línea magenta muestra la aproximación polinómica de ajuste propuesta por Sales et al. (2009) para las simulaciones OWLS. La región verde vertical indica el límite para la fracción universal de bariones  $f_{\text{bar}} = \Omega_{\text{bar}}/\Omega_{\text{m}} = 0.17$ . Los histogramas para ambas poblaciones de galaxias centrales se incluyen en ambos ejes.

cho, en los modelos analíticos idealizados de formación de discos<sup>3</sup> (Mo et al., 1998; Somerville et al., 2018), el tamaño de un disco  $R_d$  que se asienta en un halo de materia oscura circundante escala linealmente con el parámetro de espín del halo, pero depende de otros dos factores fundamentales: el radio virial del halo y la relación  $j_d/m_d$ :

$$R_d = \frac{1}{\sqrt{2}} \left( \frac{j_d}{m_d} \right) \lambda r_{200} , \quad (4.2)$$

donde  $j_d = J_d/J_{200}$  es la fracción del momento angular en el disco comparada con el momento angular virial y  $m_d = M_d/M_{200}$  es la fracción de la masa en el disco comparada con la del halo. Esta expresión supone un halo isotérmico y un disco infinitamente delgado, pero podrían añadirse factores adicionales para introducir una mayor complejidad al modelo, como un perfil de materia oscura diferente o la posibilidad de contracción bariónica (Mo et al., 1998). La ecuación 4.2 proporciona un marco útil para entender los resultados de la Fig. 4.3 y 4.4. Las galaxias más extendidas (o UDGs) se formarán preferentemente en los halos más masivos a un determinado  $M_*$  (mayor  $r_{200}$ ) y en los halos con espines  $\lambda$  más altos. ¿Qué valores de  $j_d$  y  $m_d$  tienen los UDGs simulados?

En términos más sencillos, la relación  $j_d/m_d$  en la Ec. 4.2 mide la fracción del momento angular específico que una galaxia consigue capturar del halo de materia oscura. Mientras que idealmente los bariones y la materia oscura pueden compartir un momento angular similar en el momento del desacoplamiento de la expansión general del Universo, cuando la mayor parte del momento angular se imprime (Doroshkevich, 1970; White, 1984; Porciani et al., 2002a,b), sabemos que sólo una pequeña fracción de los bariones están atrapados como estrellas en las galaxias para explicar los resultados de la coincidencia de abundancias o el punto cero de la relación de Tully-Fisher (por ejemplo, Dutton & van den Bosch, 2012). La eficiencia de esa pequeña fracción de bariones para aportar la mayor parte del momento angular del halo (que parece necesaria para reproducir los tamaños observados de las galaxias) está controlada por la realimentación bariónica y los flujos saliente galácticos (por ejemplo, Sales et al., 2010; Brook et al., 2011, 2012; Übler et al., 2014).

Podemos utilizar este formalismo para adquirir intuición sobre los tamaños de galaxias predichos por la simulación, independientemente de la morfología específica (véase por ejemplo, Sales et al., 2009). También restringimos el análisis a la población de galaxias centrales, que se ve menos afectada por el despojo de material por fuerzas de marea y el entorno. Mostramos en la Fig. 4.5 la relación entre  $m_d$  y  $j_d$  para la realimentación específica y el tratamiento bariónico en TNG50. La masa y el momento angular del “disco” (la galaxia) se han calculado utilizando todas las partículas estelares dentro del doble del radio a mitad de masa estelar ( $r_{gal} = 2r_{h,*}$ ).

La población completa de enanas (símbolos grises) se sitúa en valores bastante pequeños de  $m_d \sim 10^{-3}$ - $10^{-2}$  (o  $\sim 0.5\%$ - $5\%$  de todos los bariones disponibles en el halo), como se espera por la ineficiencia de la formación estelar en sistemas de baja masa. Las galaxias enanas simuladas muestran una fracción creciente de momento angular  $j_d$  en el disco con valores mayores de  $m_d$ , lo cual es en cierto modo esperado, ya que incorporar una fracción mayor de los bariones presenta la oportunidad de capturar y encerrar en la galaxia una cantidad mayor que la del

<sup>3</sup>Asumiendo el tamaño del disco como un indicador del tamaño de la galaxia, independientemente de la morfología.

momento angular total del halo.

La mediana de  $j_d$  para un determinado  $m_d$  calculada a partir de todas las enanas centrales se muestra con la línea negra discontinua y sigue de cerca la relación presentada en Sales et al. (2009) basada en las simulaciones OWLS (Schaye et al., 2010). La buena concordancia entre estos conjuntos de simulaciones tan diferentes es tranquilizadora: mientras que los cambios en el tratamiento bariónico utilizado pueden alterar significativamente las propiedades de las galaxias individuales, el comportamiento de las diferentes simulaciones en el plano  $m_d$ - $j_d$  es más robusto frente a los cambios en la prescripción de la física bariónica (Sales et al., 2010).

Lo más importante es que la Fig. 4.5 muestra que las UDGs centrales en TNG50 (estrellas azules) son también valores atípicos en el plano  $m_d$ - $j_d$ , habiendo capturado a un  $m_d$  fijo una fracción mayor ( $\sim 3\times$ ) del momento angular del halo (la mediana se muestra como curva azul sólida). (Las UDGs *backsplash* se han eliminado de la muestra pues su masa y espines han sido modificados debido a interacciones anteriores). Concluimos que las UDGs se forman como una combinación de grandes masas del halo (aunque todavía en el régimen de masas enanas), presentan altos valores de espín y una mayor retención de momento angular en los bariones en comparación con el halo dado su contenido estelar.

### 4.3.3 Efecto de las fusiones en la formación de UDGs

La conexión de las fusiones con el espín del halo o el momento angular de la galaxia remanente es compleja. Pero en algunos casos, cuando el evento de fusión es rico en gas y sus espines están correctamente alineados, esto podría ayudar a construir galaxias o halos con alto contenido de momento angular (Hopkins et al. 2009, Sotillo et al., en prep.). Los eventos de fusión podrían ser, en principio, un canal para llevar gas con alto momento angular a las regiones internas de los halos para apoyar la formación de galaxias extendidas y de bajo brillo superficial. Por otro lado ¿Las fusiones desempeñan un papel importante en la formación de las UDG en nuestra muestra TNG50? Para simplificar la interpretación, centramos el análisis de las fusiones en la población de UDGs centrales, ya que los satélites tienen su evolución temporal tardía y afectada por el entorno, incluyendo la supresión de fusiones (véase, por ejemplo Benavides et al., 2020).

No encontramos ninguna diferencia obvia en la historia general de fusiones de las UDGs centrales en comparación con las galaxias enanas no-UDG, en acuerdo con los resultados de Wright et al. (2021). Como se muestra en la Fig. 4.7, existe una ligera tendencia a que las UDGs tengan su última fusión mayor (definida como una fusión donde la relación de masa estelar entre las galaxias implicadas es  $\mu_* = M_{*,2}/M_{*,1} \geq 0.2$ ) en momentos posteriores a la muestra de las no-UDGs. Sin embargo, aunque las distribuciones son bastante diferentes, la señal es bastante débil. Además, también encontramos una fracción de nuestras UDGs de campo ( $\sim 65\%$ ) que nunca ha experimentado una fusión mayor, lo que indica que las fusiones no son fundamentales para la formación de UDGs en esta simulación.

La Fig. 4.6 muestra la evolución media del tamaño estelar (panel superior) y el espín del halo (inferior) para las UDGs con (curva azul sólida) y sin fusiones mayores (línea azul clara discontinua). Para complementar la información, también incluimos la muestra de galaxias enanas normales con y sin fusiones mayores (curvas verde oscuro y verde claro discontinuo, respectivamente). Obsérvese que la presencia o no de fusiones mayores no supone ninguna

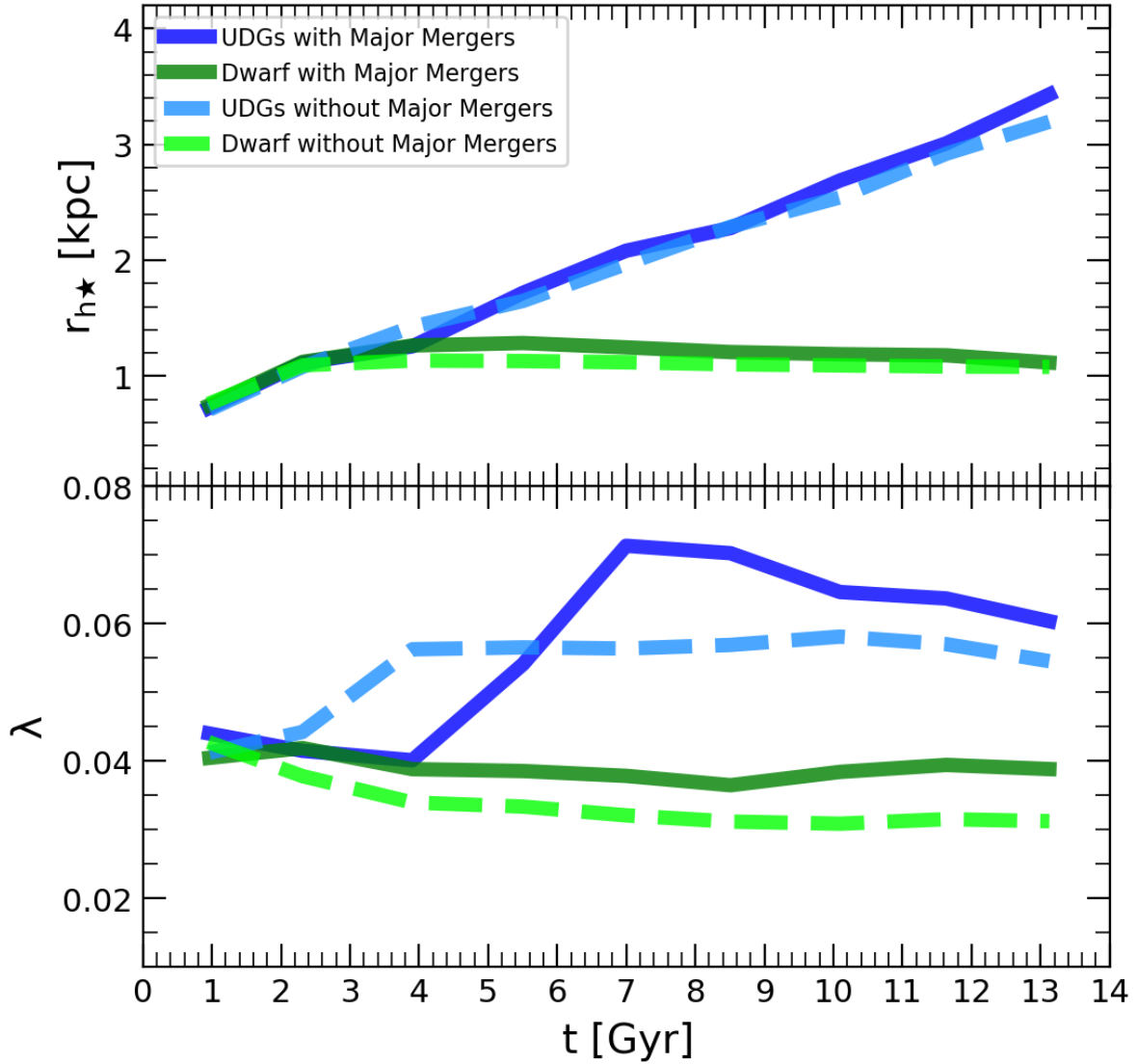


Figura 4.6: Mediana de la evolución de los tamaños (panel superior) y del parámetro adimensional de espín del halo (panel inferior) para las UDGs de campo (azul) y las galaxias enanas normales (verde). Dividimos cada muestra en aquellas con (azul oscuro y verde oscuro) y sin (azul claro y verde claro) fusiones mayores (con razón de masa estelar  $\mu_{\star} \geq 0.2$ ). Aunque las UDGs están más extendidas y tienen parámetros de espín más altos que la muestra de no-UDGs, la presencia o no de fusiones mayores no juega un papel significativo en las tendencias de la mediana, sugiriendo que las fusiones no están directamente relacionadas con la formación de UDGs de campo en TNG50.



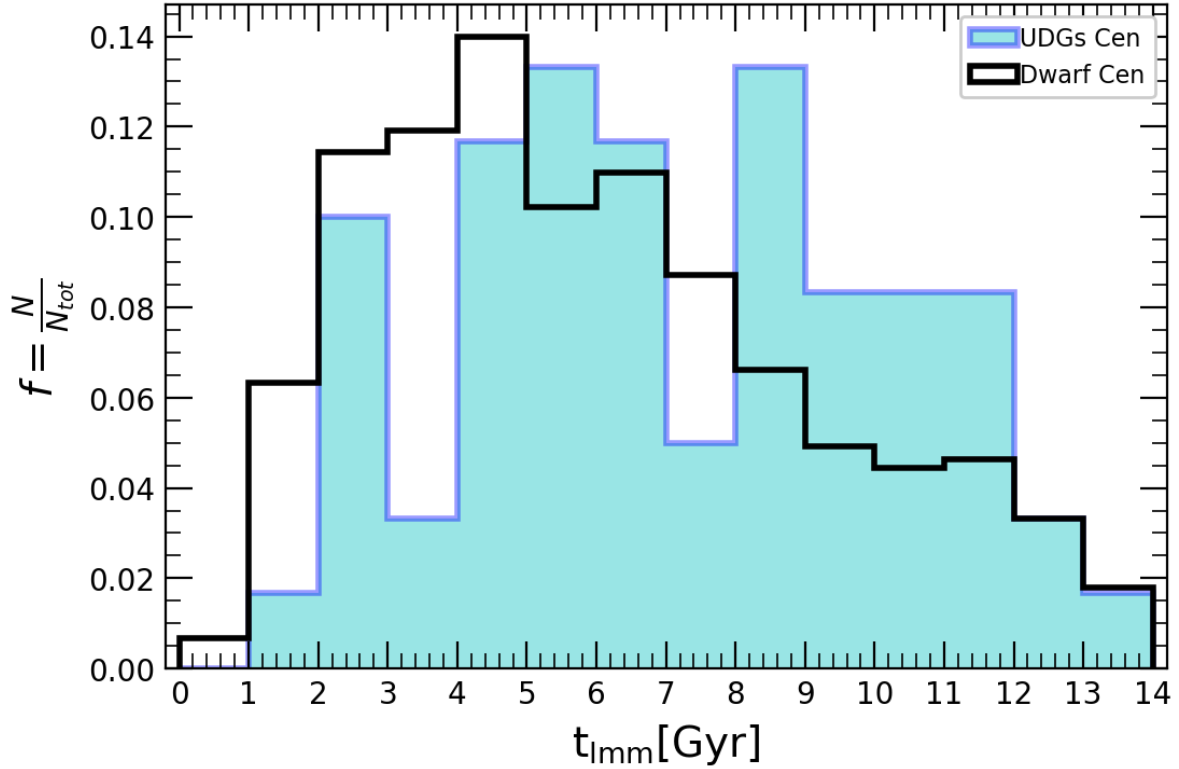


Figura 4.7: Distribución de los tiempos en que se da la última fusión mayor ( $\mu_* > 0.2$ ) para el caso de las UDGs (azul) y las galaxias enanas normales (negro).

diferencia en las poblaciones generales de no-UDG o UDG. Encontramos que las UDGs (que tuvieron o no fusiones mayores) tienen un exceso de espín en comparación con la muestra de no-UDGs, reforzando el vínculo entre la formación de UDGs y los halos de alto espín y destacando que las fusiones no son necesarias para explicar los tamaños extendidos en las UDGs de campo.

Si comparamos el momento en que ocurre de la última fusión mayor (véase la Fig. 4.7) con el momento en que se produce el aumento de espín de los halos UDG, alrededor de  $t \sim 4-6$  Gyr, no parece haber una relación causal entre ambos eventos, lo que hace dudar sobre si la última fusión mayor ha sido responsable del elevado valor de  $\lambda$ . De hecho, esto concuerda con la idea de que las fusiones sólo aumentan temporalmente los espines de los halos, desapareciendo cualquier exceso de espín una vez que las partículas con mayor momento angular se mueven fuera de la región virializada (D’Onghia & Navarro, 2007). Por ejemplo, las UDGs en la simulación de ROMULUS25, donde se cree que las fusiones tempranas juegan un papel importante, también muestran un aumento de espín instantáneo pero sin exceso de espín en la muestra a corrimiento al rojo  $z = 0$ . Esto difiere de nuestros resultados, en los que las UDGs tienen un alto valor de  $\lambda$  a  $z = 0$ , lo que sugiere que el escenario de formación de nuestra muestra es diferente al de Wright et al. (2021).

### 4.3.4 Formación de estrellas, color y edad estelar

Al igual que otras galaxias, las UDGs observadas muestran una clara bimodalidad en sus poblaciones estelares al comparar diferentes entornos: son rojas, apagadas y viejas en las regiones de alta densidad (van der Burg et al., 2016; Ferré-Mateu et al., 2018; Lee et al., 2020b) mientras que son formadoras de estrellas, azules y con mayor contenido de gas en el campo (He et al., 2019; Rong et al., 2020b; Jackson et al., 2021; Kadowaki et al., 2021). Reproducir estas tendencias es importante para cualquier modelo teórico de formación de UDGs, test que es realizable en nuestra muestra gracias al gran volumen de la simulación TNG50.

La Fig. 4.8 muestra el color (arriba), la tasa de formación estelar (SFR, centro) y la edad estelar media (abajo) para nuestras UDGs simuladas en el campo (estrellas azules, columna izquierda) y los satélites (círculos rojos, columna derecha). Las galaxias enanas no-UDGs en este rango de masas se muestran, como antes, con puntos grises. Para hacer una comparación, se han incluido algunos datos observacionales que se destacan con símbolos verdes (Barbosa et al., 2020; Lee et al., 2020b,a; Rong et al., 2020b). Encontramos una buena concordancia entre las predicciones teóricas y las propiedades de las UDGs observados en diferentes entornos, fortaleciendo el realismo de las propiedades predichas para las UDGs en la simulación TNG50.

Aunque la mayoría de las UDGs siguen las expectativas generales descritas anteriormente, hay un puñado de objetos que se comportan de manera diferente. En la población de campo, hay una submuestra de UDGs rojas, viejas y apagadas, que se demostró que eran objetos *back-splash* en trabajos anteriores (Benavides et al., 2021) (y las cuales se discutirán con mayor detalle en el próximo capítulo). Curiosamente, mientras que sólo alrededor del 5% de las UDGs de campo muestran estas características, la fracción aumenta a medida que consideramos masas estelares más bajas, representando alrededor del 25% de las UDGs de campo para las enanas con  $M_{\star} \sim 10^{7.5} M_{\odot}$  (ver Benavides et al., 2021, para una discusión detallada). Por otro lado, hay un pequeño número de UDGs satélites que pueblan la nube azul, las cuales muestran una formación estelar no despreciable y edades más jóvenes ( $5.21 \pm 1.11$  Gyr). Hemos comprobado que estos corresponden a objetos con tiempos de caída recientes ( $\lesssim 2$  Gyr) y, alentadoramente, este tipo de objetos parece estar también presente en las muestras observacionales a juzgar por, por ejemplo, las UDGs de color intermedio en Coma (Lee et al., 2020b) o los gradientes de color con la distancia al centro del cúmulo y el entorno en general (Kadowaki et al., 2021).

### 4.3.5 Morfología

La morfología y las formas intrínsecas de las UDGs pueden imponer restricciones importantes a su mecanismo de formación (Burkert, 2017). Siguiendo a Sales et al. (2012), cuantificamos la morfología mediante el parámetro  $\kappa_{\text{rot}}$ , una razón que compara la energía en soporte rotacional con la energía cinética total de las partículas estelares de una galaxia. Más concretamente:

$$\kappa_{\text{rot}} = \frac{K_{\text{rot}}}{K} = \frac{1}{K} \sum \frac{1}{2} m \left( \frac{j_z}{R} \right)^2, \quad (4.3)$$

donde  $j_z$  es la componente z del momento angular de cada partícula estelar de modo que la dirección del momento angular total de la galaxia está en el eje z,  $m$  es su masa,  $R$  es su radio cilíndrico y la suma es sobre todas las estrellas dentro del radio de la galaxia ( $r_{\text{gal}} = 2r_{h,\star}$ ). Valores de  $\kappa_{\text{rot}} \geq 0.7$  se asocian a sistemas soportados por rotación, o que presentan discos es-

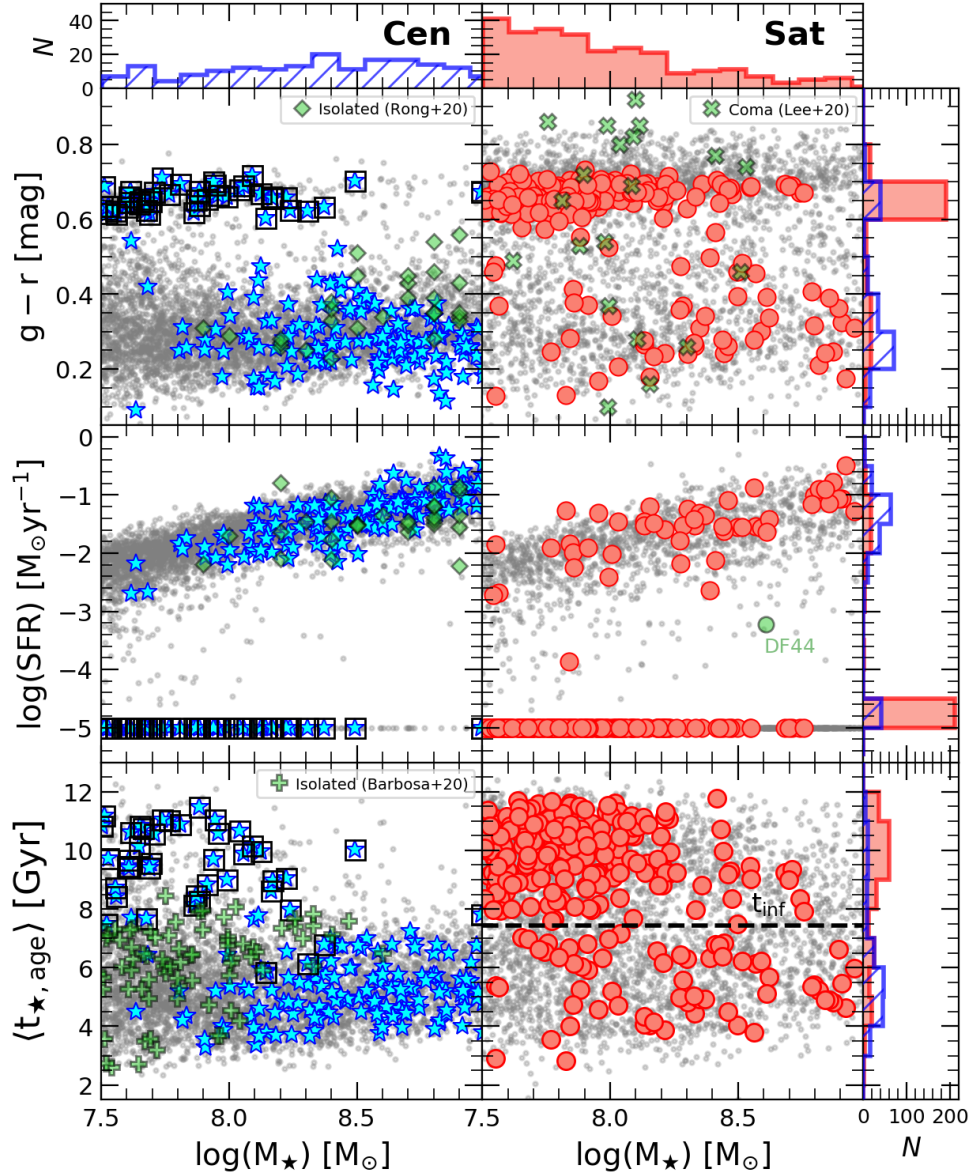


Figura 4.8: Propiedades de la población estelar de las UDGs simuladas en diferentes entornos como función de la masa estelar. De arriba a abajo: color  $g-r$ , tasa de formación estelar (SRF, por sus siglas en inglés) y promedio de las edades estelares. Las galaxias con SFR cero se han colocado artificialmente en  $\log(\text{SFR}) = -5$  para poder visualizarlas. Las UDG centrales (columna de la izquierda) son más azules (arriba), típicamente formadoras de estrellas y con edades estelares relativamente jóvenes (las UDG *backsplash* han sido resaltadas con los cuadrados negros) mientras que las satélites son rojas, apagadas y más viejas, con edades estelares medias típicas  $\langle t_{\star} \rangle \sim 10$  Gyr. La línea negra discontinua en la edad estelar del panel de satélites corresponde a la mediana de los tiempos de caída  $t_{\text{inf}} \sim 7.5$  Gyr. Los histogramas a lo largo de ambos ejes muestran las distribuciones de las UDG centrales y de los satélites respectivamente. Cuando es posible, se comparan con las observaciones disponibles, tal y como se indica en cada panel con símbolos verdes. Las UDGs simulados en todos los entornos siguen las tendencias encontradas en las observaciones.

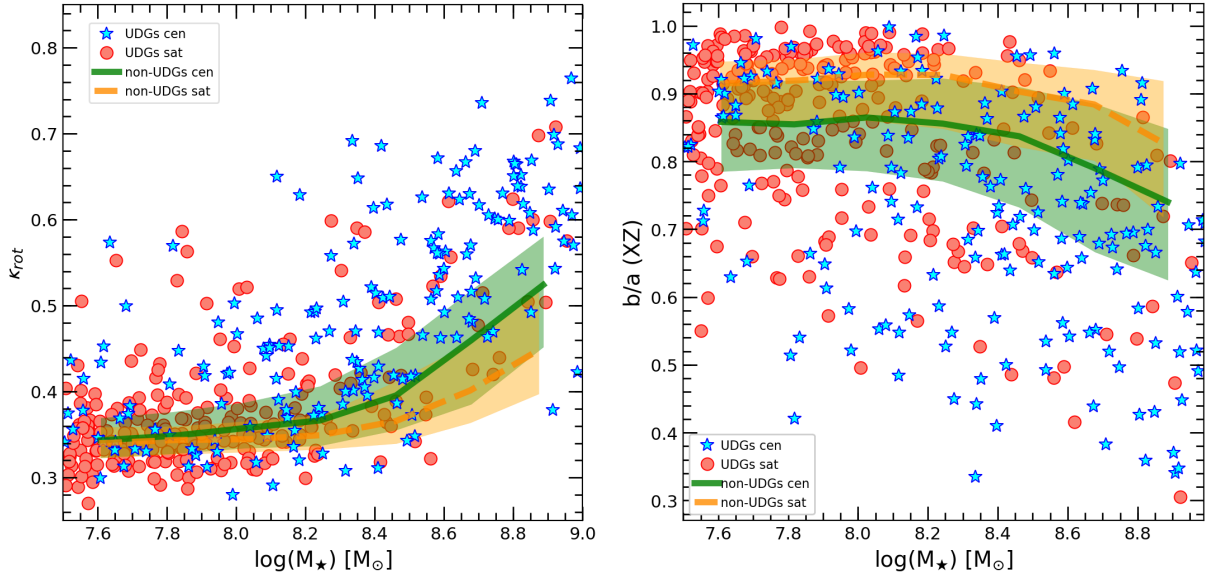


Figura 4.9: **Izquierda:** Morfología (medida por  $\kappa_{rot}$ , Sales et al., 2012) en función de la masa estelar. Los valores grandes de  $\kappa_{rot}$  son indicativos de soporte rotacional y, por tanto, de morfologías dominadas por discos, mientras que los valores bajos de  $\kappa_{rot}$  son representativos de objetos esferoidales. Las UDGs simuladas más masivas tienden a presentar algún tipo de estructura de disco, mientras que las homólogas de baja masa están más dominadas por dispersión de velocidades, con poca diferencia entre las poblaciones centrales (estrellas azules) y satélites (círculos rojos). La mediana y los percentiles 25%-75% de las galaxias enanas no-UDG se muestran mediante las líneas sólidas y las áreas sombreadas, que muestran tendencias similares a las de las muestras UDGs. **Derecha:** otro indicador de la morfología, que cuantifica las formas por la razón de ejes proyectada  $q = b/a$  medida dentro de la galaxia  $r_{gal} = 2r_{h,*}$ . Las UDGs simuladas muestran una distribución de la razón de ejes relativamente plana, de acuerdo con las observaciones, con una cola que se extiende a valores  $q$  más bajos en el extremo más masivo debido a la presencia de morfologías tipo disco.

telares, mientras que los objetos dominados por la dispersión de velocidades presentan valores de  $\kappa_{rot} \leq 0.35$  y están asociados a estructuras del tipo esferoidales (o elípticas). Los valores intermedios aparecen con galaxias que tienen componentes coexistentes de esferoide y disco, o discos dinámicamente más calientes soportados parcialmente por dispersión de velocidades.

La Fig. 4.9 (panel izquierdo) muestra la distribución de  $\kappa_{rot}$  como función de la masa estelar para nuestra muestra de UDGs. Encontramos un amplio rango de morfologías intrínsecas y soportadas por rotación, de acuerdo con otros resultados de simulaciones (Cardona-Barrero et al., 2020). Esto es interesante ya que el mecanismo de formación propuesto para las UDGs en las simulaciones de NIHAO está dominado por potentes flujos salientes y no necesariamente correlacionado con el espín del halo (Di Cintio et al., 2017). Las morfologías podrían tener cierto impacto en la restricción al momento de distinguir escenarios de formación fundamentalmente diferentes (interno vs. externo, por ejemplo), pero podrían no ser lo suficientemente estrictas para señalar exactamente cuál de los procesos internos es el dominante.

De las morfologías predichas para las UDGs en TNG50 surgen dos puntos interesantes. En primer lugar el soporte rotacional es común en las UDGs más masivas ( $M_* \geq 10^{8.5} M_\odot$ ) donde uno podría esperar ver morfologías tipo disco, pero son mayormente dominadas por dispersión

de velocidades en el extremo de baja masa de nuestra muestra, una característica que también se mantiene para las galaxias enanas no-UDGs en TNG50 (ver sombreado verde y naranja en la Fig. 4.9). En segundo lugar no hay diferencias marcadas en la morfología de las UDGs centrales y las satélites, esto sugiere que las transformaciones ambientales de las satélites actúa más rápidamente sobre los indicadores de formación estelar que sobre la morfología, de acuerdo con resultados anteriores en observaciones y simulaciones (Román & Trujillo, 2017b; Joshi et al., 2021; Kadowaki et al., 2021).

Se observan tendencias similares cuando se miran las formas proyectadas de las UDGs simuladas (panel derecho de la Fig. 4.9), una buena alternativa a la morfología para las muestras observacionales. Las formas 2D se miden para proyecciones aleatorias mediante el tensor de forma utilizando todas las partículas estelares dentro de  $r_{gal}$ . El radio específico utilizado para medir las formas no debería, en principio, afectar demasiado a los resultados ya que se ha demostrado que la elipticidad es relativamente independiente del brillo superficial en muestras de galaxias de bajo brillo superficial (Kado-Fong et al., 2021).

En general, nuestra muestra de UDGs presenta una amplia distribución de relaciones de sus ejes, con  $\langle q \rangle = \langle b/a \rangle \sim 0.78 \pm 0.17$  y valores típicos entre  $q \sim 0.4$  y  $q = 1$ . Esto se compara bien por ejemplo con las mediciones de UDGs en entornos de baja densidad realizadas por Román & Trujillo (2017b), que reportan valores de  $\langle q \rangle \sim 0.67 \pm 0.13$ , en comparación con el valor de nuestras UDGs centrales  $\langle q \rangle \sim 0.73 \pm 0.18$ .

A una masa estelar fija las UDGs centrales o satélites muestran formas similares. Tenga en cuenta que el modelo predice un cambio notable de valores grandes de  $q \sim 0.9$  en el extremo de masa baja de nuestra muestra de UDGs a una distribución mucho más uniforme de  $q = [0.4-1]$  en el extremo de masa alta, correspondiente al cambio de objetos dominados por la dispersión de velocidades en las UDGs más débiles a galaxias con forma de disco soportadas por rotación para las UDGs más masivas.

Los resultados observacionales también sugieren una distribución relativamente plana de las relaciones de los ejes (Koda et al., 2015; Rong et al., 2020a; Kado-Fong et al., 2021), que se interpretan a favor de formas intrínsecas oblada para las UDGs observadas (sin embargo, véase Burkert, 2017, para una visión diferente). Nuestros resultados, en particular para  $M_* \geq 10^8 M_\odot$  concuerdan con esa idea. A su vez resulta necesario mencionar que en el rango de baja masa esta relación puede estar fuertemente afectada por la resolución, debido a que idealmente se requieren del orden de  $\gtrsim 10^4$  partículas estelares para tener una estima mucho más confiable de la morfología.

Sin embargo, resulta desconcertante que las UDGs de nuestra muestra presenten un exceso de espín del halo independiente de la masa de la galaxia, pero las formas y morfologías sí muestran una fuerte dependencia con su  $M_*$ . Una combinación de la realimentación y el modelo de la función inicial de masa estelar (ISM por sus siglas en inglés) en TNG50 son probablemente los responsables de esta transición cinemática de galaxias enanas con discos a aquellas dominadas por dispersión de velocidades en el extremo de baja masa, hecho que también se ha destacado en otros códigos y para galaxias no-UDGs (Wheeler et al., 2017; Carlsten et al., 2021). Sería interesante explorar si esta dependencia de la masa (o de la luminosidad) en las formas de las UDGs está respaldada por las observaciones o si es un resultado directo del modelo bariónico implementado en esta simulación.

## 4.4 Abundancia y evolución estructural de las UDGs satélites

Una validación importante de los modelos teóricos para la formación de UDGs proviene de la reproducción de la relación observada entre el número de UDGs ( $N_{\text{UDGs}}$ ) y la masa del halo anfitrión ( $M_{200}$ ). La Fig. 4.10 muestra en símbolos verdes los resultados observacionales de varios estudios que sugieren una relación casi lineal entre  $N_{\text{UDGs}}$  y  $M_{200}$  en el régimen de galaxias, grupos y cúmulos de baja masa cubiertos por el volumen cd TNG50. Nuestras UDGs simulados en TNG50 parecen reproducir dicha relación, con ligeras variaciones dependiendo de si las UDGs satélites se cuentan como parte de un grupo FoF (círculos rojos) o restringiendo a aquellos ubicados dentro del radio virial (cruces negras).

Observamos que si bien la reproducción de la abundancia de UDGs en relación con masa del halo anfitrión vista en las observaciones es una validación necesaria de nuestra muestra, una comparación rigurosa entre la teoría y las observaciones, así como entre las muestras observacionales no es factible ya que los criterios de selección de UDGs, la completitud de las muestras en los catálogos y los sesgos sistemáticos, pueden variar entre los diferentes estudios, todos estos factores pueden afectar el número de UDGs reportados (Van Nest et al., 2022). En cambio, el acuerdo aproximado en la normalización y la pendiente de la Fig. 4.10 entre las simulaciones y las observaciones indica que las UDGs satélites en TNG50 podrían estar formándose con una frecuencia razonable, proporcionando un buen test para estudiar el papel del entorno y, en particular, de las fuerzas de mareas en nuestra muestra de UDGs.

Comenzamos por cuantificar el grado de perturbación por fuerzas de marea que experimentan las UDGs satélites. La Fig. 4.11 muestra la fracción de masa estelar retenida ( $f_*$ , panel superior) y de materia oscura ( $f_{\text{DM}}$ , panel inferior) retenida para nuestra muestra de UDGs. Las fracciones retenidas se calculan dividiendo la masa estelar o de materia oscura actual (es decir a corrimiento al rojo  $z = 0$ ) entre la masa máxima de cada componente a lo largo del tiempo para cada galaxia:

$$f_X = \frac{M_X^{z=0}}{M_X^{\text{max}}} . \quad (4.4)$$

Con esta definición, la masa máxima de materia oscura coincide, en general, con la el valor medido previo a la caída.

El panel inferior de la Fig. 4.11 indica que las fuerzas de marea han afectado sustancialmente al contenido de materia oscura de las UDGs satélites, que conservan  $\sim 20\%$  (mediana) de su contenido máximo de materia oscura, y en algunos casos extremos han llegado a perder más del 90% de su materia oscura. A modo de comparación, mostramos también la población de UDGs centrales en azul que, con la excepción de los objetos *backsplash* (resaltados en cuadrados negros), no muestra una remoción importante de materia oscura, como es de esperar.

Debido a que la componente estelar está más concentrada en el centro del halo, la disrupción por fuerzas de marea es significativamente menor en masa estelar para las UDGs satélites (panel superior de la Fig. 4.11), las cuales presentan una masa estelar retenida de  $\sim 90\%$  (mediana) a  $z = 0$  en comparación a un  $\sim 99\%$  para las UDGs centrales (sin contar las galaxias

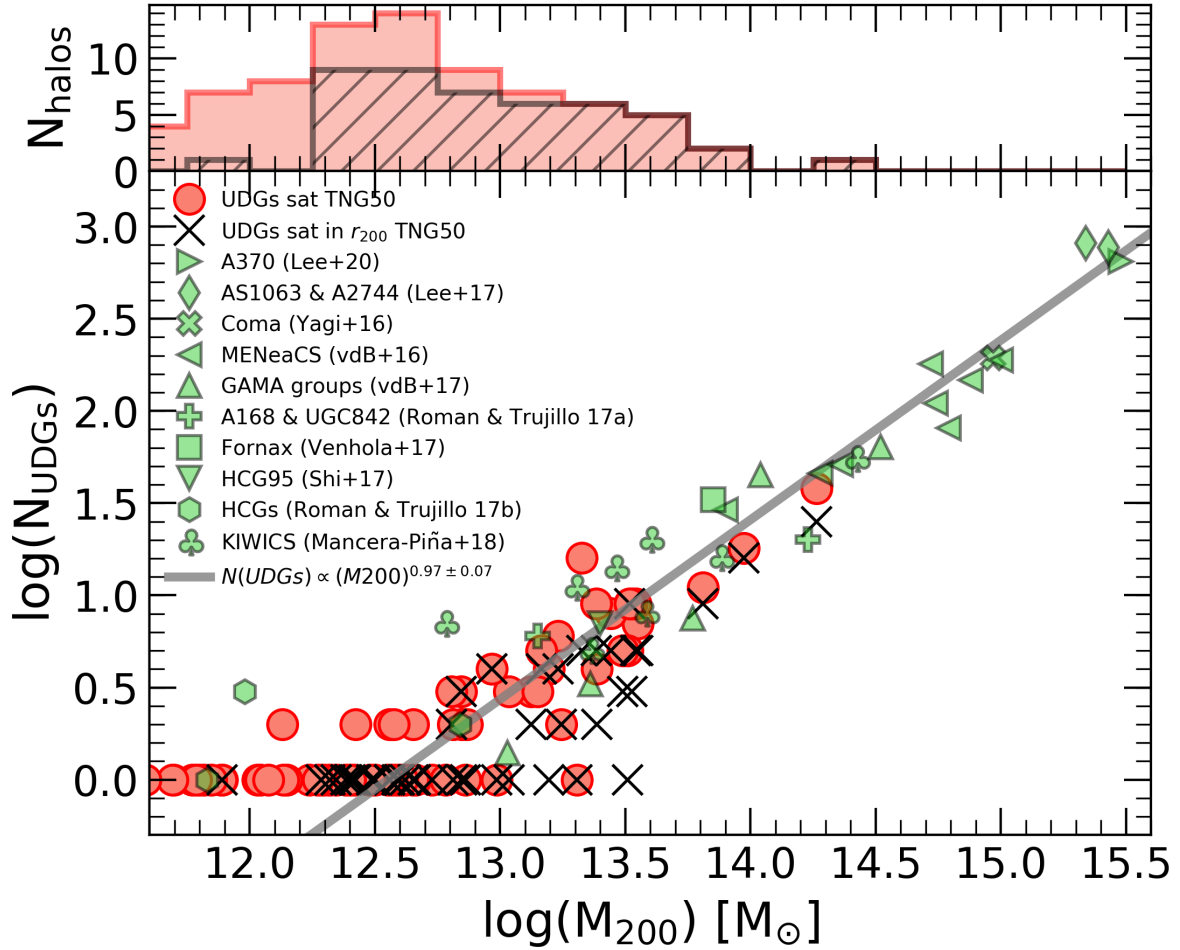


Figura 4.10: Número de UDGs en función de la masa virial de su halo anfitrión para la población de UDGs satélites (círculos rojos para todos los satélites, cruces negras para aquellas UDGs dentro del  $r_{200}$  del halo anfitrión). Varios datos observacionales se incluyen con símbolos verdes (van der Burg et al., 2016; Yagi et al., 2016; Lee et al., 2017; Román & Trujillo, 2017a; Shi et al., 2017; van der Burg et al., 2017; Venhola et al., 2017; Román & Trujillo, 2017b; Mancera Piña et al., 2018; Lee et al., 2020b). La línea gris indica una relación que sigue una ley de potencia que mejor ajusta para las UDGs simuladas en los sistemas anfitriones con  $M_{200} > 10^{13} M_{\odot}$  (con pendiente  $n = 0.97 \pm 0.07$ ) que concuerda bien con los resultados observacionales de una escala casi lineal de la abundancia de UDGs con la masa del halo anfitrión.

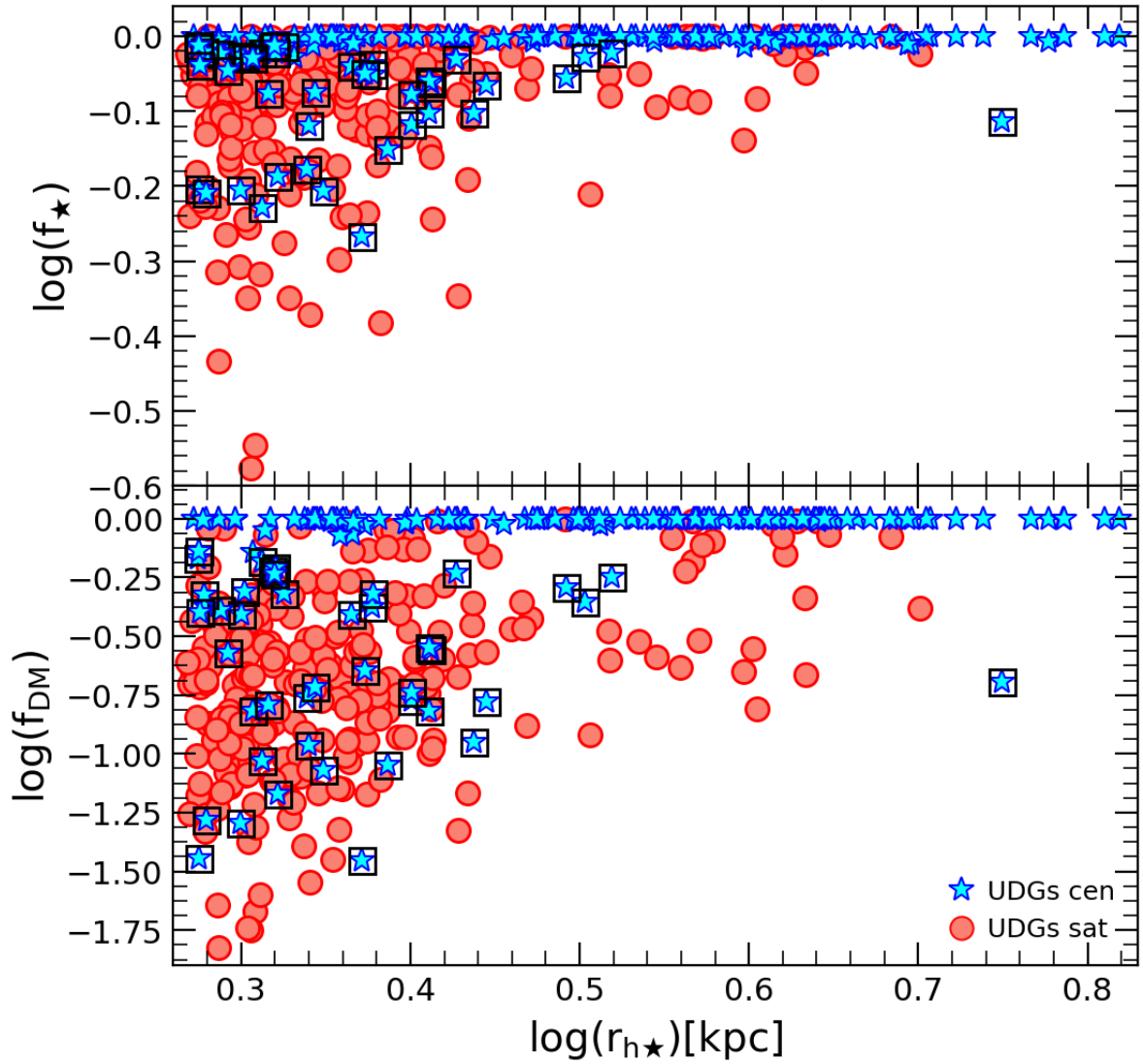


Figura 4.11: Fracción de masa ligada para las estrellas (arriba) y la materia oscura (abajo) en función del tamaño estelar de las UDGs simuladas. En ambos casos, la fracción ligada se define como el valor a corrimiento al rojo  $z = 0$  comparado con su valor máximo registrado a lo largo del tiempo, que en el caso de la materia oscura suele corresponder al tiempo de caída. Las estrellas azules y los círculos rojos indican las UDGs centrales y satélites respectivamente, los cuadrados negros resaltan la misma población de UDGs *backsplash* apagadas de las figuras anteriores. Obsérvese que las UDGs satélites han experimentado un despojo significativo de material llegando a retener solamente del orden del  $\approx 20\%$  de su masa máxima de materia oscura y  $\approx 90\%$  de su masa estelar. Estos valores son independientes del tamaño. Sin embargo, hay varios valores atípicos en los que la extracción de material por fuerzas de mareas ha sido más pronunciada llegando a remover más del  $50\%$  de las estrellas.



*backsplash*). Esto significa que, en la muestra se predice que los efectos por fuerzas de marea en las UDGs observadas son poco comunes, lo que está en buen acuerdo con las actuales restricciones observacionales (Marleau et al., 2021). Sin embargo, en casos individuales, las fuerzas de mareas podrían afectar más severamente a la masa estelar, donde algunas de las UDGs satélites más extremas ( $\lesssim 5\%$ ) retienen sólo  $\sim 50\%$  o menos de su masa estelar máxima.

Los casos de UDGs satélites con una pérdida significativa de masa estelar son raros en TNG50 (por ejemplo, sólo  $\sim 5\%$  de la muestra muestra presenta  $f_* < 50\%$ ), pero demuestra que algunas UDGs satélites sobrevivientes están experimentando una severa disrupción por fuerzas de marea, de acuerdo con algunas evidencias observadas en unas pocas UDGs (Toloba et al., 2018; Montes et al., 2020). Una advertencia importante a tener en cuenta es que los efectos de resolución numérica podrían estar acelerando la disrupción total por fuerzas de marea de las satélites en las simulaciones cosmológicas (van den Bosch et al., 2018; Errani et al., 2022), lo que resultaría en una disrupción artificial de las UDGs más extremadamente afectadas por dichas fuerzas de marea. Como tal, estos números deben ser considerados como límites superiores, especialmente hacia el extremo de las fracciones de baja masa.

Los efectos sobre galaxias enanas debido a las fuerzas de mareas se han considerado en trabajos anteriores dependiendo de su grado de impacto, desde efectos que dominan totalmente (por ejemplo, Safarzadeh & Scannapieco, 2017; Carleton et al., 2019) o parcialmente (por ejemplo, Jiang et al., 2019b; Sales et al., 2020; Tremmel et al., 2020) y siendo responsables de la formación de las UDGs en varios modelos teóricos, lo que implica que sin el efecto de las mareas, las UDGs (satélites) actuales serían galaxias enanas “normales”. Exploramos esto en la Fig. 4.12, que presenta una comparación de su tamaño estelar en el momento de la caída (eje  $y$ ) frente al valor medido a  $z = 0$  (eje  $x$ ) para nuestra muestras de UDGs satélite (círculos coloreados). El panel inferior también muestra el cambio, en fracción, en función del tamaño final a  $z = 0$ .

La gran mayoría de las UDGs satélites caen cerca de la línea 1:1 en la Fig. 4.12, lo que sugiere una escasa evolución del tamaño ( $r_{h,*}$ ) debido a los efectos ambientales. El perfil de las medianas de nuestra muestra de UDGs se indica con la línea sólida roja y las áreas sombreadas indican los percentiles 25%-75%. A modo de comparación también mostramos las medianas para las galaxias enanas satélites no-UDGs (línea punteada negra). Aunque las UDGs experimentan un crecimiento de tamaño ligeramente mayor, se trata sólo de un cambio modesto: las UDGs satélites experimentan un aumento de tamaño del 10% (mediana) desde la caída, que es incluso menor para las galaxias enanas más extendidas y para aquellas con tiempos de caída tardíos (ver código de colores). En general, las UDGs satélites ya eran extendidas antes de la caída al halo anfitrión.

No obstante, las fuerzas de mareas desempeñan un rol importante en al menos algunas de las UDGs satélites: alrededor del 10% de nuestra muestra presentan un aumento de tamaño estelar ( $r_{h,*}$ ) superior al 50% y probablemente no se clasificarían como UDGs sin esta evolución de tamaño debida al entorno dentro del halo anfitrión. Estas UDGs tienden a ser (no exclusivamente) galaxias enanas de menor masa y con tiempos de caída más tempranos. Dentro de esta submuestra y con un aumento de tamaño significativo ( $\geq 50\%$ ), hemos identificado dos tipos de comportamiento: 1) una expansión rápida asociada con la caída y el truncamiento de la formación estelar y 2) una expansión más secular que dura desde la caída hasta la actualidad ( $z = 0$ ), con aproximadamente la muestra dividida a la mitad entre estas dos categorías.

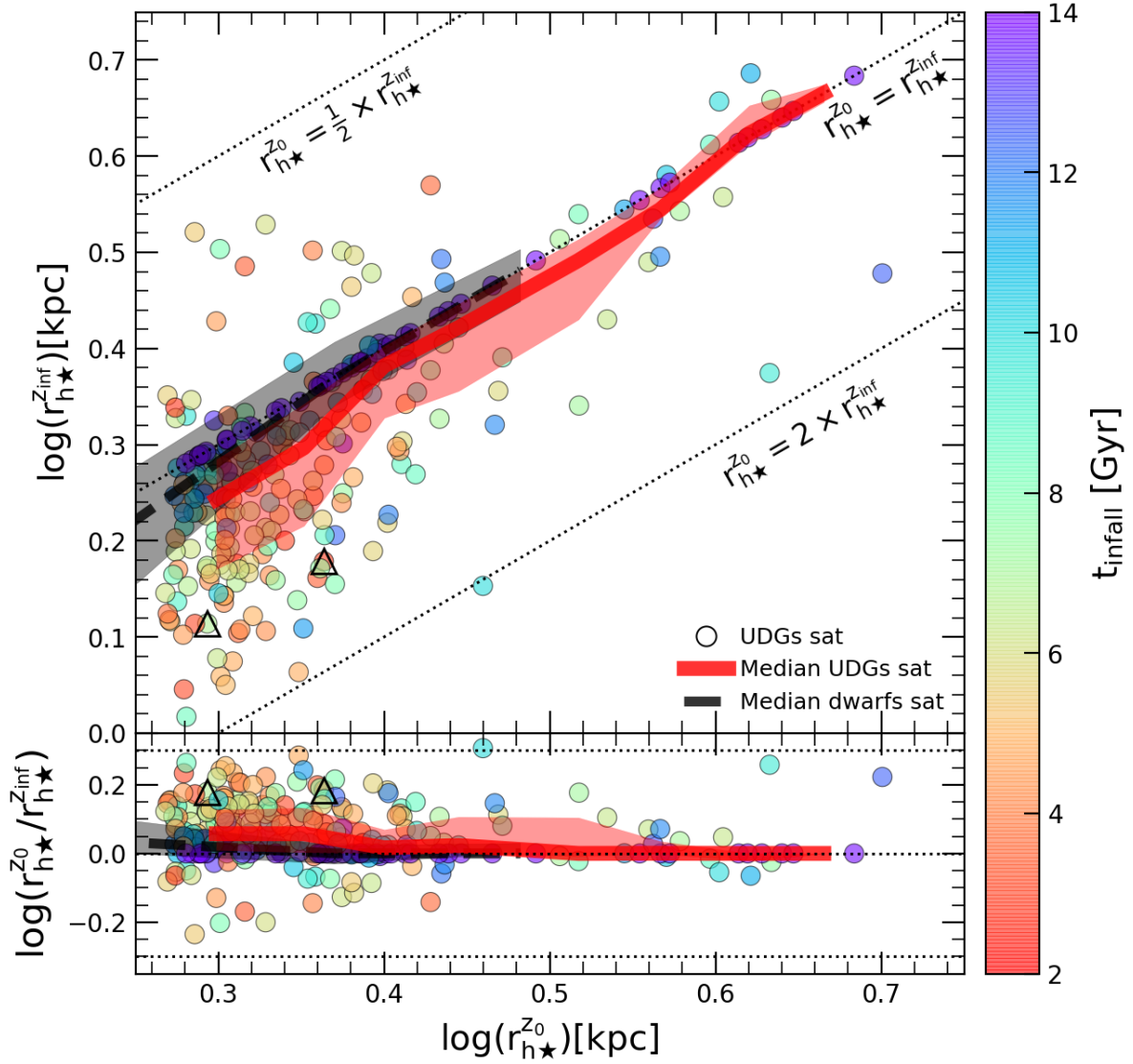


Figura 4.12: Relación entre los tamaños estelares de las UDGs satélites medidos en  $z = 0$  en relación al tamaño medido al tiempo de caída, el código de color muestra justamente el tiempo de caída de cada galaxia  $t_{\text{inf}}$ . El perfil de las medianas de indica con la línea roja gruesa, y la región sombreada delimita los percentiles 25% y 75%. Las UDGs no cambian significativamente su tamaño después de la caída presentando un valor medio de expansión  $\sim 16\%$  para toda la muestra. Para efectos de hacer una comparación se incluyó la mediana y los mismos percentiles de las galaxias enanas satélites no-UDGs, mostrados en negro. Aunque la población general de UDGs ya es extendida en el momento de la caída, observamos algunos valores atípicos, especialmente en el extremo de baja masa, donde los tamaños actuales pueden ser un factor  $\geq 1.5$  respecto de su valor al momento de la caída, lo que confirma que los efectos ambientales juegan un papel importante en la formación de algunas UDGs en nuestra muestra. Los triángulos negros abiertos destacan los dos ejemplos mostrados en la Fig. 4.13.

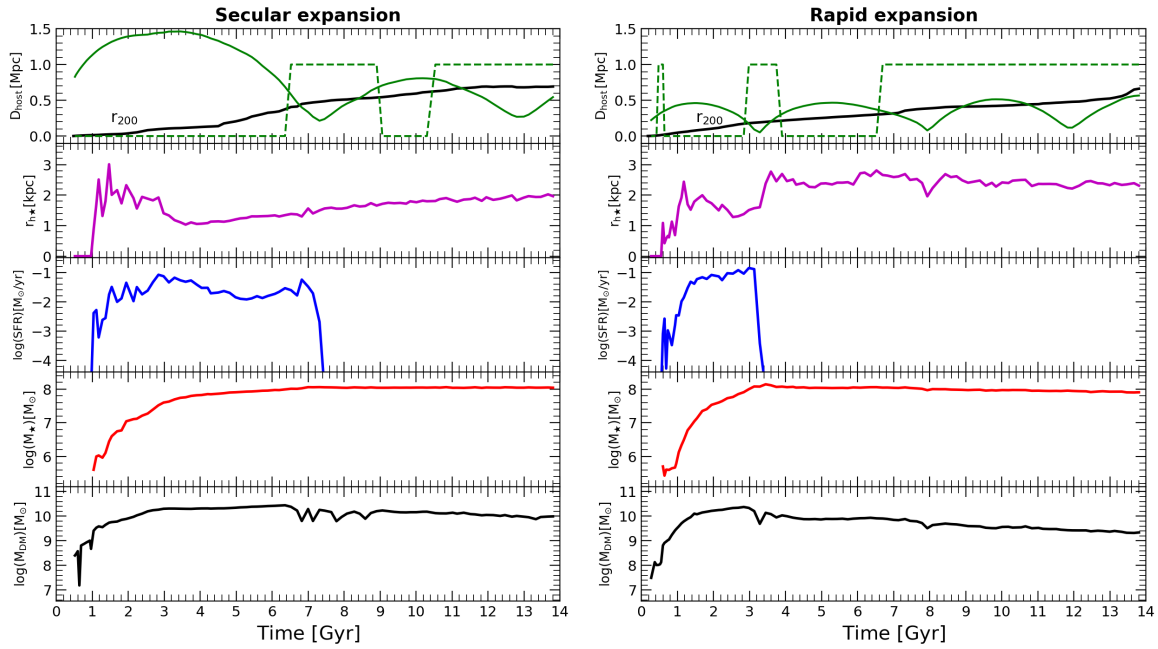


Figura 4.13: Ejemplos de la evolución de dos UDGs con un crecimiento de tamaño significativo después de la caída ( $r_{h,*}^{z_0} \geq 1.5r_{h,*}^{z_{inf}}$ ), resaltados con triángulos abiertos en la Fig. 4.12. De arriba a abajo: *i*) distancia al centro del cúmulo en la línea continua verde, mientras que la línea negra indica el crecimiento del radio virial del halo anfitrión, y la línea verde a trazos indica el cambio de central (0) a satélite (1) a lo largo del tiempo, *ii*) evolución del radio estelar de la galaxia ( $r_{h,*}$ ), *iii*) tasa de formación estelar (SFR), *iv*) masa estelar de la galaxia (dentro de  $2r_{h,*}$ ) y *v*) contenido de materia oscura del halo. La columna de la izquierda muestra un ejemplo en el que el radio de la galaxia sigue un crecimiento más lento (secular), mientras que la columna de la derecha muestra un ejemplo en el que el tamaño estelar se duplica rápidamente tras el primer pasaje pericéntrico. De la minoría de UDGs con un cambio de tamaño significativo tras la caída, encontramos que masomenos la mitad presenta una evolución lenta y la otra mitad con una evolución rápida, similar a estos ejemplos en las columnas de la izquierda y la derecha, respectivamente.

A modo de ilustración, la Fig. 4.13 muestra un ejemplo de cada uno de estos tipos de expansión extremos en los tamaños de las UDGs satélites, con un crecimiento secular del radio estelar en la columna de la izquierda y un caso de expansión rápida en la derecha. Obsérvese que para el caso de “expansión secular” de la izquierda, el aumento de tamaño se desencadena previo al primer pasaje por el pericentro, aunque es allí donde se produce la pérdida de gas y consecuentemente el cese de la formación estelar (tercera fila), y  $r_{h,*}$  sigue aumentando con un ritmo lento hasta el presente. Esta galaxia no muestra casi ningún desprendimiento de material por fuerzas de marea y sugiere que el lento aumento de tamaño podría ser una combinación de calentamiento por fuerzas de marea y un envejecimiento de la población estelar en las regiones centrales, aunque esto justificaría un estudio más detallado por sí mismo, dada la complejidad de desentrañar estos dos mecanismos entrelazados.

Es poco probable que un efecto global de resolución numérica sea el responsable de la evolución secular del tamaño que se observa en el ejemplo del panel izquierdo de la Fig. 4.13, ya que las galaxias enanas no-UDGs de la misma masa/tamaño son, en promedio, consis-

tentes con ningún cambio en  $r_{h,*}$ , lo que sugiere que la resolución de la simulación es capaz de manejar adecuadamente los tamaños de estos objetos de masas similares. Como referencia, el incremento final del radio de la galaxia para esta UDG particular que se muestra en el panel izquierdo de la Fig. 4.13 es  $r_{h,*}^{z_0} = 1.5r_{h,*}^{z_{\text{inf}}}$ , que está significativamente por encima de la mediana  $\sim 1.1r_{h,*}^{z_{\text{inf}}}$  de toda la muestra de UDGs satélites. Solo alrededor del 5% de las UDGs satélite muestran un aumento de tamaño de  $\geq 50\%$  con una evolución temporal igualmente lenta, siendo en gran medida subdominante para toda la población de UDGs satélites.

Por otro lado, la columna derecha de la Fig. 4.13 ilustra el ejemplo opuesto: una UDG satélite en el que el tamaño sufre un evento de “expansión rápida”. El aumento del tamaño estelar (segunda fila) se produce en el primer pericentro alrededor del halo anfitrión, coincidiendo con el tiempo de la remoción del gas y (consecuentemente) el apagado en la formación estelar de esta galaxia. Este tipo de objetos (alrededor de  $\sim 5\%$  de las UDGs satélites) son consistentes con ser galaxias enanas normales “expandidas” por efectos impulsados por fuerzas de marea como la remoción no adiabática de gas (Safarzadeh & Scannapieco, 2017) o el calentamiento por fuerzas de marea (Jiang et al., 2019a), ambos son mecanismos propuestos por modelos teóricos previos para la formación de UDGs.

Esta galaxia en particular, presentada en la columna de la derecha de la Fig. 4.13, también ha experimentado una disrupción de marea sustancial tanto en la componente estelar como en materia oscura (fracciones retenidas  $f_* = 0.58$  y  $f_{\text{DM}} = 0.09$ , respectivamente), pero la coincidencia temporal del aumento de tamaño y su pasaje por el pericentro sugieren que el despojo de material por fuerzas de marea no impulsó el aumento de tamaño neto en este tipo de objetos.

La población de UDGs satélites predicha se compone, por tanto, de dos tipos de objetos: los que nacen como UDGs en el campo y posteriormente con acretados por halos anfitriones ( $\sim 90\%$ ) y una minoría ( $\sim 10\%$ ) en la que los efectos de las fuerzas de mareas provocan una expansión apreciable de la distribución estelar. El despojo de material por fuerzas de mareas afecta sustancialmente a la materia oscura y (en menor medida) al contenido estelar de todas las UDGs satélites, habiendo perdido en promedio  $\sim 80\%$  de materia oscura y  $\sim 10\%$  de estrellas respectivamente.

Nuestros resultados sugieren un escenario en el que los tamaños extendidos de las UDGs se fijan en su mayoría debido a procesos internos antes de la caída, pero los mecanismos externos impulsados por el entorno juegan un papel no despreciable en la transformación de algunas enanas normales en UDGs. Estos resultados concuerdan bien con trabajos anteriores que propusieron una combinación de efectos internos y externos para explicar la población de UDGs satélites (Jiang et al., 2019a; Sales et al., 2020), en la medida en que destacamos que sólo alrededor del 10% de las UDGs satélites deben su tamaño extendido a la influencia del ambiente. Más concretamente,  $\sim 10\%$  experimentan un aumento de tamaño mayor que 50% de su valor al momento de la caída, mientras que el promedio para toda la población de UDGs satélites es un aumento de sólo un  $\sim 16\%$  y, por lo tanto, ya eran galaxias extendidas antes de la caída en sus respectivos halos anfitriones.

## 4.5 Discusión general sobre la formación de UDGs

Algunos de los resultados presentados en esta parte del trabajo pueden estar en desacuerdo con hallazgos reportados previamente usando otras simulaciones numéricas. Por ejemplo, en los mecanismos de formación asociados a potentes flujos salientes no se necesitan altos espines del halo (Di Cintio et al., 2017; Chan et al., 2018), mientras que otros trabajos han informado de que no hay sesgos en la distribución de espines de los objetos ya sean UDGs o no-UDGs (por ejemplo, Jiang et al., 2019a; Wright et al., 2021). Estas diferencias no son sorprendentes, ya que se ha demostrado que las propiedades y morfologías de las galaxias simuladas dependen en gran medida de la prescripción de realimentación particular implementada (Sales et al., 2010; Scannapieco et al., 2012). Para el tratamiento de la física bariónica de TNG50, el alto espín del halo parece desempeñar un papel importante en el establecimiento del tamaño de las galaxias, al menos en el régimen de las galaxias enanas explorado aquí. Un camino constructivo para comparar diferentes modelos teóricos es identificar un conjunto de predicciones que podrían utilizarse en un futuro próximo para validar este mecanismo particular de formación de UDGs propuesta en este trabajo. Aquí discutimos brevemente tres de ellas: la cinemática, el número de UDGs y las características producto de las fuerzas de marea.

Comenzamos con consideraciones sobre la cinemática de los UDGs, un tema estudiamos detalladamente en un próximo trabajo (Doppel et al., *in-prep*). Los estudios observacionales han encontrado un amplio rango de contenido de materia oscura en las UDGs (Toloba et al., 2018; Doppel et al., 2021; Gannon et al., 2022) con muchos sugiriendo halos de tamaño de enanas (por ejemplo, Papastergis et al., 2017; Jones et al., 2018), lo que estaría en acuerdo con nuestros resultados. Sin embargo, hay objetos individuales con cinemáticas peculiares que son difíciles de reconciliar con la mayoría de los escenarios de formación de las UDG, como el caso de las galaxias con déficit de materia oscura como DF2 y DF4 (van Dokkum et al., 2018; Wasserman et al., 2018; Danieli et al., 2019; van Dokkum et al., 2019a), o la sugerencia de que las UDGs de campos ricos en gas tienen una masa de materia oscura mucho menor de lo esperado (Mancera Piña et al., 2019b, 2022b).

El escenario de formación propuesto aquí, junto con la implementación bariónica en TNG50 que resulta en la no formación de núcleos de materia oscura, sugiere que tales objetos pobres en materia oscura serán difíciles de reproducir en nuestra muestra o incluso estarán completamente ausentes (ver Kong et al., 2022, para una discusión cuantitativa). Sin embargo, aún estamos en los primeros pasos en los estudios observacionales de la cinemática de las UDGs y la división entre las tendencias de la población general de UDGs frente a la existencia de galaxias atípicas o raras no es actualmente clara. Además, la desalineación entre el gas y las estrellas puede complicar las correcciones de la inclinación de las curvas de rotación de las UDGs de campo ricos en gas (Gault et al., 2021). Una vez que se disponga de más datos observacionales para restringir las masas dinámicas de las UDGs de campo y satélites, la cinemática interna de estas galaxias representará una sólida herramienta de validación para los modelos teóricos. Hay que tener en cuenta que el potencial de estudios como el presentado aquí usando datos de TNG50 se basa en la reproducción de tendencias poblacionales, y no de objetos individuales, hecho que podría requerir condiciones iniciales o de contorno específicas para reproducir rasgos concretos.

La abundancia de UDGs en función del entorno, en particular en el campo, es una vía prometedora para restringir los modelos de formación de UDGs. La abundancia de UDGs satélites

también es importante, pero su interpretación se complica por la asignación de la membresía y la distancia al anfitrión, entre otras consideraciones. En el campo, por ejemplo, Jones et al. (2018) midieron la abundancia de UDGs con *HI* en el estudio ALFALFA y determinó una densidad numérica cósmica de  $(1.5 \pm 0.6) \times 10^{-3} \text{ Mpc}^{-3}$ , un valor que resultó ser demasiado pequeño en comparación con las predicciones de los modelos semianalíticos de Rong et al. (2017), en los que los espines grandes estaban directamente relacionados con la formación de UDGs. En nuestro caso, hemos comprobado que la abundancia de UDGs centrales en nuestra muestra es  $\sim 1.41 \times 10^{-3} \text{ Mpc}^{-3}$ , en razonable acuerdo con las estimaciones de ALFALFA.

Aunque se justifica una comparación más cuidadosa con las determinaciones observacionales de la abundancia cósmica de las UDGs, en particular teniendo en cuenta los efectos de las diferentes definiciones (Van Nest et al., 2022), no parece haber pruebas directas que indiquen que la frecuencia de formación de las UDGs centrales (ricas en gas) en TNG50 sea demasiado grande, a pesar de su relación con los valores de espín grandes. Como destacamos en la sección 4.3.2, los halos con grandes valores  $\lambda$  en TNG50 formarán preferentemente galaxias extendidas que podrían calificarse como UDGs, pero no todos los halos de alto espín albergan una UDG central en nuestras simulaciones, y la masa del halo y la fracción de momento angular retenida también tienen su influencia. La frecuencia prevista de formación de UDGs de campo podría ser completamente diferente en los modelos en los que hay fusiones o flujos salientes, lo que hace que los estudios observacionales destinados a limitar la abundancia de UDGs de campo (y satélites) sean una herramienta prometedora para ayudar a limitar los modelos teóricos.

Por último, argumentamos aquí que la determinación de la frecuencia de las corrientes de marea asociadas a las UDGs es de extrema importancia. En nuestro modelo, mientras que las mareas son responsables de la transformación de una baja fracción de galaxias enanas normales en UDGs, la gran mayoría de las UDGs en TNG50 deben sus tamaños extendidos a las propiedades internas del halo. Por lo tanto, esperamos una incidencia relativamente baja de corrientes estelares alrededor de las UDGs observadas en entornos de alta densidad y ninguna para las UDGs en el campo. Las observaciones de las UDGs en entornos de densidad baja e intermedia parecen coincidir con esta idea (Marleau et al., 2021), pero se necesitan más estudios. Esta puede ser una de las predicciones más importantes que se confirme en un futuro próximo sobre la formación de este tipo de galaxias, a medida que más campañas de observación sean cada vez más capaces de estudiar el universo de brillo superficial extremadamente bajo.

En el siguiente capítulo nos enfocaremos en la formación de una población muy particular de UDGs, con baja o nula formación estelar que en la última década han ido agregando observaciones en el campo, donde se espera que las galaxias sean típicamente formadoras de estrellas.

## 4.6 Conclusiones

El gran volumen simulado en TNG50 permite realizar uno de los primeros estudios autoconsistentes de la formación de UDGs en diferentes entornos, abarcando desde el campo hasta cúmulos de galaxias con masa virial  $M_{200} \sim 10^{14} M_{\odot}$ . Definimos las UDGs como valores atípicos en la relación masa-tamaño, seleccionando para una masa estelar dada, el extremo 5% de objetos con los tamaños estelares ( $r_{h,*}$ ) más extendidos. Dicha selección recupera una mues-

tra de galaxias de bajo brillo superficial ( $\mu \sim [24.5-28]$  mag arcsec $^{-2}$  y  $r_{h,*} \geq 2$  kpc) que están en buen acuerdo con los criterios de selección usuales de UDGs en las observaciones. Nuestra muestra consiste en 176 UDGs centrales (o de campo) y 260 UDGs satélites que habitan en halos anfitriones con masas viriales  $M_{200} \sim 10^{12-14.3} M_{\odot}$ .

El principal resultado de este capítulo es que la gran mayoría de las UDG (tanto los centrales como los satélites) se forman en TNG50 debido a procesos internos, en particular, debido a halos de materia oscura con un espín elevado, respecto de galaxias enanas típicas con masa estelar similares. La mediana de la distribución del espín de los halos para la muestra de UDGs centrales es  $\langle \lambda \rangle = 0.059$  en comparación con  $\langle \lambda \rangle = 0.035$  para la muestra de galaxias no-UDGs. Los satélites también muestran un exceso de espín cuando se mide previo al momento de la caída ( $\langle \lambda \rangle = 0.047$ ). Este resultado está de acuerdo con una de las primeras explicaciones teóricas para los tamaños extendidos de las UDGs usando modelos semi-analíticos (Amorisco & Loeb, 2016), siendo ahora confirmado usando simulaciones hidrodinámicas.

Nuestra muestra de UDGs habita en halos de masa típicos de galaxias enanas como otras no-UDGs en el mismo rango de masa estelar, con  $M_{200} = 10^{10-11} M_{\odot}$ . Dentro de este rango, las UDGs simuladas tienen un sesgo alto en  $M_{200}$ , teniendo masas de halo entre  $\sim 40\% - 70\%$  más altas que las no-UDG a una  $M_{*}$  fija.

Un tercer factor parece determinar los grandes tamaños estelares en las UDGs simuladas (centrales): además de vivir en halos con grandes espines, sus componentes estelares consiguen capturar una fracción de momento angular específico del halo  $\sim 3$  veces mayor que las enanas no-UDGs.

Estos tres factores (alto espín, masa o radio virial sesgado y gran retención de momento angular) son ingredientes comunes en los modelos analíticos de formación de discos, como Mo et al. (1998), y parecen explicar bien la formación de UDGs como enanas en el extremo de los tamaños estelares extendidos.

En buena concordancia con las observaciones, las UDGs simuladas en TNG50 son azules, jóvenes y con formación estelar para el caso de galaxias centrales, en contraste con las UDGs satélites que son rojas, viejas y apagadas. Hay excepciones a estas características principales: las UDGs rojas y apagadas pueden encontrarse en el campo en cantidades significativas debido a las órbitas *backsplash* (analizadas en detalle en Benavides et al., 2021) y una pequeña fracción de UDG satélites azules en las afueras de grupos y cúmulos que podrían ser explicadas considerando tiempos de caída recientes.

Los efectos ambientales actúan rápidamente para detener la formación estelar en las UDGs satélites, con UDGs satélites apagadas que tienen edades estelares promedio típicas  $t_{*,age} \sim 10$  Gyr, un valor que estaría relacionado a los tiempos de caída de estas galaxias a sus halos anfitriones.

Además, los efectos de las fuerzas de marea son importantes para el contenido de materia de las UDGs satélites, que pierden en promedio  $\sim 80\%$  de materia oscura y  $\sim 10\%$  de sus estrellas, respecto de sus valores máximos medidos a lo largo del tiempo.

Encontramos que los tamaños extendidos de la mayoría de las UDGs satélites no son el re-

sultado de la evolución por fuerzas de marea en los grupos y cúmulos, sino que ya eran galaxias extendidas antes de la caída. Sin embargo, un 10% de las UDGs satélites muestran un aumento de  $\geq 50\%$  en  $r_{h,*}$  en comparación al valor medido previo a la caída. Por lo tanto, la mayoría de las UDGs satélites ya eran UDGs (galaxias extendidas) en el campo antes de la acreción, y el entorno es responsable del apagado de su formación estelar y por tanto del envejecimiento de su población estelar, pero no juega un papel dominante en establecer sus tamaños extendidos. Una pequeña pero significativa fracción de UDGs satélites se forma debido a procesos externos o impulsados por el medio ambiente.

Para el  $\sim 10\%$  de las UDGs que muestran un aumento de tamaño desde la caída  $\geq 50\%$ , encontramos que los efectos de las mareas, como la eliminación repentina de gas y el calentamiento por fuerzas de marea tras los pasajes pericéntricos, son responsables de desencadenar el aumento de tamaño, que puede ser rápido (aproximadamente la mitad de los casos) o secular (para la mitad restante).

Así entonces parece necesaria una combinación de factores internos (dominantes) y externos para explicar la población completa de UDGs satélites en TNG50, de acuerdo con resultados teóricos anteriores (Jiang et al., 2019a; Sales et al., 2020).



## Capítulo 5

# El origen de galaxias ultra difusas apagadas en el campo

Como se presentó en el capítulo anterior, las galaxias ultra difusas (UDG) son las galaxias de menor brillo superficial conocidas, con masas estelares típicas de las galaxias enanas pero con tamaños similares a los de galaxias más masivas como la Vía Láctea. La razón de su gran tamaño es objeto de debate, y (como se mostró anteriormente) se han sugerido procesos internos como el momento angular, la realimentación o las fusiones, frente a mecanismos externos o una combinación de ambos. Desde el punto de vista observacional, sabemos que las UDGs son rojas y apagadas en grupos y cúmulos mientras que sus contrapartes en el campo son azules y con una tasa importante de formación estelar. Esta dicotomía sugiere que los efectos ambientales son los principales responsables. Sin embargo, este escenario ha sido puesto en duda por las observaciones recientes de UDGs apagadas y aisladas en el campo. Nuevamente usamos los datos de la simulación cosmológica hidrodinámica TNG50 para mostrar que las UDGs apagadas de campo se forman como galaxias *backsplash* que una vez fueron satélites de otro halo galáctico, de grupo o de cúmulo, pero que actualmente están a algunos Mpc de distancia de estos halos anfitriones. Estas interacciones, aunque breves, eliminan el gas y despojan parte del material las regiones externas de sus halos de materia oscura, por lo que estas galaxias nacen como UDGs de campo con formación estelar y que ocupan halos de materia oscura típicos de masa de galaxias enanas. Por tanto, las UDGs apagadas y aisladas pueden encontrarse en cantidades no despreciables localizadas en filamentos y vacíos, llevando la huella de interacciones pasadas como halos despojados de materia oscura y gas en comparación a galaxias enanas de masa estelar similar. Este último capítulo que está basado en Benavides et al. (2021).

### 5.1 UDGs apagadas en el campo: un tipo de galaxias extrañas inmersas en un entorno que no les corresponde

Las UDGs en grupos y cúmulos se caracterizan por un desconcertante amplio rango de contenido de materia oscura y cúmulos globulares Lim et al. (2018); van Dokkum et al. (2018); Doppel et al. (2021), forma similar a un disco grueso Koda et al. (2015); Mancera Piña et al. (2019a), poblaciones estelares viejas Ferré-Mateu et al. (2018) y falta de una componente gaseosa sustancial. Su inactividad de formación estelar no es sorprendente dados los entornos de alta densidad que habitan. Por otro lado, para las pocas UDGs apagadas que se han descubierto en el campo, el mecanismo responsable de eliminar el gas y detener la formación

estelar no ha sido identificado aún. En cuanto a la teoría, el progreso requiere simulaciones cosmológicas de alta resolución que sean capaces de resolver una variedad de medioambientes y la física implicada en este problema; desde la formación de enanas aisladas en sus halos, hasta sus interacciones con filamentos, grupos y cúmulos. Este tipo de simulaciones son posibles desde hace poco tiempo, y la simulación TNG50 -utilizada aquí- se encuentra entre las de mayor resolución disponible Nelson et al. (2019a); Pillepich et al. (2019).

### 5.1.1 Muestra de UDGs en el campo

De la muestra de galaxias presentadas en la sección 4.2.1 del capítulo anterior nuevamente utilizamos la población del 5% de galaxias más extendidas en la relación masa-tamaño (puntos grises de la Fig. 5.1). En ese caso centramos nuestra atención en las galaxias centrales (estrellas magenta), que se compone por un total de 176 galaxias simuladas. Con esta definición, nuestra muestra de UDGs simuladas se corresponde bastante bien con las muestras observacionales (Martín-Navarro et al., 2019; Román et al., 2019; Rong et al., 2020b; Lim et al., 2020), en términos de su ubicación en est diagrama (y abundancia, que se discute más adelante). Como se presentó en el capítulo anterior, estudiamos el origen de los tamaños extendidos de estas galaxias en los diferentes entornos (Benavides et al., 2023b). Las Figuras 4.4 y 4.5 pueden considerarse un breve resumen de los resultados, referentes a la relación de su tamaño con la dinámica del halo y su exceso de momento angular, respecto de la población de galaxias enanas normales.

### 5.1.2 UDGs azules y rojas en el campo

Los colores de las galaxias ( $g-r$ ) de nuestras UDGs centrales simuladas en la Fig. 5.2 muestran una clara bimodalidad: la mayoría de las UDGs centrales se encuentran en la “nube azul”, lo que sugiere poblaciones estelares jóvenes como se espera para las enanas del campo, mientras que el 23.7% de nuestras UDGs simuladas se encuentran en la secuencia roja.

La distribución de masas no es uniforme, siendo las UDGs rojas más comunes hacia las masas más bajas, donde también, a la misma masa, las UDGs del campo tienen una fracción mayor de objetos rojos que las enanas normales del campo (ver panel superior de la Fig. 4.4). El panel del recuadro muestra que sus colores correlacionan con sus tasas de formación estelar, con las UDGs azules ocupando la “secuencia principal” de galaxias con formación estelar y las UDGs rojas mostrando una formación estelar despreciable en la actualidad.

### 5.1.3 Interacción de UDGs con halos masivos en el pasado

Una inspección minuciosa de las historias de nuestras UDGs rojas apagadas revela un factor en común: todas han sido satélites de otro sistema en el pasado, pero hoy son galaxias centrales en el campo. El panel superior de la Fig. 5.3 muestra un ejemplo de la órbita de una de nuestras UDGs rojas. Esta galaxia enana interactuó hace  $\sim 4$  mil millones de años con un grupo que tiene una masa virial  $M_{200}(z=0) \approx 6.46 \times 10^{13} M_{\odot}$  pero se encuentra hoy en día a  $\sim 1.5$  Mpc de distancia, es decir a más del doble del radio virial del grupo anfitrión. El código de colores

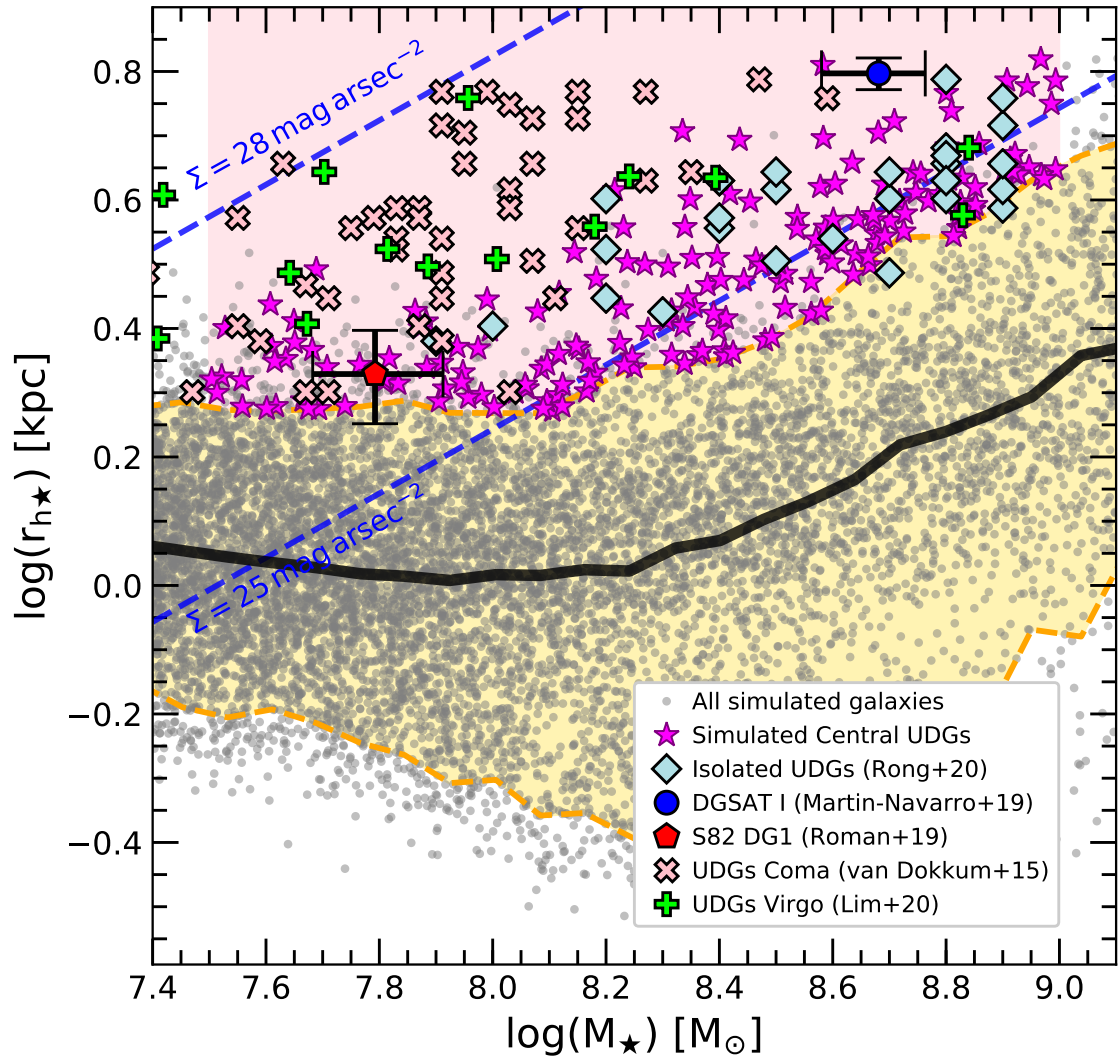


Figura 5.1: Relación masa estelar versus tamaño ( $M_*$  vs  $r_{h*}$ ) para todas las galaxias simuladas en el rango de masa  $\log(M_*/M_\odot) = [7.4, 9.1]$  en la simulación TNG50 (puntos grises). Las curvas discontinuas azules delgadas indican las líneas de brillo superficial constante suponiendo una relación masa-luminosidad igual a 1. La línea negra sólida indica la mediana de tamaño una  $M_*$  fija para las galaxias simuladas. Las curvas amarillas discontinuas muestran los percentiles 5% y 95%, y la región amarilla sombreada entre ambos destaca la muestra de galaxias enanas “normales” (no-UDGs). Nuestra muestra de UDGs de campo (estrellas magenta) se define como galaxias centrales con  $\log(M_*/M_{\text{odot}}) = [7.5, 9]$  y un tamaño estelar superior al percentil 95% (región sombreada en rosa). En los símbolos con bordes negros se muestran varios datos observacionales, para los cuales transformamos los tamaños 2D a 3D mediante la relación  $r_{h*} = 4/3R_{\text{eff}}$ . Los diamantes azules claros indican UDGs que forman estrellas en entornos de baja densidad Rong et al. (2020b); el círculo azul oscuro es el DGSAT I relativamente aislado Martín-Navarro et al. (2019); el pentágono rojo es el UDG S82-DG-1, una UDG apagada y aislada Román et al. (2019). Para comparar, también mostramos UDGs observadas en el cúmulo de Virgo del trabajo de Lim et al. (2020) (cruces verdes) y en el cúmulo de Coma van Dokkum et al. (2015a) (símbolos X rosa). Nuestra definición de UDGs está en buen acuerdo con las observaciones.

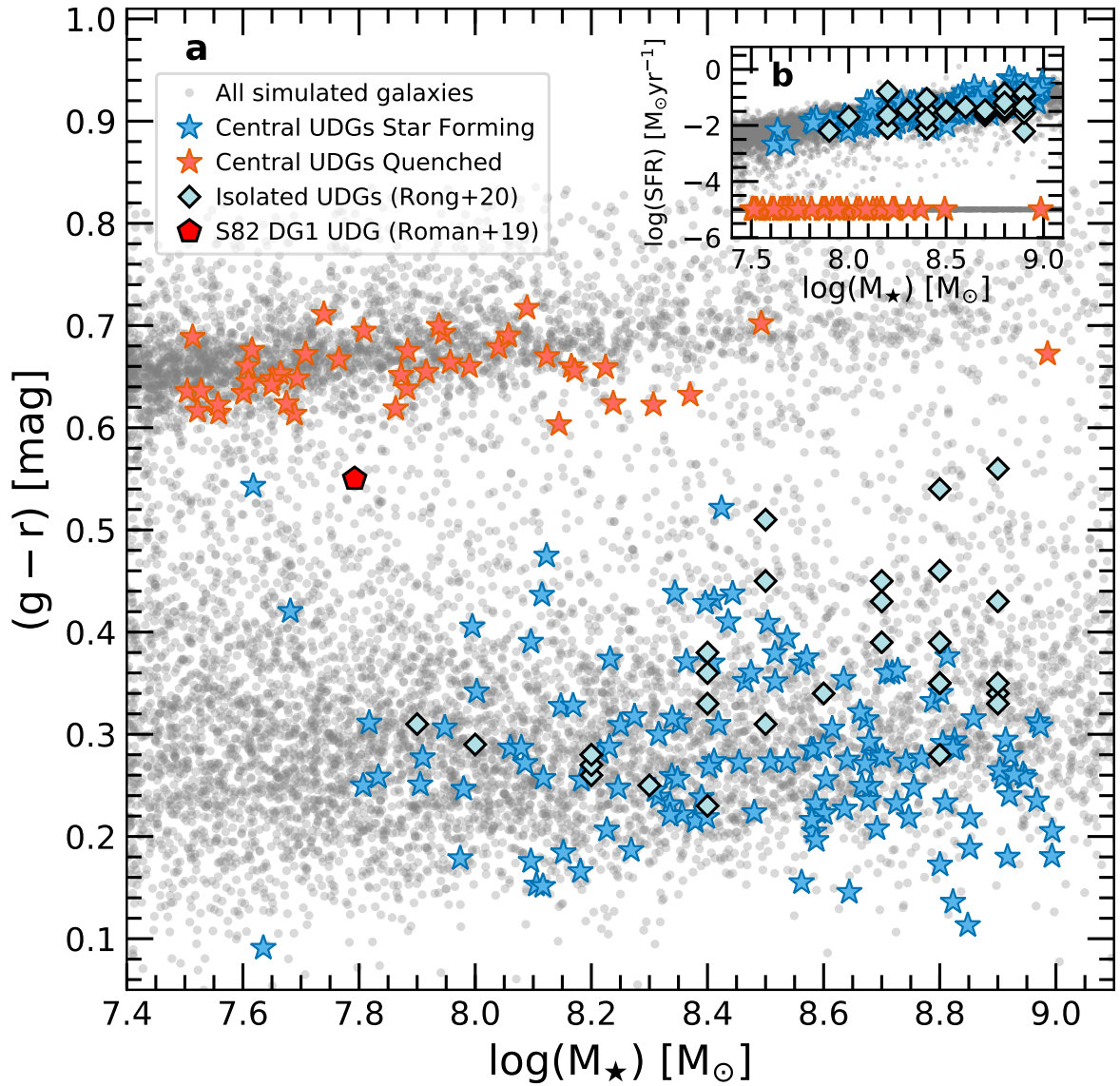


Figura 5.2: Dicotomía entre el color y la tasa de formación estelar de las UDGs de campo. El panel **a**, muestra el color ( $g - r$ ) en función de la masa estelar para todas las galaxias simuladas en este rango de masa (puntos grises) y las UDGs de campo (símbolos de estrella). La mayoría de las UDGs de campo son azules, pero aproximadamente una cuarta parte de la muestra puebla la “secuencia roja”. Estos colores se correlacionan con las tasas de formación estelar (SFR, pequeño recuadro, panel **b**), donde las UDGs azules presentan formación estelar y las rojas están apagadas (la SFR es cero en estos objetos pero se ha desplazado artificialmente a  $10^{-5} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$  para poder representarlas). Los símbolos coloreados corresponden a algunos datos observacionales disponibles: las UDGs aisladas con formación estelar de Rong et al. (2020b) con diamantes azul claro y la UDG apagada S82-DG-1 Román et al. (2019) con el pentágono rojo.

de la órbita que indica el color ( $g - r$ ) de la galaxia en cada momento, muestra que el enrojecimiento comienza al caer en el halo y se acelera tras el paso por el pericentro.

Las imágenes de la UDGs simuladas (fila central de la Fig. 5.3) muestran claramente que su gas es removido a medida que se acerca al pericentro, lo que explica su apagado y enrojecimiento actual en el campo. Similar a como se mostró para las satélites en el capítulo anterior, el tamaño estelar de esta población de galaxias no se ve afectado en gran medida por la interacción, nuestras UDGs rojas ya eran todas objetos extendidos antes de la caída (ver Fig. 5.5).

Los objetos en estas órbitas externas, que se encuentran mucho más allá del radio virial de sus anfitriones, se conocen como galaxias *backsplash* Balogh et al. (2000b), y son una consecuencia natural del ensamblaje jerárquico en el modelo cosmológico  $\Lambda$ CDM. Nuestras UDGs rojas son objetos *backsplash* de sistemas en un amplio rango de masas viriales, incluyendo halos del tamaño de una galaxia con  $M_{200} \approx 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  hasta cúmulos de galaxias ( $M_{200} \gtrsim 10^{14} M_{\odot}$ ), y se encuentran actualmente en promedio a  $2.1r_{200}$  de esos sistemas, o  $1.7 \pm 0.7$  Mpc (en promedio), pero pueden llegar hasta 3.35 Mpc en algunos casos (ver Fig. 5.7). En la mayoría de los casos (64.3%) el sistema responsable del apagado y de la eyección más allá del radio virial es el mismo, mientras que en los casos restantes el apagado de las galaxias es producto del “pre-procesamiento” en el interior de un grupo (halo) menos masivo (Mihos, 2003; Vijayaraghavan & Ricker, 2013; Roberts & Parker, 2017; Sarron et al., 2019; Gu et al., 2020), lo que significa que la UDG se apagó siendo huésped de un halo de masa moderada que posteriormente cayó en un sistema más masivo responsable de este tipo de órbita peculiarmente energética.

Una sección del volumen simulado mostrando la ubicación de las UDGs rojas y azules se ilustra en la Fig. 5.3 (panel c), destacando las UDGs rojas que son objetos *backsplash* de halos del tamaño galáctico (círculos verdes), localizados principalmente en regiones de baja densidad del Universo. Las UDGs rojas de campo se agrupan más que las azules, pero todas se encuentran a distancias considerables de sus antiguos halos anfitriones. En promedio, las interacciones se produjeron hace  $\sim 5.5$  Gyr y fueron moderadamente rápidas, ya que las UDGs rojas pasan típicamente 1.5 Gyr (mediana, véase la Fig. 5.8) dentro del radio virial de esos sistemas de los que son ahora galaxias *backsplash*.

Llamativamente, existen casos extremos en los que el pasaje pericéntrico de la UDG por el pericentro provoca su eyección total del sistema, similar a los que se dan en las interacciones de múltiples cuerpos (ver por ejemplo, Sales et al., 2007a). Nuestra UDG más extrema se encuentra a 3.35 Mpc de su halo anfitrión y aparece como un objeto extremadamente aislado en un entorno similar a un vacío (véase el círculo amarillo en el panel inferior de la Fig. 5.3). Esta UDG cayó como parte de un grupo del tamaño de una galaxia en un halo del tamaño de un grupo con  $M_{200}(z = 0) = 3.36 \times 10^{13} M_{\odot}$  y fue eyectada hace más de 6 Gyr después de su primer pericentro (ver Fig. 5.9).

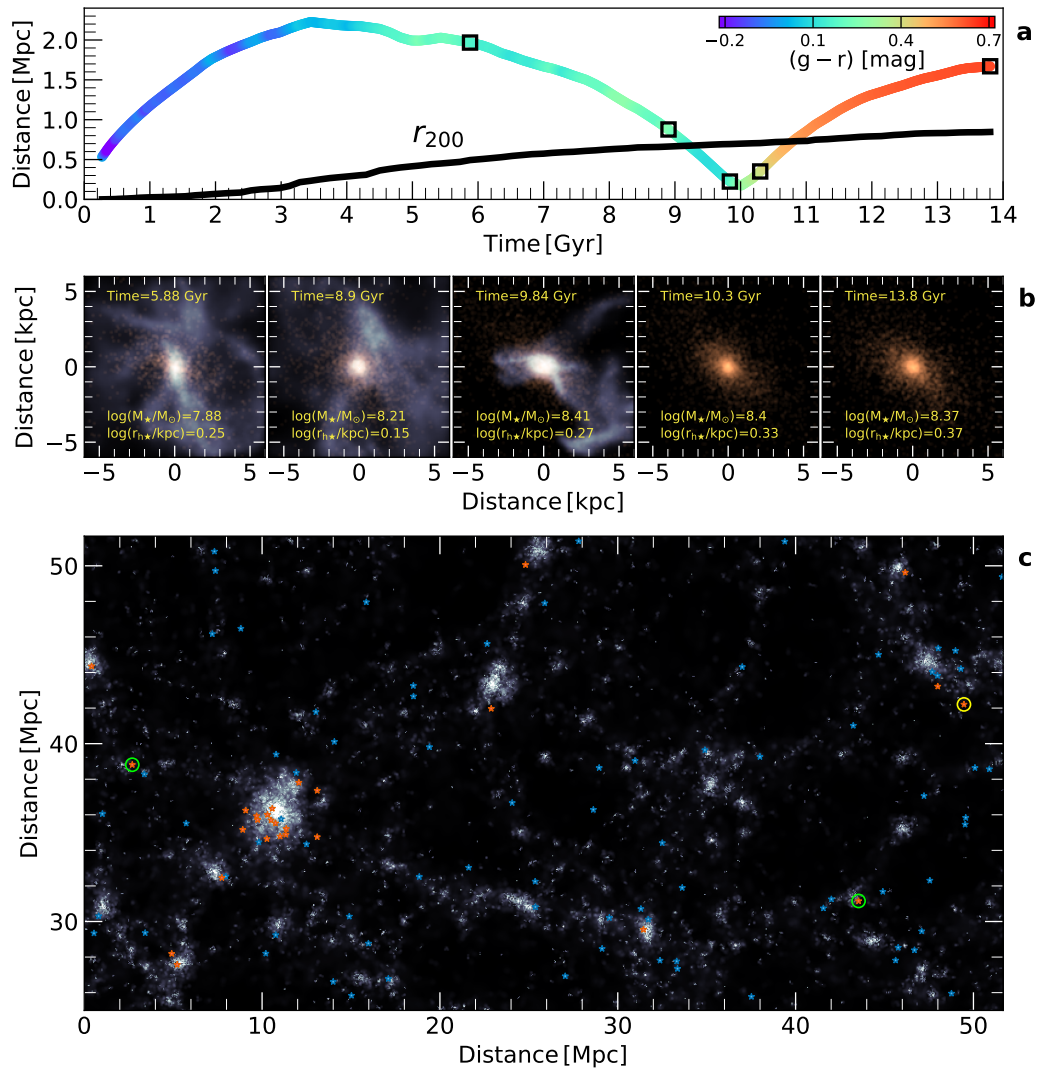


Figura 5.3: Formación de UDGs rojas con órbitas *backsplash* y su ubicación en el Universo. El panel **a** muestra el ejemplo de órbita de una de nuestras UDGs apagadas alrededor de su halo anfitrión temporal, cuyo radio virial está indicado por la línea negra. La órbita está codificada por colores según el color instantáneo ( $g-r$ ) de la galaxia (véase la barra de colores en la parte superior derecha) y muestra que el enrojecimiento comienza justo después del pasaje por el pericentro. El panel **b**, muestra una vista instantánea del contenido estelar (rojo) y de gas (azul) de la UDG en diferentes épocas a lo largo de su órbita (en cada uno de los momentos resaltados por los cuadrados negros en el panel superior). El gas se elimina por completo al acercarse al pericentro, lo que provoca un envejecimiento posterior y un enrojecimiento de la población estelar. El panel **c** muestra la ubicación de las UDGs azules y rojas (símbolos de estrella) en una parte del volumen cosmológico de la simulación. La estructura que muestra el mapa gris es trazado por todas las galaxias de la simulación. Las UDGs rojas están espacialmente más agrupadas que las UDGs azules, pero algunas de estas UDGs rojas pueden existir incluso en regiones de muy baja densidad. Por ejemplo, los círculos verdes abiertos corresponden a UDGs que son galaxias *backsplash* de halos galácticos con  $\log(M_{200}/M_{\odot}) \approx 12.5$ . El único círculo amarillo indica el caso más extremo de una UDG expulsada y situada a  $\sim 3.35$  Mpc de su halo anfitrión.

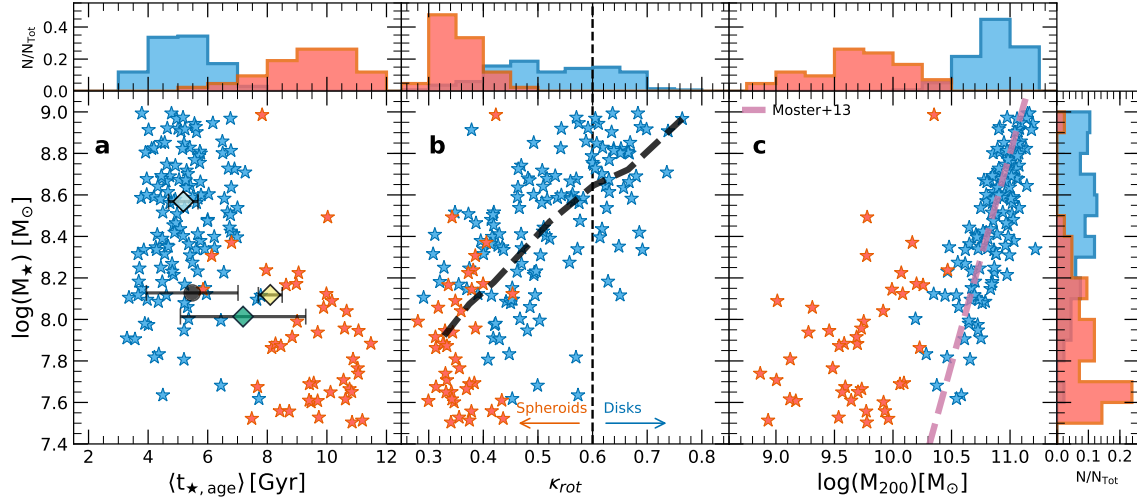


Figura 5.4: Propiedades de las UDGs rojas de campo frente a las UDGs azules. Panel **a**, edad media de la población (pesada por la masa) en función de la masa estelar. Las UDGs rojas son más viejas que las UDGs azules (la media para rojas y azules es  $5.21 \pm 0.99$  Gyr y  $9.40 \pm 1.38$  Gyr, respectivamente). Las UDGs azules tienen edades consistentes con la muestra general de galaxias enanas normales de campo (no-UDGs) simuladas en el mismo rango de masa estelar, como se muestra en el símbolo gris con barras de error correspondientes a los percentiles 5% – 95%. Se muestran datos observacionales disponibles para su comparación: UDGs formadoras de estrellas de Rong et al. (2020b) con el diamante azul claro, la UDG apagada de campo DGSAT I (Martín-Navarro et al., 2019) con el diamante amarillo y un promedio de UDGs en el cúmulo de Coma de Ferré-Mateu et al. (2018) con el diamante verde. Panel **b**, morfología cuantificada por el parámetro  $\kappa_{\text{rot}}$ , donde  $\kappa_{\text{rot}} > 0.6$  (indicado por la línea discontinua fina vertical) destaca los objetos dominados por discos. Las UDGs rojas suelen tener una morfología más esferoidal (valores  $\kappa_{\text{rot}}$  más bajos) que la población azul con una masa similar. La curva negra de trazos gruesos muestra la mediana de  $\kappa_{\text{rot}}$  para una masa estelar determinada. Panel **c**, relación masa virial ( $M_{200}$ ) - masa estelar. Las UDGs rojas tienen halos exteriores despojados de material y por ende muestran masas viriales más pequeñas para una masa estelar fija. La curva rosa discontinua corresponde al modelo masa-halo de Moster et al. (2013). Para facilitar las comparaciones, se incluyen histogramas que muestran números normalizados ( $N/N_{\text{tot}}$ ) de UDGs a lo largo de todos los ejes.

## 5.2 Implicaciones observacionales de las UDGs apagadas en el campo

Este escenario para la formación de UDGs apagadas en el campo tiene una serie de implicaciones observacionales. En primer lugar, las poblaciones estelares son viejas debido a la remoción de gas durante la interacción *backsplash*. Como se muestra en el panel izquierdo de la Fig. 5.4, las UDGs azules son comparativamente más jóvenes, caracterizadas por una historia de formación estelar prolongada como se infiere en el caso de las UDGs de campo observadas de Barbosa et al. (2020), y coherentes con la población general simulada de enanas de campo (símbolos grises). Obsérvese que las edades inferidas para las UDGs aisladas en las observaciones concuerdan en su mayoría con nuestra población de UDGs azules.

En segundo lugar, la morfología de las UDGs rojas son siempre más esferoidales que las de sus homólogas azules con masa estelar similar, que podrían mostrar una estructura esferoidal o de disco (véase el panel central de la Fig. 5.4), de acuerdo con los resultados de Cardona-Barrero et al. (2020). Aquí, la morfología se cuantifica nuevamente mediante el parámetro  $\kappa_{\text{rot}}$  (Sales et al., 2012). Predecimos un desplazamiento hacia morfologías de tipo temprano para las UDGs rojas ( $\kappa_{\text{rot}}$  bajo), lo que concuerda con la idea que las galaxias satélite están dominadas preferentemente por esferoides debido a transformaciones inducidas por el entorno (Joshi et al., 2020).

En tercer lugar, y más importante, las galaxias *backsplash* han sido despojadas en cierta medida de su masa (por fuerzas de marea) durante la interacción con su halo anfitrión anterior. Mientras que las UDGs azules se forman en halos de masa de enanas con una masa virial en el rango  $\log(M_{200}/M_{\odot}) = [10.3 - 11.2]$ , las UDGs rojas con la misma masa estelar muestran masas viriales menores, con una mediana  $\log(M_{200}/M_{\odot}) = 9.73$  (ver panel derecho de la Fig. 5.4) debido a esta interacción. Luego, las UDGs rojas del campo deberían tener claros valores atípicos en comparación con las predicciones de los modelos de coincidencia de abundancia de halos y galaxia de Moster et al. (2013).

El despojo de material se produce sobre todo en el exterior del halo donde el perfil de densidad de materia oscura de las UDGs rojas cae más abruptamente que la población de UDGs azules no perturbadas (véase la Fig. 5.10). Desafortunadamente, la dispersión de velocidades estelar interna de las UDGs rojas y azules (un hipotético observable) es estadísticamente indistinguible en nuestra simulación (Benavides et al., 2022). Así pues, las mediciones realizadas en la dispersión de velocidades de las estrellas muestra una distribución muy similar para ambos tipos de galaxias (UDGs rojas y azules), lo cual está en buen acuerdo con el trabajo de Zahid et al. (2018).

Una cuarta implicación en este escenario es que las UDGs rojas están totalmente desprovistas de gas en el halo, el cual fue eliminado en su totalidad mediante presión de barrido (Gunn & Gott (1972); Abadi et al. (1999) junto con el gas interior durante la interacción con sus halos anfitriones. Hemos comprobado que no se vuelve a acretar gas en estas enanas, en contraste con la masa de gas  $M_{\text{gas}} = 10^8$  a  $10^{10}M_{\odot}$  prevista en los halos de las UDGs azules del campo (esto incluye gas localizado en distancias de entre  $2r_{\text{h*}} < r/\text{kpc} < r_{200}$ ).

Una forma prometedora de estudiar el medio circumgaláctico de estas galaxias hasta densidades de gas muy bajas es utilizar cuásares de fondo para proporcionar diferentes líneas de



visión de absorción a través del halo (Tumlinson et al., 2017). Aunque esto sería prohibido para cada UDG individual, podría lograrse una detección estadística (o la ausencia de ella) una vez que se encuentre un número suficientemente grande de UDGs rojas de campo. Los estudios de gas neutro y  $H\alpha$  de las UDGs rojas también deberían confirmar la ausencia de gas en su medio interestelar.

Existen unas pocas detecciones observacionales de UDGs apagadas en entornos de baja densidad y parecen coherentes con la imagen que emerge de nuestro análisis. Una de las primeras UDGs de este tipo que pertenecen a cúmulos, de la que se tiene constancia es DGSAT I (Martínez-Delgado et al., 2016), que se encuentra en el filamento del supercúmulo Piscis-Perseo. Esto concuerda perfectamente con nuestras predicciones, según las cuales la mayoría de las UDGs rojas de campo se encuentran cerca pero fuera de grupos y cúmulos. DGSAT I carece de gas (medido por  $H\alpha$ ) y tiene una población estelar relativamente vieja ( $8.1 \pm 0.4$  Gyr de edad pesada por masa, Martín-Navarro et al., 2019)) que también está dentro del rango de propiedades predichas por nuestras simulaciones.

Otro objeto interesante es S82-DG-1, una UDG apagada extremadamente aislada en un medioambiente de vacío cercano. Su aislamiento se ha utilizado para inclinarse por efectos internos como la realimentación para explicar el posible origen de las UDGs, en lugar de deberse a efectos ambientales de alta densidad. Aquí, argumentamos que S82-DG-1 se ajusta a las características esperadas para nuestra población simulada de UDGs apagadas que fueron satélites de un halo anfitrión de tamaño galáctico. S82-DG-1 se encuentra a  $\sim 55$  kpc en proyección y a una distancia medida por corrimiento al rojo inferior a  $\Delta v = 145$  km/s de NGC 1211, una galaxia lenticular con masa estelar  $M_* \approx 1 \times 10^{10} M_\odot$ .

Tres de nuestras UDGs rojas simuladas han sido objetos *backsplash* en halos de masa galáctica  $M_{200} < 10^{13} M_\odot$  y se encuentran hoy a  $\sim 650$  kpc de sus anfitriones. Además, 12 UDGs rojas aisladas (28.5%) se apagaron en entornos galácticos ( $M_{200} < 10^{13} M_\odot$ ). Aunque se desconoce la distancia exacta de S82-DG-1 a NGC 1211, nuestro análisis apoya la posible naturaleza externa del apagado en S82-DG-1 inducido por NGC 1211. La población estelar antigua inferida para S82-DG-1, 6 Gyr de edad (Román et al., 2019), está en excelente acuerdo con el tiempo medio de las interacciones encontradas en nuestra muestra simulada.

### 5.3 Galaxias *backsplash*

Las órbitas tipo *backsplash* pueden situar a las galaxias mucho más allá del radio virial de su halo anfitrión, en algunos casos lo suficientemente lejos como para que el código identificador de subhalos utilizado (en este caso SUBFIND) las identifique de nuevo como galaxias aisladas/centrales. Es necesario que existan galaxias satélite en este tipo de órbitas para reproducir la fracción observada de galaxias apagadas en función del radio en grupos y cúmulos de galaxias hasta al menos el doble del radio virial (Balogh et al., 2000b; Mamon et al., 2004; Gill et al., 2005; Wetzel et al., 2014). Sales et al. (2007a); Ludlow et al. (2009) (entre otros) han encontrado que este mecanismo *backsplash* es más eficiente para los subhalos de masa baja y por lo tanto en la población de galaxias enanas. Por ejemplo, las enanas apagadas fuera del radio virial de la Vía Láctea o la galaxia de Andrómeda en el Grupo Local pueden explicarse como galaxias *backsplash* Fillingham et al. (2018).

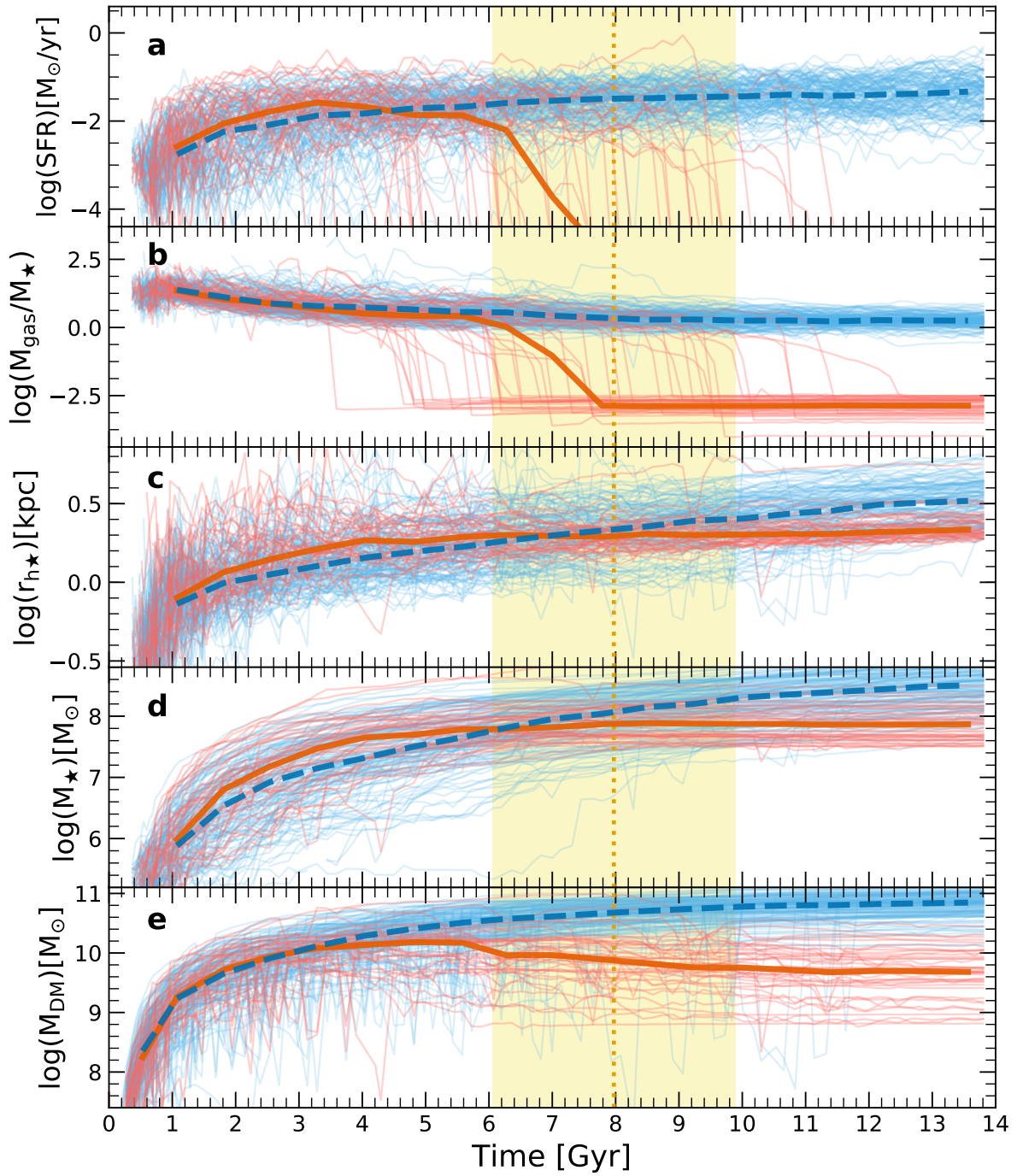


Figura 5.5: Evolución temporal de las propiedades de las UDGs apagadas (rojo) y con formación estelar (azul). De arriba a abajo tasa de formación estelar (SFR, **a**), fracción de gas definida como  $M_{\text{gas}}/M_{\star}$  (**b**), tamaño estelar ( $r_{h\star}$ , **c**), masa estelar ( $M_{\star}$ , **d**) y materia oscura ( $M_{\text{DM}}$ , **e**). Las líneas finas indican galaxias individuales, mientras que las curvas continuas y discontinuas gruesas corresponden a las medianas de cada muestra de UDGs en un momento dado. La línea vertical naranja discontinua corresponde al tiempo medio de caída de las UDGs apagadas, mientras que la región amarilla sombreada indica su desviación estándar (véase la Fig. 5.8).

Los trabajos previos que relacionan el apagado de las galaxias con órbitas *backsplash* alrededor de grupos y cúmulos han sido realizados usando modelos analíticos, semianalíticos o basados en simulaciones de de N-cuerpos puras. Sólo recientemente, mediante el uso de la simulación cosmológica magneto-hidrodinámica TNG50 ha sido posible seguir de forma autoconsistente los procesos físicos que conducen en última instancia a la eliminación de gas y el apagado de las galaxias *backsplash*, para lo cual es clave una alta resolución con el fin de resolver no sólo la estructura interna de las galaxias, sino también la estructura del medio circumgaláctico que causa la eliminación de gas (Nelson et al., 2020).

Usando datos de TNG50 Joshi et al. (2021) estudiaron el rol de las galaxias *backsplash* en el apagado de la población de galaxias enanas, descubriendo que al excluir las *backsplash* la fracción de enanas apagadas en el campo con  $M_* \geq 10^8 M_\odot$  es prácticamente nula, en buena concordancia con las estimaciones observacionales utilizando datos del catálogo SDSS (Geha et al., 2012) y como mucho  $\sim 5\%$  con la masa estelar más baja considerada aquí,  $M_* = 10^{7.5} M_\odot$ .

Curiosamente, la fracción de UDGs apagadas de campo en nuestra muestra es mayor que cuando se toma la población enana completa: encontramos que el 25% de las UDGs de campo están apagadas cuando se promedian en todo nuestro rango de masas, pero hasta el 50% en la mitad de masa más baja. A modo de comparación, la fracción apagada para la población de enanas normales en el campo es de 7.8% en todo el rango de masas y de 10.2% en la mitad de masa más baja.

Restringiendo el análisis sólo a los objetos *backsplash*, el 100% de las UDGs están apagadas, mientras que esta fracción aumenta de 70% (para el extremo de masa baja) a 100% (extremo de masa alta explorado aquí) en las galaxias enanas normales. Aunque resulta tentador interpretar estas cifras como que las UDGs son más susceptibles de apagarse durante sus trayectorias *backsplash* en comparación con las enanas normales, sin embargo, descubrimos que, por el contrario, la diferencia se debe a una distribución diferente de las masas del halo anfitrión con el que las galaxias normales y las UDGs han interactuado en el pasado.

Por ejemplo, para las galaxias *backsplash* que interactuaron con  $M_{200} \geq 10^{13} M_\odot$ , la fracción de enanas normales apagadas y UDGs es, en ambos casos,  $> 90\%$ . Las enanas normales que interactuaron con anfitriones de menor masa ( $M_{200} < 10^{13} M_\odot$ ) son las que muestran una fracción apagada de 50% y reducen la fracción galaxias inactivas en general de la población normal.

Sin embargo, sólo tenemos 3 UDGs que interactúan con halos galácticos y, por tanto, las afirmaciones concluyentes sobre si la estructura extendida de las UDGs puede hacerlas más susceptibles a la eliminación por presión de barrido y otros efectos ambientales tendrán que esperar hasta que las simulaciones de mayor volumen proporcionen una estadística más sólida para dicho estudio.

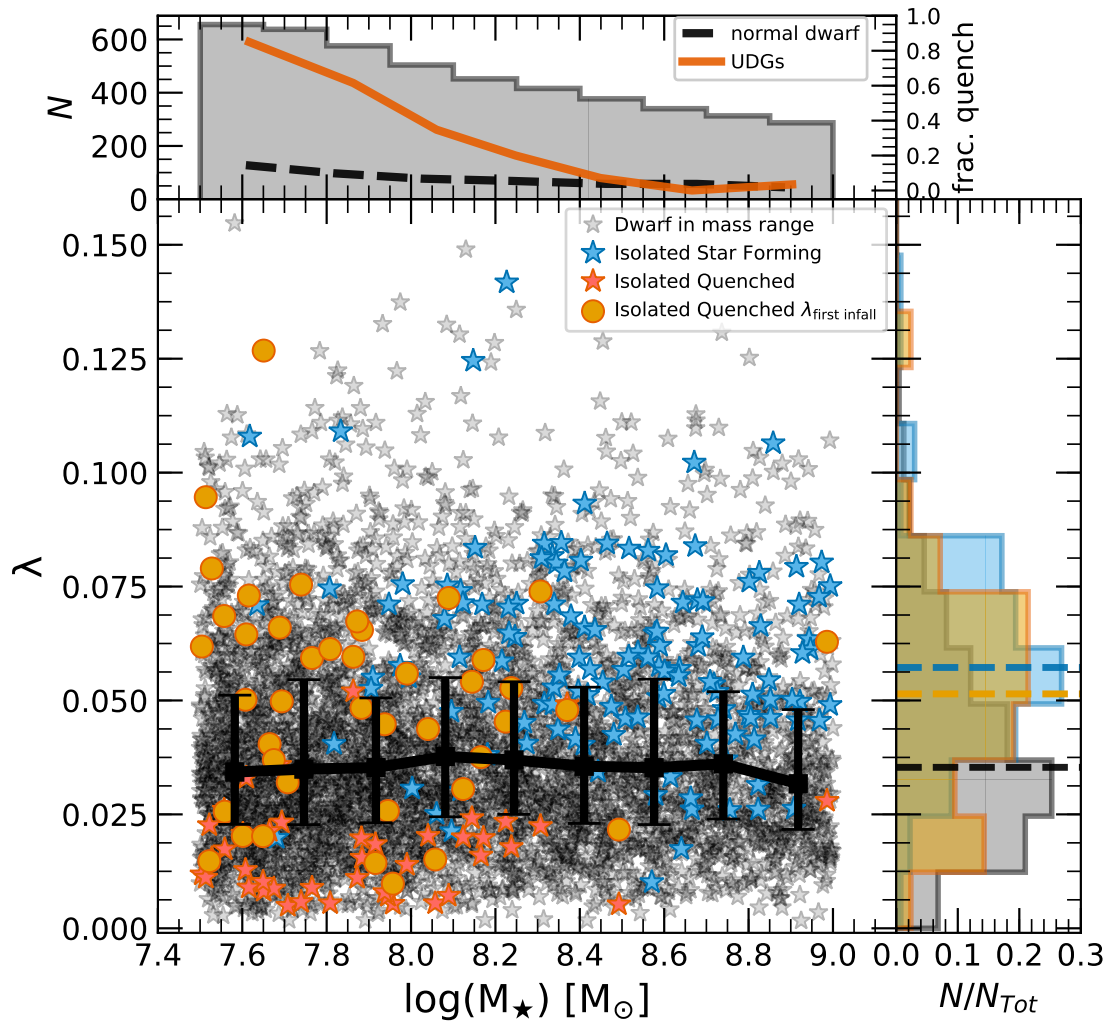


Figura 5.6: Espín del halo para galaxias enanas con una masa estelar determinada. Las galaxias enanas normales del campo se muestran en gris, mientras que las estrellas corresponden a las UDGs en formación estelar del campo (azul) y a las UDGs apagadas (rojo) medidas a  $z = 0$  y al tiempo de caída (círculos naranjas). La mediana del espín a  $M_\star$  fijo de la población de enanas normales se indica mediante la curva negra sólida y, con barras de error que indican los percentiles 25% – 75%, el valor medio para todos los intervalos de masa es  $\lambda_{\text{dwarf}} = 0.035^{+0.017}_{-0.012}$ . Las UDGs ocupan preferentemente halos de espín más alto. La mediana y la dispersión de las UDGs son  $\lambda_{\text{blue}} = 0.059 \pm 0.021$  y  $\lambda_{\text{red, infall}} = 0.051 \pm 0.024$ , para la población azul y roja, respectivamente. Las UDGs rojas se muestran previo a la caída (círculos naranjas) y, a modo de comparación, en  $z = 0$  tras la interacción con sus anfitriones el cual reduce su momento angular del halo a  $\lambda_{\text{red, } z=0} = 0.017 \pm 0.011$ . Los diferentes espines del halo en la población de galaxias enanas normales frente al de las UDGs se aprecia más claramente en los histogramas de la derecha, con líneas discontinuas que indican las medianas de las UDGs normales, azules y rojas (al tiempo de caída). El panel superior muestra, además de la distribución de la masa estelar de la población de enanas (histograma gris), la fracción de las UDGs apagadas de campo (línea roja) y de las enanas normales de campo (línea negra).

## 5.4 Interacción de las UDGs de campo con halos masivos en el pasado

Los detalles mencionados anteriormente sobre las galaxias que son eyectadas de sus halos anfitriones pone de manifiesto que, cuando se estudia al extremo de los radios más extendidos de las galaxias enanas, la importancia de las órbitas tipo *backsplash* y del truncamiento de la formación estelar asociado aumenta con respecto a la población normal de enanas. Hacemos hincapié en que, en el caso de nuestras UDGs *backsplash*, las órbitas de eyección son las responsables de apagarlas y devolverlas al campo, pero desempeñan un papel no dominante a la hora de establecer sus tamaños extendidos: las UDGs apagadas en el campo ya eran difusas y extendidas antes de caer en sus halos anfitriones previos (Benavides et al., 2022, 2023b), tal como se estudió y mostró para el caso de las UDGs satélites en la Sec. 4.4 del capítulo anterior.

Presentamos esto con más detalle en la Fig. 5.5, donde mostramos varias propiedades de las galaxias en función del tiempo para nuestra población de UDGs de campo, tanto para las formadoras de estrellas (azul) y las apagadas (rojo). Las galaxias individuales se muestran con líneas finas, mientras que las medianas se destacan en curvas gruesas. La región sombreada en amarillo indica el tiempo medio de caída de la población de UDGs rojas. El panel central muestra que el tamaño de las UDGs rojas ya había aumentado antes de su caída y que la interacción tuvo poco impacto posteriormente. En promedio nuestra muestra de UDGs apagadas del campo sólo aumentó su tamaño en un 25% en comparación con su valor previo a la caída (Benavides et al., 2022).

Las primeras dos filas de la Fig. 5.5 ilustran muy bien que es en el momento de la interacción con los halos anfitriones cuando se produce la eliminación de gas seguida de su apagado (caída abrupta de la formación estelar). Esto concuerda bien con las transformaciones galácticas experimentadas por los satélites en el conjunto de simulaciones TNG (Yun et al., 2019; Stevens et al., 2019, 2021). Así, el apagado experimentado en las UDGs rojas en torno a  $t \sim 6$  Gyr significa que su crecimiento estelar temprano debería ser sistemáticamente más rápido que el de sus homólogas con formación estelar (véase el panel d de la Fig. 5.5), que continúan formando estrellas hasta la actualidad Mistani et al. (2016).

Esto sigue planteando la pregunta: ¿qué hizo que las UDGs apagadas fueran tan extendidas? Tal como se presentó en el capítulo anterior, descubrimos que en las simulaciones TNG50, la población de UDGs (rojas y azules) en el campo se forma en halos de enanas con espines sesgados a valores altos y este exceso de momento angular (comparado con la población de galaxias enanas normales) sería responsable de sus tamaños extendidos (ver símbolos azules y naranjas de la Fig. 5.6). Nótese que las UDGs apagadas deben ser considerados en la caída para estudiar el origen de sus tamaños, ya que a consecuencia de sus interacciones con un halo anfitrión pasado se han eliminado las capas externas del halo, reduciendo su contenido inicial de momento angular (véanse las estrellas rojas) medido en la actualidad.

Haciendo un test de Kolmogorov-Smirnov para comparar la distribución de espín de las galaxias normales (puntos grises, curva negra) frente a las UDGs (símbolos naranja/azul) se obtuvo un valor  $p = 2.63 \times 10^{-7}$ , lo que confirma que los valores  $\lambda$  de ambas muestras no proceden de la misma distribución inicial. Por ende, los espines altos como origen de los tamaños extendidos en las UDGs están en excelente acuerdo con uno de los primeros modelos teóricos de formación de UDGs presentado por Amorisco & Loeb (2016) y con el reciente

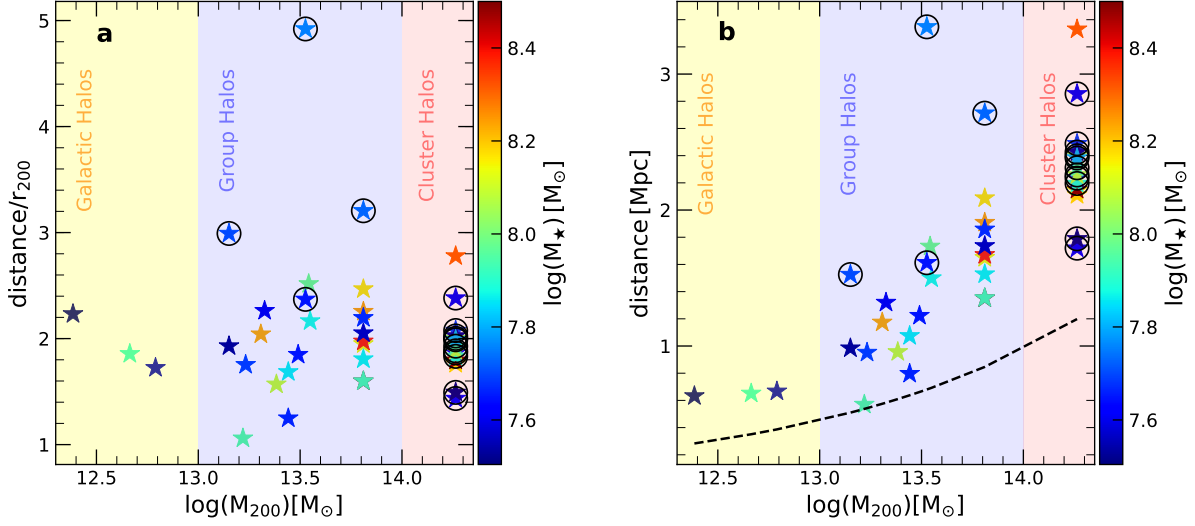


Figura 5.7: .

Distancia al centro para las UDGs pagadas en el campo en función de la masa virial de su halo anfitrión previo. En el panel **a**, la distancia actual se muestra en unidades del radio virial del halo anfitrión, con una media de  $\sim 2.1 \pm 0.6 \times r_{200}$  para la muestra. Panel **b**: igual que el panel izquierdo, pero ahora con la distancia en Mpc, la línea negra discontinua indica el radio virial medio ( $r_{200}$ ) para una masa virial dada del halo anfitrión. Encerradas en negro están las UDGs que fueron “pre-procesadas” y apagadas en halos galácticos, con una masa promedio de  $M_{200} \sim 9.16 \times 10^{12} M_{\odot}$  antes de caer en el último halo anfitrión con el que interactuaron y que las situó en órbitas *backsplash*. El código de colores se refiere a la masa estelar de cada UDG apagada a  $z = 0$  y las regiones sombreadas limitan el tipo de halo del que son galaxias *backsplash* (halo galáctico, de grupo o de cúmulo).

modelado cinemático de UDGs observadas en el campo de Mancera Piña et al. (2020).

Llamativamente, en contra de esta predicción teórica, otras simulaciones han mostrado poca dependencia de sus muestras de UDGs de campo con el espín del halo, considerando en su lugar estallidos (*burst*) de formación estelar Di Cintio et al. (2017); Chan et al. (2018) y efectos asociados a fusiones Wright et al. (2021) como el origen de sus tamaños extendidos. Para los entornos de alta densidad (como grupos y cúmulos) se han propuesto mecanismos adicionales para alterar el tamaño y el contenido de gas de las UDGs de cúmulos Safarzadeh & Scannapieco (2017); Carleton et al. (2019); Jiang et al. (2019a); Sales et al. (2020). Presentamos un estudio detallado de la formación de UDGs en TNG50 y su relación con el entorno en el capítulo anterior basado en Benavides et al. (2023b). Aquí, en cambio, nos hemos centrados en los posibles mecanismos para explicar una subpoblación específica de UDGs apagadas de campo.

En la Fig. 5.7 mostramos la distancia en corrimiento al rojo  $z = 0$  para cada UDG apagada medida desde el centro del halo del que son eyectadas en función de la masa virial a tiempo presente de dichos halos. El panel de la izquierda muestra que, en promedio, las UDGs apagadas se encuentran a  $r \sim 2.1 r_{200}$ , en buen acuerdo con otras predicciones usando simulaciones de N-cuerpos (Mamon et al., 2004), pero pueden alcanzar hasta  $4.9 r_{200}$  (3.35 Mpc). En el panel derecho, las distancias se muestran en Mpc. Las enanas que interactúan con halos galácticos ( $M_{200} < 10^{13} M_{\odot}$ ) pueden encontrarse hoy a  $\sim 650$  kpc de distancia de los mismos.. Para los grupos y cúmulos, las distancias  $\geq 1$  Mpc son frecuentes. Además, debido a su origen por

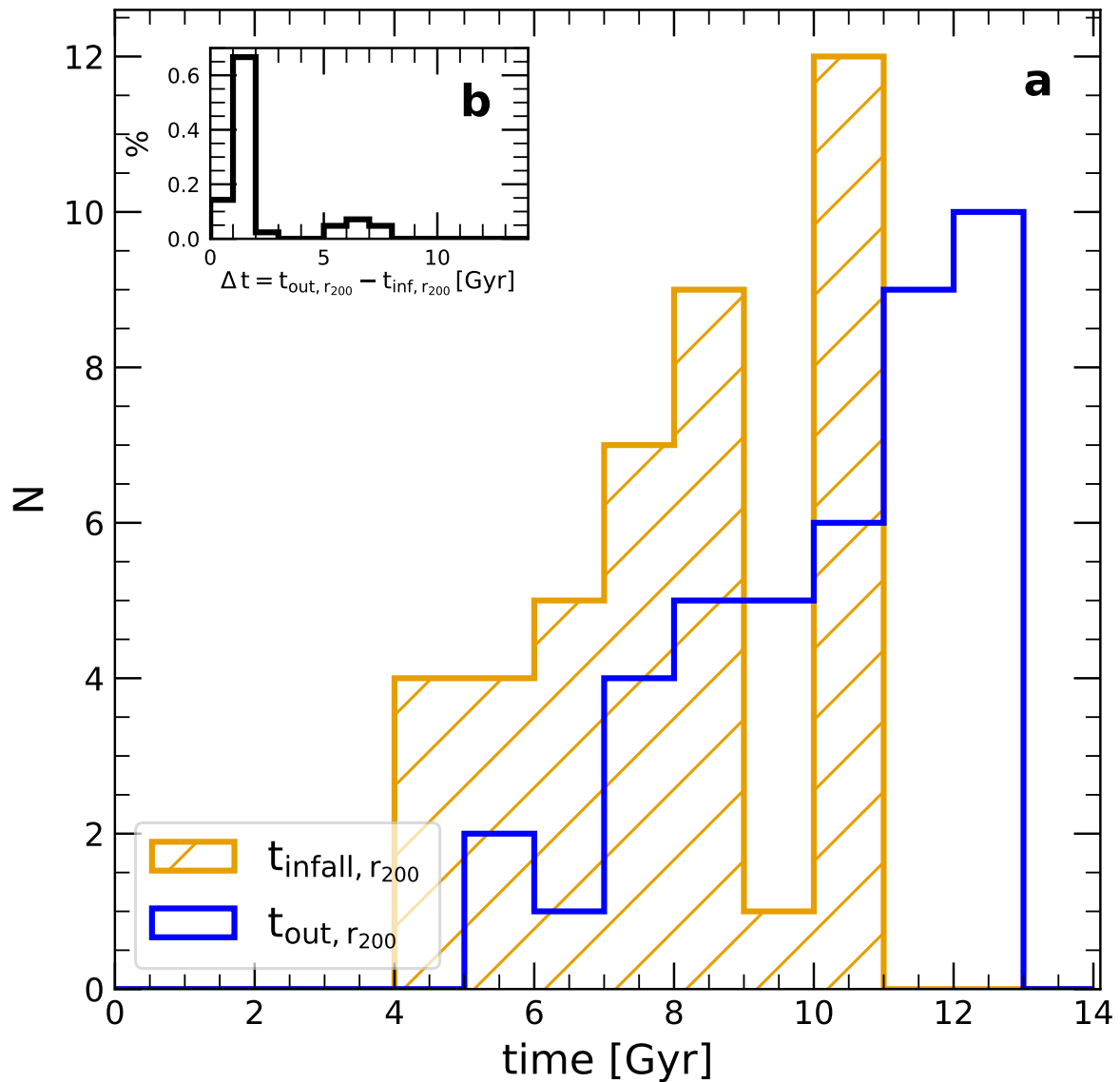


Figura 5.8: Distribución de los tiempos de caída y salida de las UDGs rojas de campo. Panel **a**: los tiempos de caída (naranja) y de salida (azul) se definen como el tiempo en que cada objeto cruza el radio virial (hacia dentro o hacia fuera, respectivamente) del halo anfitrión que las colocó en órbitas *backslash*. Panel **b**: distribución del intervalo de tiempo entre la caída y la salida del halo anfitrión. En promedio, estas UDGs cayeron hace  $5.83 \pm 1.92$  Gyr y permanecieron sólo  $\sim 1.5$  Gyr (mediana) dentro de sus halos anfitriones temporales.

eyección, las velocidades relativas de las UDGs apagadas con respecto a su entorno pueden ser significativas.

En promedio, las UDGs apagadas centrales dentro de 1 Mpc de su halo anfitrión previo (cuyos valores son medidos en la actualidad) tienen una velocidad relativa  $\Delta v \sim 200$  km/s con respecto a cualquier otra galaxia circundante (aquí definimos el centro de velocidad utilizando todas las galaxias con  $M_\star \geq 10^{10} M_\odot$  dentro de 1 Mpc). Sin embargo, la velocidad relativa aumenta con la distancia a sus anfitriones pasados, alcanzando una media de  $\Delta v \sim 500$  km/s (e individualmente hasta  $\sim 1000$  km/s) si una UDG roja se encuentra hoy a más de 1 Mpc de su anfitrión. Esto es interesante para el caso de la UDG apagada S82-DG-1 observada, que muestra una velocidad peculiar alta (Román et al., 2019).

Para la mayoría de las UDGs apagadas del campo, el último sistema con el que interactuaron (y que los colocó en órbitas tan excéntricas) es el mismo que el responsable de que su formación estelar se apagara. Sin embargo, una fracción no despreciable ( $\sim 36\%$ ), se apagan como resultado de un “pre-procesamiento”, mecanismo cuantificado en las simulaciones TNG por Donnari et al. (2021). Resaltamos estas UDGs pre-procesadas con un círculo negro en la Fig. 5.7. La mediana de la masa virial del halo donde se produce el apagado en estas galaxias es  $M_{200} = 9.16 \times 10^{12} M_\odot$  (medida en el momento del apagado de cada enana, es decir cuando su tasa de formación estelar específica  $sSFR < 10^{-11} \text{ yr}^{-1}$ ). Esto confirma que los halos de masa galáctica también pueden ser capaces de formar y albergar UDGs apagadas (extendiendo esta posibilidad hacia densidades más bajas) más allá de grupos y cúmulos que es el rango de entornos donde las UDGs rojas se encuentran en gran número.

Para alcanzar grandes distancias desde sus anfitriones, las interacciones que colocan a las UDGs en este tipo de órbitas deben haber ocurrido hace algún tiempo. En la Fig. 5.8 mostramos la distribución de tiempos de caída para todas las UDGs rojas (histograma naranja), donde la caída se define como la primera vez que cruzaron el radio virial del grupo FoF con el que interactuaron y es responsable sus órbitas extremas. La distribución es amplia, pero en promedio las UDGs rojas interactuaron con sus halos anfitriones hace  $\sim 5.83 \pm 1.92$  Gyr o desplazamiento al rojo alrededor de  $z \sim 0.6$ . En la mayoría de los casos, la interacción es breve y corresponde a un único paso pericéntrico.

El histograma azul de la Fig. 5.8 muestra la distribución de los tiempos de eyección del halo con el que interactuaron las UDGs centrales rojas  $t_{\text{out}}$ , definido como el último momento en que cruzan (en sentido saliente) el  $r_{200}$  del halo anfitrión. El subpanel muestra el intervalo de tiempo  $\Delta t$  entre la entrada y la salida, donde se observa que la mayoría de las UDGs pasan menos de 2 Gyr dentro de sus halos anfitriones (con una mediana de 1.5 Gyr).

El objeto más extremo de nuestra muestra se encuentra hoy más allá de 3.35 Mpc ( $\sim 4.9 \times r_{200}$ ) del grupo con el que interactuó hace  $\sim 6$  Gyr. Su órbita inusual, en la que el apocentro es mayor que el radio de retorno (*turn-around*), es el resultado de su caída como parte de un grupo cuyo halo es de masa galáctica ( $M_{200} = 1.86 \times 10^{12} M_\odot$  a los  $t = 6$  Gyr de tiempo cósmico) que alberga múltiples satélites propios (17 con  $M_\star > 5 \times 10^6 M_\odot$ ). La Fig. 5.9 muestra la órbita particular de esta UDG apagada (línea gruesa coloreada) junto con las de todas las galaxias del halo de masa galáctica (líneas grises para los satélites y magenta para la galaxia central) que caen juntas finalmente en un halo anfitrión masivo de  $M_{200}(z=0) = 3.36 \times 10^{13} M_\odot$ . Se incluye un pequeño panel con una visualización de la UDG roja en la actualidad.



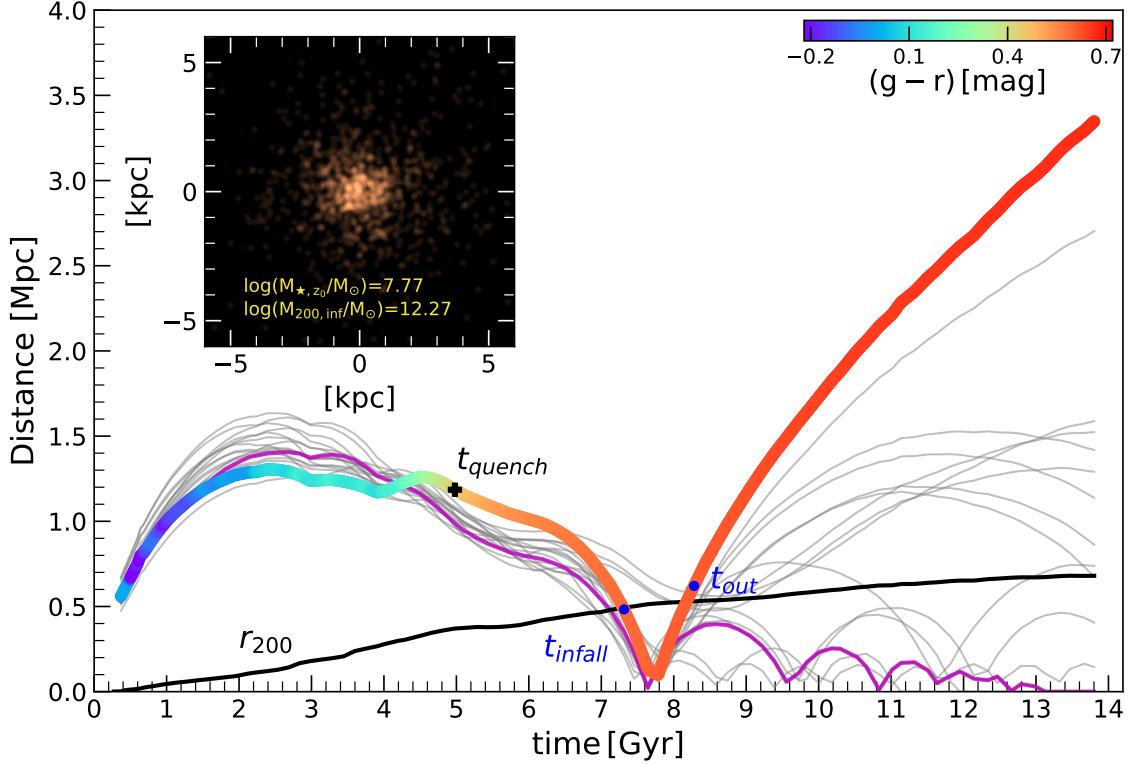


Figura 5.9: Ejemplo de nuestro objeto más extremo de una UDG *backsplash* eyectada a 3.35 Mpc de su halo anfitrión. La línea gruesa coloreada muestra la distancia de esta UDG desde su último anfitrión del que fue expulsada hace  $t \sim 6$  Gyr. Como se muestra en la Fig. 5.3 del texto principal, la órbita está coloreada según el color instantáneo  $(g - r)$  de la galaxia (véase la barra de color). La curva negra indica el radio virial del halo anfitrión. La UDG entra en este halo como parte de una asociación de satélites en un grupo del tamaño de una galaxia similar a la Vía Láctea con  $M_{200} \sim 10^{12} M_{\odot}$  que es responsable de su apagado (“pre-procesamiento”) hace  $\sim 9$  Gyr. Las líneas grises muestran las órbitas de los otros 17 satélites del grupo que cayó y la línea magenta muestra la central de este grupo. En el panel pequeño se muestra la componente estelar de la UDG en la actualidad.

Esta UDG se apaga (se preprocesa) primero en el sistema de masa galáctica para caer posteriormente en el halo masivo y ganar energía a través de las interacciones de múltiples cuerpos en el momento del primer pericentro (Sales et al., 2007a; Ludlow et al., 2009). Esto da lugar a una órbita no ligada y a su aislamiento extremo en la actualidad. Aunque la mayoría de las galaxias *backsplash* no darán lugar a órbitas no ligadas, algunos casos extremos como el que se presenta aquí son de esperar dentro del modelo  $\Lambda$ CDM. Además, estas órbitas poco ortodoxas son cada vez más comunes entre los halos de baja masa (Ludlow et al., 2009), lo que sugiere que una población de UDGs rojas de baja masa puede estar al acecho en regiones de baja densidad del Universo a la espera de ser descubiertas. Alguna evidencia observacional ya existe de la presencia de UDGs agrupadas alrededor de grupos y cúmulos Román & Trujillo (2017a,b).

Además de perder todo su gas debido a los efectos ambientales durante las interacciones con sus antiguos anfitriones, las UDGs rojas también experimentan un despojo de materia oscura de sus halos en las regiones exteriores debido a fuerzas de marea durante la interacción.

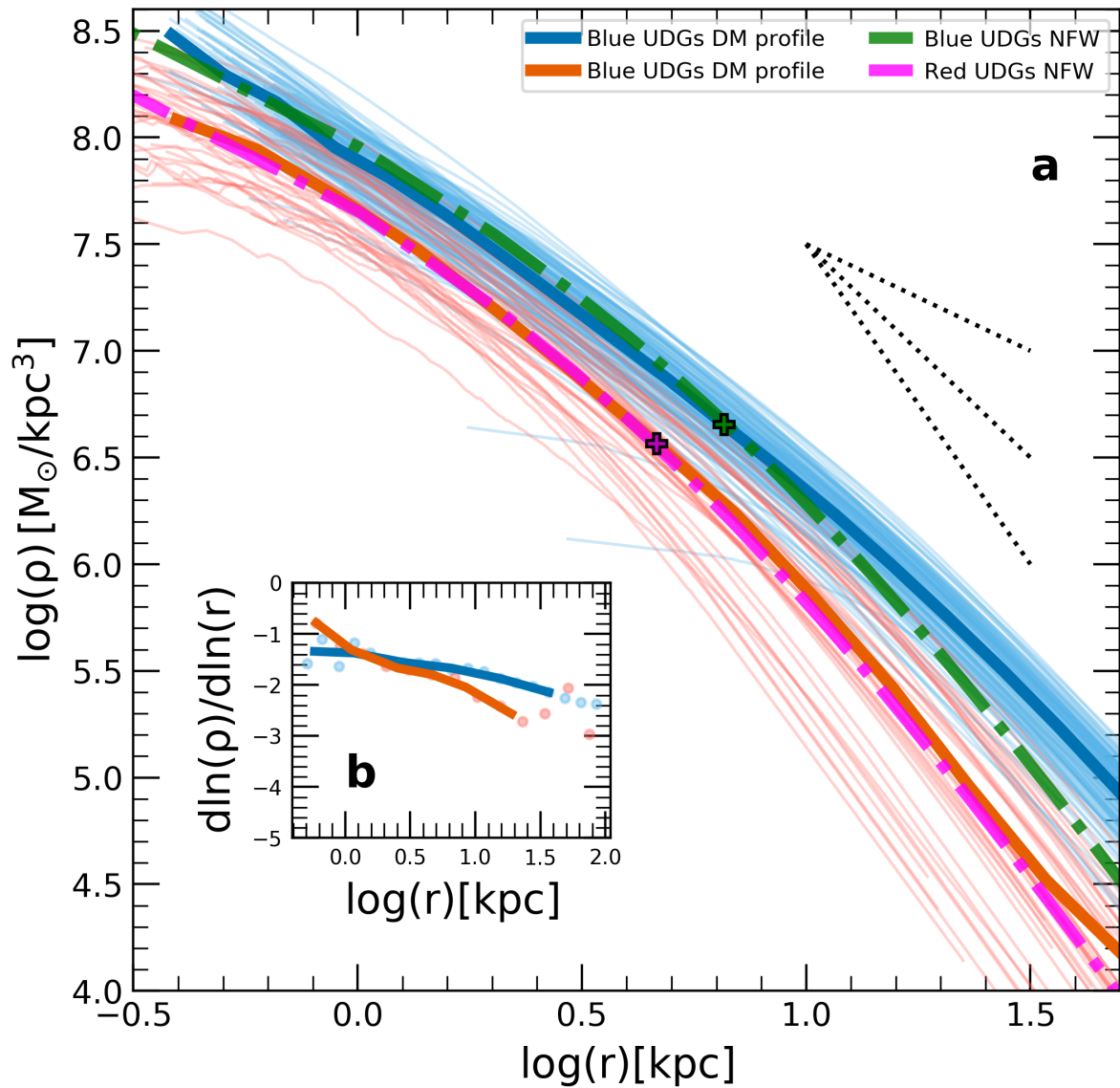


Figura 5.10: Perfil de densidad de los halos de materia oscura de las UDGs rojas y azules. Panel **a**: como resultado de la interacción con su anfitrión temporal, se predice que las UDGs rojas han sido despojadas de una parte del halo debido a fuerzas de marea, mostrando hoy perfiles de densidad exterior más pronunciados en comparación con las UDGs azules de masa similar. Las líneas finas muestran objetos individuales, mientras que las líneas gruesas, azul y roja, indican las medianas y las curvas a trazos, verde magenta, los perfiles teóricos (asumiendo un perfil NFW). Las líneas punteadas sirven de guía para las pendientes:  $\alpha = -1, -2, -3$ . Panel **b**: el pequeño recuadro muestra las pendientes logarítmicas de los perfiles del panel principal en función de la distancia. Los símbolos corresponden a objetos individuales y las curvas gruesas muestran la tendencia media. Los perfiles de materia oscura de las UDGs rojas siguen siendo similares a los de las UDGs azules de campo en las regiones interiores.

Esto se muestra en la Fig. 5.10, donde las líneas finas rojas y azules muestran el perfil de densidad de materia oscura de las UDGs apagadas y con formación estelar, respectivamente. Las curvas gruesas de colores resaltan el perfil medio de cada muestra. Las UDGs rojas de campo tienen en promedio perfiles de densidad radial de materia oscura que decrecen más rápidamente con el radio que la población azul, lo que resulta en masas viriales más pequeñas con la misma masa estelar, como se muestra en el panel derecho de la Fig. 5.4 en el texto principal. Esto concuerda con los efectos de las interacciones por fuerzas de marea de las galaxias satélite en TNG Engler et al. (2021).

El subpanel de la Fig. 5.10 muestra las pendientes de los perfiles de densidad (puntos para curvas individuales, línea gruesa roja/azul para la mediana de UDGs apagadas y formadoras de estrellas). Las diferencias entre la población de UDGs apagadas y formadoras de estrellas son significativas sólo en las regiones exteriores, donde opera la remoción de material por fuerzas de marea, mientras que ambas poblaciones son indistinguibles en las regiones interiores Zahid et al. (2018). Esto significa que no cabe esperar grandes diferencias en las estimaciones de masa (o velocidad) de las UDGs formadoras de estrellas y apagadas basadas en trazadores concentrados centralmente, como estrellas o cúmulos globulares interiores.

## 5.5 Conclusiones

Utilizamos datos de la simulación TNG50 y encontramos que las UDGs apagadas aisladas se forman como galaxias *backsplash*, las cuales en el pasado fueron satélites de otro halo masivo pero que actualmente están a unos pocos Mpc de distancia de ellos.

Esta población de galaxias enanas rojas y difusas serían el resultado de la caída de UDGs normales de campo (con formación estelar) en halos galácticos, de grupo o de tamaño de cúmulo, responsables de despojarlas de su gas y posteriormente eyectarlas a distancias  $\sim 1$  Mpc y más allá. En los casos más extremos, las UDGs pueden incluso ser expulsados a varios Mpc lejos de estos sistemas.

Estas interacciones aunque breves, además de eliminar el gas, desprenden material de las partes externas de los halos de materia oscura de las UDGs debido a las fuerzas de marea. Es decir que nacen como UDGs de campo con formación estelar que ocupan halos de materia oscura típicos de masa de enanas.

Sobre la abundancia de este tipo de galaxias en el campo, observamos que la fracción prevista de UDGs rojas en nuestra simulación en el rango de masas estudiado es de  $\sim 24\%$ . Los indicios esperados de este tipo de escenario de formación de UDGs rojas con una moderada agrupación espacial y poblaciones estelares antiguas, junto a halos de materia oscura de menor masa y la ausencia total de gas en la región galáctica y circumgaláctica.

Luego de detectar, caracterizar y analizar la población de UDGs apagadas en entornos de baja densidad, cuyas propiedades están en buen acuerdo con datos observacionales, proponemos las órbitas *backsplash* como un nuevo mecanismo para explicar la presencia de UDGs rojas en entornos de baja densidad.

Se espera que los futuros relevamientos y catálogos de campo amplio en a los alrededores de grupos y cúmulos pueden ser la forma más prometedora de descubrir esta población esquiva de galaxias enanas predichas como consecuencia natural del ensamblaje jerárquico de los halos en el paradigma  $\Lambda$ CDM.

# Capítulo 6

## Conclusiones Generales

Utilizando las simulaciones numéricas cosmológicas Illustris/TNG estudiamos el proceso de formación de cúmulos y galaxias enanas en el modelo  $\Lambda$ CDM. Estas simulaciones son, sin lugar a dudas, la vanguardia en el área permitiendo estudiar simultáneamente una variedad de escalas que van desde los objetos virializados más grandes del universo como los cúmulos de galaxias a los más pequeños como las galaxias enanas.

Analizando la formación y evolución de cúmulos encontramos que los mismos se ensamblan a través de la acreción de galaxias individuales ( $\sim 40\%$ ) mientras que el resto lo hace en grupos de 2 o más miembros ( $\sim 60\%$ ). La abundancia de estos grupos disminuye sistemáticamente con la cantidad de miembros del grupo siendo los pares y tripletes muy numerosos frente a los grupos de decenas o más miembros que son muy escasos. Encontramos que cuando un grupo cae a un cúmulo las fuerzas de marea del pozo de potencial gravitacional general del cúmulo disgregan a sus galaxias miembro en tiempos característicos de 1 - 3 Gyrs. A medida que las galaxias se disgregan se mezclan con las galaxias restantes del cúmulo borrando las huellas de su identidad original de grupo. Sorprendentemente, encontramos que mientras un grupo no hayan sido completamente destruido por el cúmulo al que cayó, las fusiones entre sus galaxias miembro son posibles en tanto la dispersión de velocidades se aun baja ( $200 \text{ km/s}$ ) frente a la del cúmulo ( $1000 \text{ km/s}$ ).

La disgregación de los grupos presenta un desafío grande para poder reconstruir la historia de formación y ensamblaje de un cúmulo desde el punto de vista observacional. Para ello desarrollamos un método de identificación de subestructuras en cúmulos observacionales que fue testado con simulaciones numéricas y además aplicado al cúmulo Bala. Encontramos que la completitud del método es del orden del  $80\%$  mientras que la pureza alcanza valores  $P > 60\%$ . A pesar que ambas cantidades son menores al  $100\%$  mostramos que las propiedades de los grupos reales comparadas con las subestructuras observacionales muestran una correlación bastante significativa aunque con bastante dispersión. Además, mostramos el potencial de este método aplicándolo al cúmulo Bala y logramos recuperar y caracterizar tanto la subestructura principal (la Bala) junto a varias subestructuras en la misma línea de colisión.

En el extremo opuesto en tamaño a los cúmulos, es decir en las galaxias enanas, analizamos la formación y evolución de las galaxias ultra difusas (UDGs). Encontramos que la gran mayoría de las UDGs (tanto si centrales como satélites) se forman en TNG50 en halos de materia oscura con un espín sistemáticamente alto respecto de la población de galaxias enanas típicas con masa estelar similar. La mediana del espín del halo para la muestra de UDGs centrales

es  $\langle \lambda \rangle = 0.059$  en contraste con  $\langle \lambda \rangle = 0.035$  para la muestra de galaxias no-UDG. Los satélites también muestran un exceso de espín (medido en el momento de la caída al cúmulo) de  $\langle \lambda \rangle = 0.047$ . Este resultado está de acuerdo con una de las primeras explicaciones teóricas para los tamaños extendidos de los UDGs usando modelos semi-analíticos (Amorisco & Loeb, 2016). A una masa estelar fija, la masa de los halos de las UDGs son entre un 40% – 70% más altas que las no UDGs y además retienen un fracción de momento angular del halo 3 veces mayor que las no UDGs. Finalmente, explicamos el origen de la enigmática presencia de UDGs rojas y apagadas fuera de regiones de alta densidad como cúmulos donde la interacción con el mismo explica naturalmente estas dos condiciones debido a la remoción del gas por efectos de presión de barrido. Mostramos que las mismas son actualmente galaxias que habitan zonas de baja densidad (campo) pero que fueron eyectadas de un cúmulo en un mecanismo conocido comúnmente como *backsplash*. La interacción previa con el cúmulo les remueve el gas propenso a formar estrellas enrojeciéndolas y truncando su formación estelar a la vez que la eyecta de distancias considerables (varios Mpc) del cúmulo.

Estos resultados muestran globalmente la habilidad del modelo cosmológico  $\Lambda$ CDM, a través de simulaciones numéricas de vanguardia, de explicar cómo se forman una variedad de estructuras en el Universo que barren en un rango muy amplio de escalas que van desde los cúmulos a las galaxias enanas y reproducir resultados observacionales sin la necesidad de ajustes ad hoc.

# Referencias

- Abadi, M. G., Moore, B., & Bower, R. G. (1999). Ram pressure stripping of spiral galaxies in clusters. *MNRAS*, 308(4), 947–954.
- Abdelsalam, H. M., Saha, P., & Williams, L. L. R. (1998). Nonparametric reconstruction of abell 2218 from combined weak and strong lensing. *AJ*, 116, 1541–1552.
- Akamatsu, H., Gu, L., Shimwell, T. W., Mernier, F., Mao, J., Urdampilleta, I., de Plaa, J., Röttgering, H. J. A., & Kaastra, J. S. (2016). Suzaku and XMM-Newton observations of the newly discovered early-stage cluster merger of <ASTROBJ>1E2216.0-0401</ASTROBJ> and <ASTROBJ>1E2215.7-0404</ASTROBJ>. *A&A*, 593, L7.
- Alberts, S. & Noble, A. (2022). From Clusters to Proto-Clusters: The Infrared Perspective on Environmental Galaxy Evolution. *Universe*, 8(11), 554.
- Amorisco, N. C. & Loeb, A. (2016). Ultradiffuse galaxies: the high-spin tail of the abundant dwarf galaxy population. *MNRAS*, 459(1), L51–L55.
- Amorisco, N. C., Monachesi, A., Agnello, A., & White, S. D. M. (2018). The globular cluster systems of 54 Coma ultra-diffuse galaxies: statistical constraints from HST data. *MNRAS*, 475(3), 4235–4251.
- Andersson, K., Peterson, J. R., Madejski, G., & Goobar, A. (2009). Characterizing the Properties of Clusters of Galaxies as a Function of Luminosity and Redshift. *ApJ*, 696(1), 1029–1050.
- Andrade-Santos, F., Lima Neto, G. B., & Laganá, T. F. (2012). A New Method to Quantify X-Ray Substructures in Clusters of Galaxies. *ApJ*, 746(2), 139.
- Angrick, C. & Bartelmann, M. (2012). The influence of mergers on the cluster temperature function and cosmological parameters derived from it. *A&A*, 538, A98.
- Arnold, J. A., Romanowsky, A. J., Brodie, J. P., Chomiuk, L., Spitler, L. R., Strader, J., Benson, A. J., & Forbes, D. A. (2011). The Fossil Record of Two-phase Galaxy Assembly: Kinematics and Metallicities in the Nearest S0 Galaxy. *ApJ*, 736(2), L26.
- Asencio, E., Banik, I., & Kroupa, P. (2021). A massive blow for  $\Lambda$ CDM - the high redshift, mass, and collision velocity of the interacting galaxy cluster El Gordo contradicts concordance cosmology. *MNRAS*, 500(4), 5249–5267.
- Bahé, Y. M., Schaye, J., Barnes, D. J., Dalla Vecchia, C., Kay, S. T., Bower, R. G., Hoekstra, H., McGee, S. L., & Theuns, T. (2019). Disruption of satellite galaxies in simulated groups and clusters: the roles of accretion time, baryons, and pre-processing. *MNRAS*, 485(2), 2287–2311.

- Balogh, M. L., Navarro, J. F., & Morris, S. L. (2000a). The Origin of Star Formation Gradients in Rich Galaxy Clusters. *ApJ*, 540(1), 113–121.
- Balogh, M. L., Navarro, J. F., & Morris, S. L. (2000b). The Origin of Star Formation Gradients in Rich Galaxy Clusters. *ApJ*, 540(1), 113–121.
- Barbosa, C. E., Zaritsky, D., Donnerstein, R., Zhang, H., Dey, A., Mendes de Oliveira, C., Sampedro, L., Molino, A., Costa-Duarte, M. V., Coelho, P., Cortesi, A., Herpich, F. R., Hernandez-Jimenez, J. A., Santos-Silva, T., Pereira, E., Werle, A., Overzier, R. A., Cid Fernandes, R., Smith Castelli, A. V., Ribeiro, T., Schoenell, W., & Kanaan, A. (2020). One Hundred SMUDGes in S-PLUS: Ultra-diffuse Galaxies Flourish in the Field. *ApJS*, 247(2), 46.
- Barrena, R., Biviano, A., Ramella, M., Falco, E. E., & Seitz, S. (2002). The dynamical status of the cluster of galaxies 1E0657-56. *A&A*, 386, 816–828.
- Barrena, R., Girardi, M., & Boschini, W. (2013). The puzzling merging cluster Abell 1914: new insights from the kinematics of member galaxies. *MNRAS*, 430(4), 3453–3464.
- Bartalucci, I., Arnaud, M., Pratt, G. W., Démoclès, J., & Lovisari, L. (2019). The Most Massive galaxy Clusters (M2C) across cosmic time: link between radial total mass distribution and dynamical state. *A&A*, 628, A86.
- Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. (1996). Evolution of the Hubble sequence in hierarchical models for galaxy formation. *MNRAS*, 283(4), 1361–1378.
- Beasley, M. A., Romanowsky, A. J., Pota, V., Navarro, I. M., Martinez Delgado, D., Neyer, F., & Deich, A. L. (2016). An Overmassive Dark Halo around an Ultra-diffuse Galaxy in the Virgo Cluster. *ApJ*, 819(2), L20.
- Beers, T. C., Flynn, K., & Gebhardt, K. (1990). Measures of Location and Scale for Velocities in Clusters of Galaxies—A Robust Approach. *AJ*, 100, 32.
- Beers, T. C., Gebhardt, K., Forman, W., Huchra, J. P., & Jones, C. (1991). A dynamical analysis of twelve clusters of galaxies. *AJ*, 102, 1581–1609.
- Behroozi, P. S., Wechsler, R. H., & Conroy, C. (2013). The Average Star Formation Histories of Galaxies in Dark Matter Halos from  $z = 0-8$ . *ApJ*, 770(1), 57.
- Behroozi, P. S., Wechsler, R. H., Lu, Y., Hahn, O., Busha, M. T., Klypin, A., & Primack, J. R. (2014). Mergers and Mass Accretion for Infalling Halos Both End Well Outside Cluster Virial Radii. *ApJ*, 787(2), 156.
- Bekki, K. (1998). Unequal-Mass Galaxy Mergers and the Creation of Cluster S0 Galaxies. *ApJ*, 502(2), L133–L137.
- Bekki, K. (1999). Group-cluster merging and the formation of starburst galaxies. *ApJ*, 510, L15–L19.
- Bekki, K. (2008). Formation of blue compact dwarf galaxies from merging and interacting gas-rich dwarfs. *MNRAS*, 388(1), L10–L14.



- Bellhouse, C., Poggianti, B., Moretti, A., Vulcani, B., Werle, A., Gullieuszik, M., Radovich, M., Jaffé, Y., Fritz, J., Ignesti, A., Bacchini, C., Tomičić, N., Richard, J., & Soucail, G. (2022). Locations and Morphologies of Jellyfish Galaxies in A2744 and A370. *ApJ*, 937(1), 18.
- Benavides, J. A., Abadi, M. G., & Sales, L. V. (2022). El origen de las galaxias Ultra-Difusas apagadas en el campo. *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 63, 208–210.
- Benavides, J. A., Biviano, A., & Abadi, M. G. (2023a). DS+: A method for the identification of cluster substructures. *A&A*, 669, A147.
- Benavides, J. A., Sales, L. V., & Abadi, M. G. (2020). Accretion of galaxy groups into galaxy clusters. *MNRAS*, 498(3), 3852–3862.
- Benavides, J. A., Sales, L. V., Abadi, M. G., Marinacci, F., Vogelsberger, M., & Hernquist, L. (2023b). Origin and evolution of ultradiffuse galaxies in different environments. *MNRAS*, 522(1), 1033–1048.
- Benavides, J. A., Sales, L. V., Abadi, M. G., Pillepich, A., Nelson, D., Marinacci, F., Cooper, M., Pakmor, R., Torrey, P., Vogelsberger, M., & Hernquist, L. (2021). Quiescent ultra-diffuse galaxies in the field originating from backsplash orbits. *Nature Astronomy*, 5, 1255–1260.
- Berrier, J. C., Stewart, K. R., Bullock, J. S., Purcell, C. W., Barton, E. J., & Wechsler, R. H. (2009). The Assembly of Galaxy Clusters. *ApJ*, 690(2), 1292–1302.
- Binggeli, B., Sandage, A., & Tammann, G. A. (1985). Studies of the Virgo cluster. II. A catalog of 2096 galaxies in the Virgo cluster area. *AJ*, 90, 1681–1758.
- Binggeli, B., Tammann, G. A., & Sandage, A. (1987). Studies of the Virgo Cluster. VI. Morphological and Kinematical Structure of the Virgo Cluster. *AJ*, 94, 251.
- Bird, C. M. (1994). Substructure in clusters and central galaxy peculiar velocities. *AJ*, 107, 1637–1648.
- Biviano, A., Katgert, P., Thomas, T., & Adami, C. (2002a). The eso nearby abell cluster survey. xi. segregation of cluster galaxies and subclustering. *A&A*, 387, 8–25.
- Biviano, A., Katgert, P., Thomas, T., & Adami, C. (2002b). The ESO Nearby Abell Cluster Survey. XI. Segregation of cluster galaxies and subclustering. *A&A*, 387, 8–25.
- Biviano, A., Moretti, A., Paccagnella, A., Poggianti, B. M., Bettoni, D., Gullieuszik, M., Vulcani, B., Fasano, G., D’Onofrio, M., Fritz, J., & Cava, A. (2017). The concentration-mass relation of clusters of galaxies from the OmegaWINGS survey. *A&A*, 607, A81.
- Biviano, A., Murante, G., Borgani, S., Diaferio, A., Dolag, K., & Girardi, M. (2006). On the efficiency and reliability of cluster mass estimates based on member galaxies. *A&A*, 456, 23–36.
- Biviano, A., van der Burg, R. F. J., Balogh, M. L., Munari, E., Cooper, M. C., De Lucia, G., Demarco, R., Jablonka, P., Muzzin, A., Nantais, J., Old, L. J., Rudnick, G., Vulcani, B., Wilson, G., Yee, H. K. C., Zaritsky, D., Cerulo, P., Chan, J., Finoguenov, A., Gilbank, D., Lidman, C., Pintos-Castro, I., & Shipley, H. (2021). The GOGREEN survey: Internal dynamics of clusters of galaxies at redshift 0.9-1.4. *A&A*, 650, A105.

- Boschin, W. & Girardi, M. (2018). Multi-object spectroscopy of CL1821+643: a dynamically relaxed cluster with a giant radio halo? *MNRAS*, 480(1), 1187–1196.
- Boylan-Kolchin, M., Springel, V., White, S. D. M., & Jenkins, A. (2010). There’s no place like home? Statistics of Milky Way-mass dark matter haloes. *MNRAS*, 406(2), 896–912.
- Bradač, M., Clowe, D., Gonzalez, A. H., Marshall, P., Forman, W., Jones, C., Markevitch, M., Randall, S., Schrabback, T., & Zaritsky, D. (2006). Strong and Weak Lensing United. III. Measuring the Mass Distribution of the Merging Galaxy Cluster 1ES 0657-558. *ApJ*, 652(2), 937–947.
- Briel, U. G., Henry, J. P., & Boehringer, H. (1992). Observation of the coma cluster of galaxies with rosat during the all-sky survey. *A&A*, 259, L31–L34.
- Brook, C. B., Governato, F., Roškar, R., Stinson, G., Brooks, A. M., Wadsley, J., Quinn, T., Gibson, B. K., Snaith, O., Pilkington, K., House, E., & Pontzen, A. (2011). Hierarchical formation of bulgeless galaxies: why outflows have low angular momentum. *MNRAS*, 415(2), 1051–1060.
- Brook, C. B., Stinson, G., Gibson, B. K., Roškar, R., Wadsley, J., & Quinn, T. (2012). Hierarchical formation of bulgeless galaxies - II. Redistribution of angular momentum via galactic fountains. *MNRAS*, 419(1), 771–779.
- Bullock, J. S., Dekel, A., Kolatt, T. S., Kravtsov, A. V., Klypin, A. A., Porciani, C., & Primack, J. R. (2001). A Universal Angular Momentum Profile for Galactic Halos. *ApJ*, 555(1), 240–257.
- Buote, D. A. & Tsai, J. C. (1995). Quantifying the Morphologies and Dynamical Evolution of Galaxy Clusters. I. The Method. *ApJ*, 452, 522.
- Burgett, W. S., Vick, M. M., Davis, D. S., Colless, M., De Propriis, R., Baldry, I., Baugh, C., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T., Cannon, R., Cole, S., Collins, C., Couch, W., Cross, N., Dalton, G., Driver, S., Efstathiou, G., Ellis, R., Frenk, C. S., Glazebrook, K., Hawkins, E., Jackson, C., Lahav, O., Lewis, I., Lumsden, S., Maddox, S., Madgwick, D., Norberg, P., Peacock, J. A., Percival, W., Peterson, B., Sutherland, W., & Taylor, K. (2004). Substructure analysis of selected low-richness 2dfgrs clusters of galaxies. *MNRAS*, 352, 605–654.
- Burkert, A. (2017). The Geometry and Origin of Ultra-diffuse Ghost Galaxies. *ApJ*, 838(2), 93.
- Busha, M. T., Marshall, P. J., Wechsler, R. H., Klypin, A., & Primack, J. (2011). The Mass Distribution and Assembly of the Milky Way from the Properties of the Magellanic Clouds. *ApJ*, 743(1), 40.
- Butcher, H. & Oemler, A., J. (1978). The evolution of galaxies in clusters. I. ISIT photometry of Cl 0024+1654 and 3C 295. *ApJ*, 219, 18–30.
- Campitiello, M. G., Etori, S., Lovisari, L., Bartalucci, I., Eckert, D., Rasia, E., Rossetti, M., Gastaldello, F., Pratt, G. W., Maughan, B., Pointecouteau, E., Sereno, M., Biffi, V., Borgani, S., De Luca, F., De Petris, M., Gaspari, M., Ghizzardi, S., Mazzotta, P., & Molendi, S. (2022). CHEX-MATE: Morphological analysis of the sample. *A&A*, 665, A117.

- Cao, K., Barnes, D. J., & Vogelsberger, M. (2021). Studying galaxy cluster morphological metrics with MOCK-X. *MNRAS*, 503(3), 3394–3413.
- Cardona-Barrero, S., Di Cintio, A., Brook, C. B. A., Ruiz-Lara, T., Beasley, M. A., Falcón-Barroso, J., & Macciò, A. V. (2020). NIHAO XXIV: rotation- or pressure-supported systems? Simulated Ultra Diffuse Galaxies show a broad distribution in their stellar kinematics. *MNRAS*, 497(4), 4282–4292.
- Carleton, T., Errani, R., Cooper, M., Kaplinghat, M., Peñarrubia, J., & Guo, Y. (2019). The formation of ultra-diffuse galaxies in cored dark matter haloes through tidal stripping and heating. *MNRAS*, 485(1), 382–395.
- Carleton, T., Guo, Y., Munshi, F., Tremmel, M., & Wright, A. (2021). An excess of globular clusters in Ultra-Diffuse Galaxies formed through tidal heating. *MNRAS*, 502(1), 398–406.
- Carlsten, S. G., Greene, J. E., Greco, J. P., Beaton, R. L., & Kado-Fong, E. (2021). Structures of Dwarf Satellites of Milky Way-like Galaxies: Morphology, Scaling Relations, and Intrinsic Shapes. *ApJ*, 922(2), 267.
- Chabrier, G. (2003). Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. *PASP*, 115(809), 763–795.
- Chan, T. K., Kereš, D., Wetzel, A., Hopkins, P. F., Faucher-Giguère, C. A., El-Badry, K., Garrison-Kimmel, S., & Boylan-Kolchin, M. (2018). The origin of ultra diffuse galaxies: stellar feedback and quenching. *MNRAS*, 478(1), 906–925.
- Chilingarian, I. V., Cayatte, V., Durret, F., Adami, C., Balkowski, C., Chemin, L., Laganá, T. F., & Prugniel, P. (2008). Kinematics and stellar populations of low-luminosity early-type galaxies in the Abell 496 cluster. *A&A*, 486(1), 85–97.
- Chon, G., Böhringer, H., & Smith, G. P. (2012). Statistics and implications of substructure detected in a representative sample of X-ray clusters. *A&A*, 548, A59.
- Choque-Challapa, N., Smith, R., Candlish, G., Peletier, R., & Shin, J. (2019). Leavers and remainers: galaxies split by group-exit. *MNRAS*, 490(3), 3654–3666.
- Clowe, D., Gonzalez, A., & Markevitch, M. (2004). Weak-Lensing Mass Reconstruction of the Interacting Cluster 1E 0657-558: Direct Evidence for the Existence of Dark Matter. *ApJ*, 604(2), 596–603.
- Clowe, D., Schneider, P., Aragón-Salamanca, A., Bremer, M., De Lucia, G., Halliday, C., Jablonka, P., Milvang-Jensen, B., Pelló, R., Poggianti, B., Rudnick, G., Saglia, R., Simard, L., White, S., & Zaritsky, D. (2006). Weak lensing mass reconstructions of the eso distant cluster survey. *A&A*, 451, 395–408.
- Cocato, L., Jaffé, Y. L., Cortesi, A., Merrifield, M., Johnston, E., Rodríguez del Pino, B., Haeussler, B., Chies-Santos, A. L., Mendes de Oliveira, C. L., Sheen, Y.-K., & Menéndez-Delmestre, K. (2020). Formation of S0s in extreme environments I: clues from kinematics and stellar populations. *MNRAS*, 492(2), 2955–2972.
- Cohn, J. D. (2012). Galaxy subgroups in galaxy clusters. *MNRAS*, 419(2), 1017–1027.

- Cole, S., Lacey, C. G., Baugh, C. M., & Frenk, C. S. (2000). Hierarchical galaxy formation. *MNRAS*, 319(1), 168–204.
- Colless, M., Dalton, G., Maddox, S., Sutherland, W., Norberg, P., Cole, S., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T., Cannon, R., Collins, C., Couch, W., Cross, N., Deeley, K., De Propriis, R., Driver, S. P., Efstathiou, G., Ellis, R. S., Frenk, C. S., Glazebrook, K., Jackson, C., Lahav, O., Lewis, I., Lumsden, S., Madgwick, D., Peacock, J. A., Peterson, B. A., Price, I., Seaborne, M., & Taylor, K. (2001). The 2dF Galaxy Redshift Survey: spectra and redshifts. *MNRAS*, 328(4), 1039–1063.
- Colless, M. & Dunn, A. M. (1996). Structure and Dynamics of the Coma Cluster. *ApJ*, 458, 435.
- Conselice, C. J. (2018). Ultra-diffuse Galaxies Are a Subset of Cluster Dwarf Elliptical/Spheroidal Galaxies. *Research Notes of the American Astronomical Society*, 2(1), 43.
- Conselice, C. J. & Gallagher, John S., I. (1998). Galaxy aggregates in the Coma cluster. *MNRAS*, 297(2), L34–L38.
- Crain, R. A., Schaye, J., Bower, R. G., Furlong, M., Schaller, M., Theuns, T., Dalla Vecchia, C., Frenk, C. S., McCarthy, I. G., Helly, J. C., Jenkins, A., Rosas-Guevara, Y. M., White, S. D. M., & Trayford, J. W. (2015). The EAGLE simulations of galaxy formation: calibration of subgrid physics and model variations. *MNRAS*, 450(2), 1937–1961.
- Dalcanton, J. J., Spergel, D. N., Gunn, J. E., Schmidt, M., & Schneider, D. P. (1997). The Number Density of Low-Surface Brightness Galaxies with  $23 < \mu_0 < 25$  V Mag/arcsec<sup>2</sup>. *AJ*, 114, 635–654.
- Danieli, S., van Dokkum, P., Conroy, C., Abraham, R., & Romanowsky, A. J. (2019). Still Missing Dark Matter: KCWI High-resolution Stellar Kinematics of NGC1052-DF2. *ApJ*, 874(2), L12.
- Danieli, S., van Dokkum, P., Trujillo-Gomez, S., Kruijssen, J. M. D., Romanowsky, A. J., Carlsten, S., Shen, Z., Li, J., Abraham, R., Brodie, J., Conroy, C., Gannon, J. S., & Greco, J. (2022). NGC 5846-UDG1: A Galaxy Formed Mostly by Star Formation in Massive, Extremely Dense Clumps of Gas. *ApJ*, 927(2), L28.
- Davis, M., Efstathiou, G., Frenk, C. S., & White, S. D. M. (1985). The evolution of large-scale structure in a universe dominated by cold dark matter. *ApJ*, 292, 371–394.
- Dawson, W. A. (2013). The Dynamics of Merging Clusters: A Monte Carlo Solution Applied to the Bullet and Musket Ball Clusters. *ApJ*, 772(2), 131.
- de Blok, W. J. G. & McGaugh, S. S. (1997). The dark and visible matter content of low surface brightness disc galaxies. *MNRAS*, 290(3), 533–552.
- De Luca, F., De Petris, M., Yepes, G., Cui, W., Knebe, A., & Rasia, E. (2021). The Three Hundred project: dynamical state of galaxy clusters and morphology from multiwavelength synthetic maps. *MNRAS*, 504(4), 5383–5400.
- De Lucia, G. (2012). Milky Way simulations: The Galaxy, its stellar halo and its satellites - insights from a hybrid cosmological approach. *Astronomische Nachrichten*, 333(5-6), 460.

- De Lucia, G., Weinmann, S., Poggianti, B. M., Aragón-Salamanca, A., & Zaritsky, D. (2012). The environmental history of group and cluster galaxies in a  $\Lambda$  cold dark matter universe. *MNRAS*, 423(2), 1277–1292.
- Di Cintio, A., Brook, C. B., Dutton, A. A., Macciò, A. V., Obreja, A., & Dekel, A. (2017). NIHAO - XI. Formation of ultra-diffuse galaxies by outflows. *MNRAS*, 466(1), L1–L6.
- Diemer, B., Mansfield, P., Kravtsov, A. V., & More, S. (2017). The Splashback Radius of Halos from Particle Dynamics. II. Dependence on Mass, Accretion Rate, Redshift, and Cosmology. *ApJ*, 843(2), 140.
- Djorgovski, S. & Davis, M. (1987). Fundamental Properties of Elliptical Galaxies. *ApJ*, 313, 59.
- Dolag, K., Borgani, S., Murante, G., & Springel, V. (2009a). Substructures in hydrodynamical cluster simulations. *MNRAS*, 399(2), 497–514.
- Dolag, K., Borgani, S., Murante, G., & Springel, V. (2009b). Substructures in hydrodynamical cluster simulations. *MNRAS*, 399(2), 497–514.
- Dolfi, A., Forbes, D. A., Couch, W. J., Ferré-Mateu, A., Bellstedt, S., Bekki, K., Diaz, J., Romanowsky, A. J., & Brodie, J. P. (2020). The assembly history of the nearest S0 galaxy NGC 3115 from its kinematics out to six half-light radii. *MNRAS*.
- D’Onghia, E. (2008). Breaking up the Magellanic Group into the Milky Way Halo: Understanding the Local Dwarf Galaxy Properties. *arXiv e-prints*, (pp. arXiv:0802.0302).
- D’Onghia, E. & Navarro, J. F. (2007). Do mergers spin-up dark matter haloes? *MNRAS*, 380(1), L58–L62.
- Donnari, M., Pillepich, A., Joshi, G. D., Nelson, D., Genel, S., Marinacci, F., Rodriguez-Gomez, V., Pakmor, R., Torrey, P., Vogelsberger, M., & Hernquist, L. (2021). Quenched fractions in the IllustrisTNG simulations: the roles of AGN feedback, environment, and pre-processing. *MNRAS*, 500(3), 4004–4024.
- D’Onofrio, M., Marziani, P., & Buson, L. (2015). The transformation of Spirals into S0 galaxies in the cluster environment. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 2, 4.
- Doppel, J. E., Sales, L. V., Navarro, J. F., Abadi, M. G., Peng, E. W., Toloba, E., & Ramos-Almendares, F. (2021). Globular clusters as tracers of the dark matter content of dwarfs in galaxy clusters. *MNRAS*, 502(2), 1661–1677.
- Doroshkevich, A. G. (1970). The space structure of perturbations and the origin of rotation of galaxies in the theory of fluctuation. *Astrofizika*, 6, 581–600.
- Dressler, A. (1980). Galaxy morphology in rich clusters: implications for the formation and evolution of galaxies. *ApJ*, 236, 351–365.
- Dressler, A. & Shectman, S. A. (1988). Evidence for Substructure in Rich Clusters of Galaxies from Radial-Velocity Measurements. *AJ*, 95, 985.
- Drinkwater, M. J., Currie, M. J., Young, C. K., Hardy, E., & Yearsley, J. M. (1996). Blue compact dwarf galaxies and new velocities in Virgo. *MNRAS*, 279(2), 595–614.

- Drinkwater, M. J., Gregg, M. D., & Colless, M. (2001). Substructure and Dynamics of the Fornax Cluster. *ApJ*, 548(2), L139–L142.
- Dubinski, J. (1999). The dynamical evolution of galaxies in clusters. In D. R. Merritt, M. Valuri, & J. A. Sellwood (Eds.), *ASP Conf. Ser. 182: Galaxy Dynamics - A Rutgers Symposium* (pp. 491–+).
- Duffy, A. R., Schaye, J., Kay, S. T., & Dalla Vecchia, C. (2008a). Dark matter halo concentrations in the Wilkinson Microwave Anisotropy Probe year 5 cosmology. *MNRAS*, 390(1), L64–L68.
- Duffy, A. R., Schaye, J., Kay, S. T., & Dalla Vecchia, C. (2008b). Dark matter halo concentrations in the Wilkinson Microwave Anisotropy Probe year 5 cosmology. *MNRAS*, 390(1), L64–L68.
- Dutton, A. A. & van den Bosch, F. C. (2012). The angular momentum of disc galaxies: implications for gas accretion, outflows, and dynamical friction. *MNRAS*, 421(1), 608–620.
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. (1962). Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. *ApJ*, 136, 748.
- Einasto, M., Vennik, J., Nurmi, P., Tempel, E., Ahvensalmi, A., Tago, E., Liivamägi, L. J., Saar, E., Heinämäki, P., Einasto, J., & Martínez, V. J. (2012). Multimodality in galaxy clusters from SDSS DR8: substructure and velocity distribution. *A&A*, 540, A123.
- Eliche-Moral, M. C., Rodríguez-Pérez, C., Borlaff, A., Querejeta, M., & Tapia, T. (2018). Formation of S0 galaxies through mergers. Morphological properties: tidal relics, lenses, ovals, and other inner components. *A&A*, 617, A113.
- Engler, C., Pillepich, A., Joshi, G. D., Nelson, D., Pasquali, A., Grebel, E. K., Lisker, T., Zinger, E., Donnari, M., Marinacci, F., Vogelsberger, M., & Hernquist, L. (2021). The distinct stellar-to-halo mass relations of satellite and central galaxies: insights from the IllustrisTNG simulations. *MNRAS*, 500(3), 3957–3975.
- Errani, R., Navarro, J. F., Ibata, R., & Peñarrubia, J. (2022). Structure and kinematics of tidally limited satellite galaxies in  $\Lambda$ CDM. *MNRAS*, 511(4), 6001–6018.
- Escalera, E., Biviano, A., Girardi, M., Giuricin, G., Mardirossian, F., Mazure, A., & Mezzetti, M. (1994). Structures in galaxy clusters. *ApJ*, 423, 539–+.
- Fakhouri, O. & Ma, C.-P. (2008). The nearly universal merger rate of dark matter haloes in  $\Lambda$ CDM cosmology. *MNRAS*, 386(2), 577–592.
- Fakhouri, O., Ma, C.-P., & Boylan-Kolchin, M. (2010). The merger rates and mass assembly histories of dark matter haloes in the two Millennium simulations. *MNRAS*, 406(4), 2267–2278.
- Fall, S. M. & Efstathiou, G. (1980). Formation and rotation of disc galaxies with haloes. *MNRAS*, 193, 189–206.
- Faucher-Giguère, C.-A. & Kereš, D. (2011). The small covering factor of cold accretion streams. *MNRAS*, 412(1), L118–L122.

- Ferrarese, L., Côté, P., MacArthur, L. A., Durrell, P. R., Gwyn, S. D. J., Duc, P.-A., Sánchez-Janssen, R., Santos, M., Blakeslee, J. P., Boselli, A., Boyer, F., Cantiello, M., Courteau, S., Cuillandre, J.-C., Emsellem, E., Erben, T., Gavazzi, G., Guhathakurta, P., Huertas-Company, M., Jordán, A., Lançon, A., Liu, C., Mei, S., Mihos, J. C., Peng, E. W., Puzia, T. H., Roediger, J., Schade, D., Taylor, J. E., Toloba, E., & Zhang, H. (2020). The Next Generation Virgo Cluster Survey (NGVS). XIV. The Discovery of Low-mass Galaxies and a New Galaxy Catalog in the Core of the Virgo Cluster. *ApJ*, 890(2), 128.
- Ferrari, C., Benoist, C., Maurogordato, S., Cappi, A., & Slezak, E. (2005). Dynamical state and star formation properties of the merging galaxy cluster Abell 3921. *A&A*, 430, 19–38.
- Ferrari, C., Maurogordato, S., Cappi, A., & Benoist, C. (2003). Multiple merging events in abell 521. *A&A*, 399, 813–828.
- Ferré-Mateu, A., Alabi, A., Forbes, D. A., Romanowsky, A. J., Brodie, J., Pandya, V., Martín-Navarro, I., Bellstedt, S., Wasserman, A., Stone, M. B., & Okabe, N. (2018). Origins of ultradiffuse galaxies in the Coma cluster - II. Constraints from their stellar populations. *MNRAS*, 479(4), 4891–4906.
- Fillingham, S. P., Cooper, M. C., Boylan-Kolchin, M., Bullock, J. S., Garrison-Kimmel, S., & Wheeler, C. (2018). Environmental quenching of low-mass field galaxies. *MNRAS*, 477(4), 4491–4498.
- Fischer, M. S., Brüggén, M., Schmidt-Hoberg, K., Dolag, K., Ragagnin, A., & Robertson, A. (2022). Unequal-mass mergers of dark matter haloes with rare and frequent self-interactions. *MNRAS*, 510(3), 4080–4099.
- Forero-Romero, J. E., Gottlöber, S., & Yepes, G. (2010). Bullet Clusters in the MARENOSTRUM Universe. *ApJ*, 725(1), 598–604.
- Fraser-McKelvie, A., Aragón-Salamanca, A., Merrifield, M., Tabor, M., Bernardi, M., Drory, N., Parikh, T., & Argudo-Fernández, M. (2018). SDSS-IV MaNGA: the formation sequence of S0 galaxies. *MNRAS*, 481(4), 5580–5591.
- Frenk, C. S., White, S. D. M., Efstathiou, G., & Davis, M. (1985). Cold dark matter, the structure of galactic haloes and the origin of the Hubble sequence. *Nature*, 317(6038), 595–597.
- Gal, R. R., Lopes, P. A. A., de Carvalho, R. R., Kohl-Moreira, J. L., Capelato, H. V., & Djorgovski, S. G. (2009). The Northern Sky Optical Cluster Survey. III. A Cluster Catalog Covering PI Steradians. *AJ*, 137(2), 2981–2999.
- Gannon, J. S., Forbes, D. A., Romanowsky, A. J., Ferré-Mateu, A., Couch, W. J., Brodie, J. P., Huang, S., Janssens, S. R., & Okabe, N. (2022). Ultra-diffuse galaxies in the perseus cluster: comparing galaxy properties with globular cluster system richness. *MNRAS*, 510(1), 946–958.
- Gault, L., Leisman, L., Adams, E. A. K., Mancera Piña, P. E., Reiter, K., Smith, N., Battipaglia, M., Cannon, J. M., Fraternali, F., Haynes, M. P., McAllan, E., Pagel, H. J., Rhode, K. L., Salzer, J. J., & Singer, Q. (2021). VLA Imaging of H I-bearing Ultra-diffuse Galaxies from the ALFALFA Survey. *ApJ*, 909(1), 19.

- Gebhardt, K., Pryor, C., Williams, T. B., & Hesser, J. E. (1994). Fabry-Perot measurements of the dynamics of globular cluster cores: M15 (NGC 7078). *AJ*, 107, 2067–2076.
- Geha, M., Blanton, M. R., Yan, R., & Tinker, J. L. (2012). A Stellar Mass Threshold for Quenching of Field Galaxies. *ApJ*, 757(1), 85.
- Geller, M. J. & Beers, T. C. (1982). Substructure within clusters of galaxies. *PASP*, 94, 421–439.
- Genel, S., Vogelsberger, M., Springel, V., Sijacki, D., Nelson, D., Snyder, G., Rodriguez-Gomez, V., Torrey, P., & Hernquist, L. (2014). Introducing the Illustris project: the evolution of galaxy populations across cosmic time. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 445(1), 175–200.
- Ghirardini, V., Bahar, Y. E., Bulbul, E., Liu, A., Clerc, N., Pcaud, F., Comparat, J., Liu, T., Ramos-Ceja, M. E., Hoang, D., Ider-Chitham, J., Klein, M., Merloni, A., Nandra, K., Ota, N., Predehl, P., Reiprich, T. H., Sanders, J., & Schrabback, T. (2022). The eROSITA Final Equatorial-Depth Survey (eFEDS). Characterization of morphological properties of galaxy groups and clusters. *A&A*, 661, A12.
- Gill, S. P. D., Knebe, A., & Gibson, B. K. (2005). The evolution of substructure - III. The outskirts of clusters. *MNRAS*, 356(4), 1327–1332.
- Giocoli, C., Tormen, G., Sheth, R. K., & van den Bosch, F. C. (2010). The substructure hierarchy in dark matter haloes. *MNRAS*, 404(1), 502–517.
- Giocoli, C., Tormen, G., & van den Bosch, F. C. (2008). The population of dark matter subhaloes: mass functions and average mass-loss rates. *MNRAS*, 386(4), 2135–2144.
- Girardi, M., Bardelli, S., Barrena, R., Boschin, W., Gastaldello, F., & Nonino, M. (2011). Internal dynamics of Abell 2254: a merging galaxy cluster with a clumpy, diffuse radio emission. *A&A*, 536, A89.
- Girardi, M. & Biviano, A. (2002). *Optical Analysis of Cluster Mergers*, (pp. 39–77). *ASSL Vol. 272: Merging Processes in Galaxy Clusters*.
- Girardi, M., Biviano, A., Giuricin, G., Mardirossian, F., & Mezzetti, M. (1993). Velocity dispersions in galaxy clusters. *ApJ*, 404, 38–50.
- Girardi, M., Demarco, R., Rosati, P., & Borgani, S. (2005). Internal dynamics of the  $z \sim 0.8$  cluster RX J0152.7-1357. *A&A*, 442(1), 29–41.
- Girardi, M., Mercurio, A., Balestra, I., Nonino, M., Biviano, A., Grillo, C., Rosati, P., Annunziatella, M., Demarco, R., Fritz, A., Gobat, R., Lemze, D., Presotto, V., Scodreggio, M., Tozzi, P., Bartosch Caminha, G., Brescia, M., Coe, D., Kelson, D., Koekemoer, A., Lombardi, M., Medezinski, E., Postman, M., Sartoris, B., Umetsu, K., Zitrin, A., Boschin, W., Czoske, O., De Lucia, G., Kuchner, U., Maier, C., Meneghetti, M., Monaco, P., Monna, A., Munari, E., Seitz, S., Verdugo, M., & Ziegler, B. (2015). CLASH-VLT: Substructure in the galaxy cluster MACS J1206.2-0847 from kinematics of galaxy populations. *A&A*, 579, A4.
- Gnedin, O. Y. (1999). Tidal effects and galaxy evolution in clusters of galaxies. *Ph.D. Thesis*.
- Gnedin, O. Y. (2003). Dynamical Evolution of Galaxies in Clusters. *ApJ*, 589(2), 752–769.



- Golovich, N., Dawson, W. A., Wittman, D. M., van Weeren, R. J., Andrade-Santos, F., Jee, M. J., Benson, B., de Gasperin, F., Venturi, T., Bonafede, A., Sobral, D., Ogrean, G. A., Lemaux, B. C., Bradač, M., Brüggén, M., & Peter, A. (2019). Merging Cluster Collaboration: A Panchromatic Atlas of Radio Relic Mergers. *ApJ*, 882(1), 69.
- Gonzalez-Casado, G., Mamon, G. A., & Salvador-Sole, E. (1994). The Dynamical Survival of Small-Scale Substructure in Relaxed Galaxy Clusters. *ApJ*, 433, L61.
- Gottloeber, S., Hoffman, Y., & Yepes, G. (2010). Constrained Local Universe Simulations (CLUES). *arXiv e-prints*, (pp. arXiv:1005.2687).
- Grebel, E. K., Gallagher, John S., I., & Harbeck, D. (2003). The Progenitors of Dwarf Spheroidal Galaxies. *AJ*, 125(4), 1926–1939.
- Gregory, S. A. & Thompson, L. A. (1984). The A2197 and A2199 Galaxy Clusters. *ApJ*, 286, 422.
- Gu, M., Conroy, C., Diemer, B., Hernquist, L., Marinacci, F., Nelson, D., Pakmor, R., Pillepich, A., & Vogelsberger, M. (2020). Coordinated Assembly of Galaxy Groups and Clusters in the IllustrisTNG Simulations. *arXiv e-prints*, (pp. arXiv:2010.04166).
- Gunn, J. E. & Gott, J. Richard, I. (1972). On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution. *ApJ*, 176, 1.
- Guo, Q., White, S., Li, C., & Boylan-Kolchin, M. (2010). How do galaxies populate dark matter haloes? *MNRAS*, 404(3), 1111–1120.
- Gurzadyan, V. G., Harutyunyan, V. V., & Kocharyan, A. A. (1994). A method for defining structures in the distribution of galaxies. *A&A*, 281(3), 964–966.
- Gurzadyan, V. G. & Mazure, A. (1998). ‘Galaxy associations’ as possible common features of galaxy clusters. *MNRAS*, 295(1), 177–187.
- Haggar, R., Kuchner, U., Gray, M. E., Pearce, F. R., Knebe, A., Yepes, G., & Cui, W. (2023). The Three Hundred project: galaxy groups do not survive cluster infall. *MNRAS*, 518(1), 1316–1334.
- Harris, W. E., Blakeslee, J. P., & Harris, G. L. H. (2017). Galactic Dark Matter Halos and Globular Cluster Populations. III. Extension to Extreme Environments. *ApJ*, 836(1), 67.
- Harris, W. E., Harris, G. L., & Hudson, M. J. (2015). Dark Matter Halos in Galaxies and Globular Cluster Populations. II. Metallicity and Morphology. *ApJ*, 806(1), 36.
- Hashimoto, Y., Böhringer, H., Henry, J. P., Hasinger, G., & Szokoly, G. (2007). Robust quantitative measures of cluster X-ray morphology, and comparisons between cluster characteristics. *A&A*, 467(2), 485–499.
- Hashimoto, Y., Henry, J. P., & Böhringer, H. (2018). Dwarf galaxies and cluster environments. *MNRAS*, 481(1), 981–999.
- He, M., Wu, H., Du, W., Wicker, J., Zhao, P., Lei, F., & Liu, J. (2019). Edge-on HI-bearing Ultra-diffuse Galaxy Candidates in the 40% ALFALFA Catalog. *ApJ*, 880(1), 30.

- Hernquist, L. (1990). An Analytical Model for Spherical Galaxies and Bulges. *ApJ*, 356, 359.
- Hinshaw, G., Larson, D., Komatsu, E., Spergel, D. N., Bennett, C. L., Dunkley, J., Nolte, M. R., Halpern, M., Hill, R. S., Odegard, N., Page, L., Smith, K. M., Weiland, J. L., Gold, B., Jarosik, N., Kogut, A., Limon, M., Meyer, S. S., Tucker, G. S., Wollack, E., & Wright, E. L. (2013). Nine-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Cosmological Parameter Results. *ApJS*, 208(2), 19.
- Hopkins, P. F., Cox, T. J., Kereš, D., & Hernquist, L. (2008). A Cosmological Framework for the Co-Evolution of Quasars, Supermassive Black Holes, and Elliptical Galaxies. II. Formation of Red Ellipticals. *ApJS*, 175(2), 390–422.
- Hopkins, P. F., Cox, T. J., Younger, J. D., & Hernquist, L. (2009). How do Disks Survive Mergers? *ApJ*, 691(2), 1168–1201.
- Hubble, E. P. (1926). Extragalactic nebulae. *ApJ*, 64, 321–369.
- Hwang, H. S. & Lee, M. G. (2007). Searching for Rotating Galaxy Clusters in SDSS and 2dFGRS. *ApJ*, 662, 236–249.
- Impey, C., Bothun, G., & Malin, D. (1988). Virgo Dwarfs: New Light on Faint Galaxies. *ApJ*, 330, 634.
- Iodice, E., Sarzi, M., Bittner, A., Coccato, L., Costantin, L., Corsini, E. M., van de Ven, G., de Zeeuw, P. T., Falcón-Barroso, J., Gadotti, D. A., Lyubenova, M., Martín-Navarro, I., McDermid, R. M., Nedelchev, B., Pinna, F., Pizzella, A., Spavone, M., & Viaene, S. (2019). The Fornax3D project: Tracing the assembly history of the cluster from the kinematic and line-strength maps. *arXiv e-prints*, (pp. arXiv:1906.08187).
- Iodice, E., Spavone, M., Capaccioli, M., Peletier, R. F., Richtler, T., Hilker, M., Mieske, S., Limatola, L., Grado, A., Napolitano, N. R., Cantiello, M., D’Abrusco, R., Paolillo, M., Venhola, A., Lisker, T., Van de Ven, G., Falcon-Barroso, J., & Schipani, P. (2017). The Fornax Deep Survey with VST. II. Fornax A: A Two-phase Assembly Caught in the Act. *ApJ*, 839(1), 21.
- Jackson, R. A., Martin, G., Kaviraj, S., Ramsøy, M., Devriendt, J. E. G., Sedgwick, T., Laigle, C., Choi, H., Beckmann, R. S., Volonteri, M., Dubois, Y., Pichon, C., Yi, S. K., Slyz, A., Kraljic, K., Kimm, T., Peirani, S., & Baldry, I. (2021). The origin of low-surface-brightness galaxies in the dwarf regime. *MNRAS*, 502(3), 4262–4276.
- Jauzac, M., Eckert, D., Schwinn, J., Harvey, D., Baugh, C. M., Robertson, A., Bose, S., Massey, R., Owers, M., Ebeling, H., Shan, H. Y., Jullo, E., Kneib, J. P., Richard, J., Atek, H., Clément, B., Egami, E., Israel, H., Knowles, K., Limousin, M., Natarajan, P., Rexroth, M., Taylor, P., & Tchernin, C. (2016). The extraordinary amount of substructure in the Hubble Frontier Fields cluster Abell 2744. *MNRAS*, 463(4), 3876–3893.
- Jethwa, P., Erkal, D., & Belokurov, V. (2016). A Magellanic origin of the DES dwarfs. *MNRAS*, 461(2), 2212–2233.
- Jiang, F., Dekel, A., & Freundlich, J. (2019a). A simulation view on the formation of ultra-diffuse galaxies in the field and in galaxy groups. In P. Di Matteo, O. Creevey, A. Crida, G. Kordopatis, J. Malzac, J. B. Marquette, M. N’Diaye, & O. Venot (Eds.), *SF2A-2019*:

*Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics* (pp. 5–10).

- Jiang, F., Dekel, A., Freundlich, J., Romanowsky, A. J., Dutton, A. A., Macciò, A. V., & Di Cintio, A. (2019b). Formation of ultra-diffuse galaxies in the field and in galaxy groups. *MNRAS*, 487(4), 5272–5290.
- Jones, M. G., Bennet, P., Mutlu-Pakdil, B., Sand, D. J., Spekkens, K., Crnojevic, D., Karunakaran, A., & Zaritsky, D. (2021). Evidence for Ultra-Diffuse Galaxy Formation Through Tidal Heating of Normal Dwarfs. *arXiv e-prints*, (pp. arXiv:2104.12805).
- Jones, M. G., Papastergis, E., Pandya, V., Leisman, L., Romanowsky, A. J., Yung, L. Y. A., Somerville, R. S., & Adams, E. A. K. (2018). Contribution of HI-bearing ultra-diffuse galaxies to the cosmic number density of galaxies. *A&A*, 614, A21.
- Joshi, G. D., Pillepich, A., Nelson, D., Marinacci, F., Springel, V., Rodriguez-Gomez, V., Vogelsberger, M., & Hernquist, L. (2020). The fate of disc galaxies in IllustrisTNG clusters. *MNRAS*, 496(3), 2673–2703.
- Joshi, G. D., Pillepich, A., Nelson, D., Zinger, E., Marinacci, F., Springel, V., Vogelsberger, M., & Hernquist, L. (2021). The cumulative star formation histories of dwarf galaxies with TNG50. I: environment-driven diversity and connection to quenching. *MNRAS*, 508(2), 1652–1674.
- Kado-Fong, E., Petrescu, M., Mohammad, M., Greco, J., Greene, J. E., Adams, E. A. K., Huang, S., Leisman, L., Munshi, F., Tanoglidis, D., & Van Nest, J. (2021). The Intrinsic Shapes of Low Surface Brightness Galaxies (LSBGs): A Discriminant of LSBG Galaxy Formation Mechanisms. *ApJ*, 920(2), 72.
- Kadowaki, J., Zaritsky, D., Donnerstein, R. L., RS, P., Karunakaran, A., & Spekkens, K. (2021). On the Properties of Spectroscopically Confirmed Ultra-diffuse Galaxies across Environments. *ApJ*, 923(2), 257.
- Kallivayalil, N., van der Marel, R. P., & Alcock, C. (2006). Is the SMC Bound to the LMC? The Hubble Space Telescope Proper Motion of the SMC. *ApJ*, 652(2), 1213–1229.
- Kallivayalil, N., van der Marel, R. P., Besla, G., Anderson, J., & Alcock, C. (2013). Third-epoch Magellanic Cloud Proper Motions. I. Hubble Space Telescope/WFC3 Data and Orbit Implications. *ApJ*, 764(2), 161.
- Karachentsev, I. D., Tully, R. B., Wu, P.-F., Shaya, E. J., & Dolphin, A. E. (2014). Infall of Nearby Galaxies into the Virgo Cluster as Traced with Hubble Space Telescope. *ApJ*, 782(1), 4.
- Kereš, D., Katz, N., Weinberg, D. H., & Davé, R. (2005). How do galaxies get their gas? *MNRAS*, 363(1), 2–28.
- King, L. J., Clowe, D. I., Coleman, J. E., Russell, H. R., Santana, R., White, J. A., Canning, R. E. A., Deering, N. J., Fabian, A. C., Lee, B. E., Li, B., & McNamara, B. R. (2016). The distribution of dark and luminous matter in the unique galaxy cluster merger Abell 2146. *MNRAS*, 459(1), 517–527.

- Knebe, A., Power, C., Gill, S. P. D., & Gibson, B. K. (2006). The importance of interactions for mass loss from satellite galaxies in cold dark matter haloes. *MNRAS*, 368(2), 741–750.
- Koda, J., Yagi, M., Yamanoi, H., & Komiyama, Y. (2015). Approximately a Thousand Ultra-diffuse Galaxies in the Coma Cluster. *ApJ*, 807(1), L2.
- Kolokotronis, V., Basilakos, S., Plionis, M., & Georgantopoulos, I. (2001). Searching for cluster substructure using apm and rosat data. *MNRAS*, 320, 49–60.
- Kong, D., Kaplinghat, M., Yu, H.-B., Fraternali, F., & Mancera Piña, P. E. (2022). The Odd Dark Matter Halos of Isolated Gas-rich Ultradiffuse Galaxies. *ApJ*, 936(2), 166.
- La Marca, A., Iodice, E., Cantiello, M., Forbes, D. A., Rejkuba, M., Hilker, M., Arnaboldi, M., Greggio, L., Spiniello, C., Mieske, S., Venhola, A., Spavone, M., D’Ago, G., Raj, M. A., Ragusa, R., Mirabile, M., Rampazzo, R., Peletier, R., Paolillo, M., Choque Challapa, N., & Schipani, P. (2022). Galaxy populations in the Hydra I cluster from the VEGAS survey II. The ultra-diffuse galaxy population. *arXiv e-prints*, (pp. arXiv:2206.07385).
- Laganá, T. F., Souza, G. S., Machado, R. E. G., Volert, R. C., & Lopes, P. A. A. (2019). Two merging galaxy clusters with very hot shock fronts observed shortly before pericentric passage. *MNRAS*, 487(3), 3922–3934.
- Lage, C. & Farrar, G. (2014). Constrained Simulation of the Bullet Cluster. *ApJ*, 787(2), 144.
- Larson, R. B. (1974). Dynamical models for the formation and evolution of spherical galaxies. *MNRAS*, 166, 585–616.
- Lee, C. H., Hodges-Kluck, E., & Gallo, E. (2020a). Ultraviolet and X-ray properties of Coma’s ultra-diffuse galaxies. *MNRAS*, 497(3), 2759–2770.
- Lee, J. H., Kang, J., Lee, M. G., & Jang, I. S. (2020b). The Nature of Ultra-diffuse Galaxies in Distant Massive Galaxy Clusters: A370 in the Hubble Frontier Fields. *ApJ*, 894(1), 75.
- Lee, M. G., Kang, J., Lee, J. H., & Jang, I. S. (2017). Detection of a Large Population of Ultradiffuse Galaxies in Massive Galaxy Clusters: Abell S1063 and Abell 2744. *ApJ*, 844(2), 157.
- Leisman, L., Haynes, M. P., Janowiecki, S., Hallenbeck, G., Józsa, G., Giovanelli, R., Adams, E. A. K., Bernal Neira, D., Cannon, J. M., Janesh, W. F., Rhode, K. L., & Salzer, J. J. (2017). (Almost) Dark Galaxies in the ALFALFA Survey: Isolated H I-bearing Ultra-diffuse Galaxies. *ApJ*, 842(2), 133.
- Leonard, A., Goldberg, D. M., Haaga, J. L., & Massey, R. (2007). Gravitational Shear, Flexion, and Strong Lensing in Abell 1689. *ApJ*, 666(1), 51–63.
- Lim, S., Côté, P., Peng, E. W., Ferrarese, L., Roediger, J. C., Durrell, P. R., Mihos, J. C., Wang, K., Gwyn, S. D. J., Cuillandre, J.-C., Liu, C., Sánchez-Janssen, R., Toloba, E., Sales, L. V., Guhathakurta, P., Lançon, A., & Puzia, T. H. (2020). The Next Generation Virgo Cluster Survey (NGVS). XXX. Ultra-diffuse Galaxies and Their Globular Cluster Systems. *ApJ*, 899(1), 69.

- Lim, S., Peng, E. W., Côté, P., Sales, L. V., den Brok, M., Blakeslee, J. P., & Guhathakurta, P. (2018). The Globular Cluster Systems of Ultra-diffuse Galaxies in the Coma Cluster. *ApJ*, 862(1), 82.
- Lisker, T. (2009). Early-type dwarf galaxies in clusters: A mixed bag with various origins? *Astronomische Nachrichten*, 330, 1043.
- Lisker, T., Vijayaraghavan, R., Janz, J., Gallagher, John S., I., Engler, C., & Urich, L. (2018). The Active Assembly of the Virgo Cluster: Indications for Recent Group Infall From Early-type Dwarf Galaxies. *ApJ*, 865(1), 40.
- Lopes, P. A. A., de Carvalho, R. R., Capelato, H. V., Gal, R. R., Djorgovski, S. G., Brunner, R. J., Odewahn, S. C., & Mahabal, A. A. (2006). X-Ray Galaxy Clusters in NoSOCS: Substructure and the Correlation of Optical and X-Ray Properties. *ApJ*, 648(1), 209–229.
- Lopes, P. A. A., Trevisan, M., Laganá, T. F., Durret, F., Ribeiro, A. L. B., & Rembold, S. B. (2018). Optical substructure and BCG offsets of Sunyaev-Zel'dovich and X-ray-selected galaxy clusters. *MNRAS*, 478(4), 5473–5490.
- Ludlow, A. D., Navarro, J. F., Springel, V., Jenkins, A., Frenk, C. S., & Helmi, A. (2009). The Unorthodox Orbits of Substructure Halos. *ApJ*, 692(1), 931–941.
- Macciò, A. V., Dutton, A. A., & van den Bosch, F. C. (2008). Concentration, spin and shape of dark matter haloes as a function of the cosmological model: WMAP1, WMAP3 and WMAP5 results. *MNRAS*, 391, 1940–1954.
- Macciò, A. V., Dutton, A. A., van den Bosch, F. C., Moore, B., Potter, D., & Stadel, J. (2007). Concentration, spin and shape of dark matter haloes: scatter and the dependence on mass and environment. *MNRAS*, 378(1), 55–71.
- Macciò, A. V., Prats, D. H., Dixon, K. L., Buck, T., Waterval, S., Arora, N., Courteau, S., & Kang, X. (2021). Creating a galaxy lacking dark matter in a dark matter-dominated universe. *MNRAS*, 501(1), 693–700.
- Mahajan, S. (2013). Evidence for galaxies being pre-processed before accreted into clusters. *MNRAS*, 431, L117–L121.
- Mamon, G. A., Biviano, A., & Boué, G. (2013). MAMPOSSt: Modelling Anisotropy and Mass Profiles of Observed Spherical Systems - I. Gaussian 3D velocities. *MNRAS*, 429, 3079–3098.
- Mamon, G. A., Biviano, A., & Murante, G. (2010a). The universal distribution of halo interlopers in projected phase space. Bias in galaxy cluster concentration and velocity anisotropy? *A&A*, 520, A30.
- Mamon, G. A., Biviano, A., & Murante, G. (2010b). The universal distribution of halo interlopers in projected phase space. Bias in galaxy cluster concentration and velocity anisotropy? *A&A*, 520, A30.
- Mamon, G. A., Sanchis, T., Salvador-Solé, E., & Solanes, J. M. (2004). The origin of H I deficiency in galaxies on the outskirts of the Virgo cluster. I. How far can galaxies bounce out of clusters? *A&A*, 414, 445–451.

- Mancera Piña, P. E., Aguerri, J. A. L., Peletier, R. F., Venhola, A., Trager, S., & Choque Challapa, N. (2019a). The evolution of ultra-diffuse galaxies in nearby galaxy clusters from the Kapteyn IAC WEAVE INT Clusters Survey. *MNRAS*, 485(1), 1036–1052.
- Mancera Piña, P. E., Fraternali, F., Adams, E. A. K., Marasco, A., Oosterloo, T., Oman, K. A., Leisman, L., di Teodoro, E. M., Posti, L., Battipaglia, M., Cannon, J. M., Gault, L., Haynes, M. P., Janowiecki, S., McAllan, E., Pagel, H. J., Reiter, K., Rhode, K. L., Salzer, J. J., & Smith, N. J. (2019b). Off the Baryonic Tully-Fisher Relation: A Population of Baryon-dominated Ultra-diffuse Galaxies. *ApJ*, 883(2), L33.
- Mancera Piña, P. E., Fraternali, F., Oman, K. A., Adams, E. A. K., Bacchini, C., Marasco, A., Oosterloo, T., Pezzulli, G., Posti, L., Leisman, L., Cannon, J. M., di Teodoro, E. M., Gault, L., Haynes, M. P., Reiter, K., Rhode, K. L., Salzer, J. J., & Smith, N. J. (2020). Robust HI kinematics of gas-rich ultra-diffuse galaxies: hints of a weak-feedback formation scenario. *MNRAS*, 495(4), 3636–3655.
- Mancera Piña, P. E., Fraternali, F., Oosterloo, T., Adams, E. A. K., di Teodoro, E., Bacchini, C., & Iorio, G. (2022a). The impact of gas disc flaring on rotation curve decomposition and revisiting baryonic and dark matter relations for nearby galaxies. *MNRAS*, 514(3), 3329–3348.
- Mancera Piña, P. E., Fraternali, F., Oosterloo, T., Adams, E. A. K., Oman, K. A., & Leisman, L. (2022b). No need for dark matter: resolved kinematics of the ultra-diffuse galaxy AGC 114905. *MNRAS*, 512(3), 3230–3242.
- Mancera Piña, P. E., Peletier, R. F., Aguerri, J. A. L., Venhola, A., Trager, S., & Choque Challapa, N. (2018). Reviewing the frequency and central depletion of ultra-diffuse galaxies in galaxy clusters from the KIWICS survey. *MNRAS*, 481(4), 4381–4388.
- Marinacci, F., Vogelsberger, M., Pakmor, R., Torrey, P., Springel, V., Hernquist, L., Nelson, D., Weinberger, R., Pillepich, A., Naiman, J., & Genel, S. (2018). First results from the IllustrisTNG simulations: radio haloes and magnetic fields. *MNRAS*, 480(4), 5113–5139.
- Markevitch, M. (2006). Chandra Observation of the Most Interesting Cluster in the Universe. In A. Wilson (Ed.), *The X-ray Universe 2005*, volume 604 of *ESA Special Publication* (pp. 723).
- Markevitch, M., Gonzalez, A. H., Clowe, D., Vikhlinin, A., Forman, W., Jones, C., Murray, S., & Tucker, W. (2004). Direct constraints on the dark matter self-interaction cross section from the merging galaxy cluster 1e 0657-56. *ApJ*, 606, 819–824.
- Markevitch, M., Gonzalez, A. H., David, L., Vikhlinin, A., Murray, S., Forman, W., Jones, C., & Tucker, W. (2002). A Textbook Example of a Bow Shock in the Merging Galaxy Cluster 1E 0657-56. *ApJ*, 567, L27–L31.
- Marleau, F. R., Habas, R., Poulain, M., Duc, P.-A., Müller, O., Lim, S., Durrell, P. R., Sánchez-Janssen, R., Paudel, S., Lammim Ahad, S., Chougule, A., Bílek, M., & Fensch, J. (2021). Ultra diffuse galaxies in the MATLAS low-to-moderate density fields. *A&A*, 654, A105.
- Martin, N. F., de Jong, J. T. A., & Rix, H.-W. (2008). A Comprehensive Maximum Likelihood Analysis of the Structural Properties of Faint Milky Way Satellites. *ApJ*, 684(2), 1075–1092.

- Martín-Navarro, I., Romanowsky, A. J., Brodie, J. P., Ferré-Mateu, A., Alabi, A., Forbes, D. A., Sharina, M., Villaume, A., Pandya, V., & Martínez-Delgado, D. (2019). Extreme chemical abundance ratio suggesting an exotic origin for an ultradiffuse galaxy. *MNRAS*, 484(3), 3425–3433.
- Martinet, N., Clowe, D., Durret, F., Adami, C., Acebrón, A., Hernandez-García, L., Márquez, I., Guennou, L., Sarron, F., & Ulmer, M. (2016). Weak lensing study of 16 DAFT/FADA clusters: Substructures and filaments. *A&A*, 590, A69.
- Martínez-Delgado, D., Läsker, R., Sharina, M., Toloba, E., Fliri, J., Beaton, R., Valls-Gabaud, D., Karachentsev, I. D., Chonis, T. S., Grebel, E. K., Forbes, D. A., Romanowsky, A. J., Gallego-Laborda, J., Teuwen, K., Gómez-Flechoso, M. A., Wang, J., Guhathakurta, P., Kaisin, S., & Ho, N. (2016). Discovery of an Ultra-diffuse Galaxy in the Pisces–Perseus Supercluster. *AJ*, 151(4), 96.
- Mastropietro, C. & Burkert, A. (2008). Simulating the Bullet Cluster. *MNRAS*, 389(2), 967–988.
- Mauduit, J.-C. & Mamon, G. A. (2007). Suppressed radio emission in supercluster galaxies: enhanced ram pressure in merging clusters? *A&A*, 475, 169–185.
- Maughan, B. J., Jones, C., Forman, W., & Van Speybroeck, L. (2008). Images, Structural Properties, and Metal Abundances of Galaxy Clusters Observed with Chandra ACIS-I at  $0.1 < z < 1.3$ . *ApJS*, 174(1), 117–135.
- McAlpine, S., Helly, J. C., Schaller, M., Trayford, J. W., Qu, Y., Furlong, M., Bower, R. G., Crain, R. A., Schaye, J., Theuns, T., Dalla Vecchia, C., Frenk, C. S., McCarthy, I. G., Jenkins, A., Rosas-Guevara, Y., White, S. D. M., Baes, M., Camps, P., & Lemson, G. (2016). The EAGLE simulations of galaxy formation: Public release of halo and galaxy catalogues. *Astronomy and Computing*, 15, 72–89.
- McConnachie, A. W., Huxor, A., Martin, N. F., Irwin, M. J., Chapman, S. C., Fahlman, G., Ferguson, A. M. N., Ibata, R. A., Lewis, G. F., Richer, H., & Tanvir, N. R. (2008). A Trio of New Local Group Galaxies with Extreme Properties. *ApJ*, 688(2), 1009–1020.
- McGee, S. L., Balogh, M. L., Bower, R. G., Font, A. S., & McCarthy, I. G. (2009). The accretion of galaxies into groups and clusters. *MNRAS*, 400(2), 937–950.
- Merten, J., Coe, D., Dupke, R., Massey, R., Zitrin, A., Cypriano, E. S., Okabe, N., Frye, B., Braglia, F. G., Jiménez-Teja, Y., Benítez, N., Broadhurst, T., Rhodes, J., Meneghetti, M., Moustakas, L. A., Sodré, L., J., Krick, J., & Bregman, J. N. (2011). Creation of cosmic structure in the complex galaxy cluster merger Abell 2744. *MNRAS*, 417(1), 333–347.
- Meyer, H. T., Lisker, T., Janz, J., & Papaderos, P. (2014). What will blue compact dwarf galaxies evolve into? *A&A*, 562, A49.
- Mihos, C. (2003). Interactions and Mergers of Cluster Galaxies. *arXiv e-prints*, (pp. astro-ph/0305512).
- Mihos, J. C., Durrell, P. R., Ferrarese, L., Feldmeier, J. J., Côté, P., Peng, E. W., Harding, P., Liu, C., Gwyn, S., & Cuillandre, J.-C. (2015). Galaxies at the Extremes: Ultra-diffuse Galaxies in the Virgo Cluster. *ApJ*, 809(2), L21.

- Miller, C. J., Nichol, R. C., Reichart, D., Wechsler, R. H., Evrard, A. E., Annis, J., McKay, T. A., Bahcall, N. A., Bernardi, M., Boehringer, H., Connolly, A. J., Goto, T., Kniazev, A., Lamb, D., Postman, M., Schneider, D. P., Sheth, R. K., & Voges, W. (2005). The C4 Clustering Algorithm: Clusters of Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *AJ*, 130, 968–1001.
- Miller, N. A., Owen, F. N., Hill, J. M., Keel, W. C., Ledlow, M. J., & Oegerle, W. R. (2004). The dynamics of a2125. *ApJ*, 613, 841–850.
- Milosavljević, M., Koda, J., Nagai, D., Nakar, E., & Shapiro, P. R. (2007). The Cluster-Merger Shock in 1E 0657-56: Faster than a Speeding Bullet? *ApJ*, 661(2), L131–L134.
- Mistani, P. A., Sales, L. V., Pillepich, A., Sanchez-Janssen, R., Vogelsberger, M., Nelson, D., Rodriguez-Gomez, V., Torrey, P., & Hernquist, L. (2016). On the assembly of dwarf galaxies in clusters and their efficient formation of globular clusters. *MNRAS*, 455(3), 2323–2336.
- Mo, H. J., Mao, S., & White, S. D. M. (1998). The formation of galactic discs. *MNRAS*, 295(2), 319–336.
- Mohammed, I., Saha, P., Williams, L. L. R., Liesenborgs, J., & Sebesta, K. (2016). Quantifying substructures in Hubble Frontier Field clusters: comparison with  $\Lambda$ CDM simulations. *MNRAS*, 459(2), 1698–1709.
- Mohr, J. J., Evrard, A. E., Fabricant, D. G., & Geller, M. J. (1995). Cosmological constraints from observed cluster x-ray morphologies. *ApJ*, 447, 8–+.
- Montes, M., Infante-Sainz, R., Madrigal-Aguado, A., Román, J., Monelli, M., Borlaff, A. S., & Trujillo, I. (2020). The Galaxy “Missing Dark Matter” NGC 1052-DF4 is Undergoing Tidal Disruption. *ApJ*, 904(2), 114.
- Moore, B., Ghigna, S., Governato, F., Lake, G., Quinn, T., Stadel, J., & Tozzi, P. (1999). Dark Matter Substructure within Galactic Halos. *ApJ*, 524(1), L19–L22.
- Moss, C. (2006). Enhanced mergers of galaxies in low-redshift clusters. *MNRAS*, 373(1), 167–178.
- Moster, B. P., Naab, T., & White, S. D. M. (2013). Galactic star formation and accretion histories from matching galaxies to dark matter haloes. *MNRAS*, 428(4), 3121–3138.
- Motl, P. M., Hallman, E. J., Burns, J. O., & Norman, M. L. (2005). The Integrated Sunyaev-Zeldovich Effect as a Superior Method for Measuring the Mass of Clusters of Galaxies. *ApJ*, 623(2), L63–L66.
- Munari, E., Biviano, A., Borgani, S., Murante, G., & Fabjan, D. (2013). The relation between velocity dispersion and mass in simulated clusters of galaxies: dependence on the tracer and the baryonic physics. *MNRAS*, 430, 2638–2649.
- Muriel, H. & Coenda, V. (2014). Galaxy properties in clusters. II. Backsplash galaxies. *A&A*, 564, A85.
- Muriel, H., Quintana, H., Infante, L., Lambas, D. G., & Way, M. J. (2002). Velocity Dispersions and Cluster Properties in the Southern Abell Redshift Survey Clusters. II. *AJ*, 124(4), 1934–1942.



- Naab, T., Jesseit, R., & Burkert, A. (2006). The influence of gas on the structure of merger remnants. *MNRAS*, 372(2), 839–852.
- Naiman, J. P., Pillepich, A., Springel, V., Ramirez-Ruiz, E., Torrey, P., Vogelsberger, M., Pakmor, R., Nelson, D., Marinacci, F., Hernquist, L., Weinberger, R., & Genel, S. (2018). First results from the IllustrisTNG simulations: a tale of two elements - chemical evolution of magnesium and europium. *MNRAS*, 477(1), 1206–1224.
- Natarajan, P., Kneib, J.-P., Smail, I., Treu, T., Ellis, R., Moran, S., Limousin, M., & Czoske, O. (2009). The Survival of Dark Matter Halos in the Cluster Cl 0024+16. *ApJ*, 693(1), 970–983.
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. (1996). The Structure of Cold Dark Matter Halos. *ApJ*, 462, 563.
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. (1997). A Universal Density Profile from Hierarchical Clustering. *ApJ*, 490(2), 493–508.
- Nelson, D., Pillepich, A., Genel, S., Vogelsberger, M., Springel, V., Torrey, P., Rodriguez-Gomez, V., Sijacki, D., Snyder, G. F., Griffen, B., Marinacci, F., Blecha, L., Sales, L., Xu, D., & Hernquist, L. (2015). The illustris simulation: Public data release. *Astronomy and Computing*, 13, 12–37.
- Nelson, D., Pillepich, A., Springel, V., Pakmor, R., Weinberger, R., Genel, S., Torrey, P., Vogelsberger, M., Marinacci, F., & Hernquist, L. (2019a). First results from the TNG50 simulation: galactic outflows driven by supernovae and black hole feedback. *MNRAS*, 490(3), 3234–3261.
- Nelson, D., Pillepich, A., Springel, V., Weinberger, R., Hernquist, L., Pakmor, R., Genel, S., Torrey, P., Vogelsberger, M., Kauffmann, G., Marinacci, F., & Naiman, J. (2018). First results from the IllustrisTNG simulations: the galaxy colour bimodality. *MNRAS*, 475(1), 624–647.
- Nelson, D., Sharma, P., Pillepich, A., Springel, V., Pakmor, R., Weinberger, R., Vogelsberger, M., Marinacci, F., & Hernquist, L. (2020). Resolving small-scale cold circumgalactic gas in TNG50. *MNRAS*, 498(2), 2391–2414.
- Nelson, D., Springel, V., Pillepich, A., Rodriguez-Gomez, V., Torrey, P., Genel, S., Vogelsberger, M., Pakmor, R., Marinacci, F., Weinberger, R., Kelley, L., Lovell, M., Diemer, B., & Hernquist, L. (2019b). The IllustrisTNG simulations: public data release. *Computational Astrophysics and Cosmology*, 6(1), 2.
- Neumann, D. M., Lumb, D. H., Pratt, G. W., & Briel, U. G. (2003). The dynamical state of the Coma cluster with XMM-Newton. *A&A*, 400, 811–821.
- Oemler, Augustus, J. (1974). The Systematic Properties of Clusters of Galaxies. Photometry of 15 Clusters. *ApJ*, 194, 1–20.
- Oklopčić, A., Smolčić, V., Giodini, S., Zamorani, G., Bîrzan, L., Schinnerer, E., Carilli, C. L., Finoguenov, A., Lilly, S., Koekemoer, A., & Scoville, N. Z. (2010). Identifying Dynamically Young Galaxy Groups Via Wide-angle Tail Galaxies: A Case Study in the COSMOS Field at  $z = 0.53$ . *ApJ*, 713(1), 484–490.

- Olave-Rojas, D., Cerulo, P., Demarco, R., Jaffé, Y. L., Mercurio, A., Rosati, P., Balestra, I., & Nonino, M. (2018). Galaxy pre-processing in substructures around  $z \sim 0.4$  galaxy clusters. *MNRAS*, 479(2), 2328–2350.
- Oman, K. A., Navarro, J. F., Sales, L. V., Fattahi, A., Frenk, C. S., Sawala, T., Schaller, M., & White, S. D. M. (2016). Missing dark matter in dwarf galaxies? *MNRAS*, 460(4), 3610–3623.
- Östlin, G., Amram, P., Bergvall, N., Masegosa, J., Boulesteix, J., & Márquez, I. (2001). Dynamics of blue compact galaxies, as revealed by their  $H\alpha$  velocity fields. II. Mass models and the starburst triggering mechanism. *A&A*, 374, 800–823.
- Ostriker, J. P. (1980). Elliptical Galaxies are not Made by Merging Spiral Galaxies. *Comments on Astrophysics*, 8, 177.
- Owers, M. S., Couch, W. J., & Nulsen, P. E. J. (2009a). Substructure in the Cold Front Cluster Abell 3667. *ApJ*, 693(1), 901–913.
- Owers, M. S., Nulsen, P. E. J., Couch, W. J., & Markevitch, M. (2009b). A High Fidelity Sample of Cold Front Clusters from the Chandra Archive. *ApJ*, 704(2), 1349–1370.
- Papastergis, E., Adams, E. A. K., & Romanowsky, A. J. (2017). The HI content of isolated ultra-diffuse galaxies: A sign of multiple formation mechanisms? *A&A*, 601, L10.
- Parekh, V., van der Heyden, K., Ferrari, C., Angus, G., & Holwerda, B. (2015). Morphology parameters: substructure identification in X-ray galaxy clusters. *A&A*, 575, A127.
- Partridge, R. B. & Peebles, P. J. E. (1967). Are Young Galaxies Visible? *ApJ*, 147, 868.
- Paudel, S., Smith, R., Duc, P.-A., Côté, P., Cuillandre, J.-C., Ferrarese, L., Blakeslee, J. P., Boselli, A., Cantiello, M., Gwyn, S. D. J., Guhathakurta, P., Mei, S., Mihos, J. C., Peng, E. W., Powalka, M., Sánchez-Janssen, R., Toloba, E., & Zhang, H. (2017). The Next Generation Virgo Cluster Survey. XXII. Shell Feature Early-type Dwarf Galaxies in the Virgo Cluster. *ApJ*, 834(1), 66.
- Peng, E. W. & Lim, S. (2016). A Rich Globular Cluster System in Dragonfly 17: Are Ultra-diffuse Galaxies Pure Stellar Halos? *ApJ*, 822(2), L31.
- Pillepich, A., Nelson, D., Hernquist, L., Springel, V., Pakmor, R., Torrey, P., Weinberger, R., Genel, S., Naiman, J. P., Marinacci, F., & Vogelsberger, M. (2018a). First results from the IllustrisTNG simulations: the stellar mass content of groups and clusters of galaxies. *MNRAS*, 475(1), 648–675.
- Pillepich, A., Nelson, D., Springel, V., Pakmor, R., Torrey, P., Weinberger, R., Vogelsberger, M., Marinacci, F., Genel, S., van der Wel, A., & Hernquist, L. (2019). First results from the TNG50 simulation: the evolution of stellar and gaseous discs across cosmic time. *MNRAS*, 490(3), 3196–3233.
- Pillepich, A., Springel, V., Nelson, D., Genel, S., Naiman, J., Pakmor, R., Hernquist, L., Torrey, P., Vogelsberger, M., Weinberger, R., & Marinacci, F. (2018b). Simulating galaxy formation with the IllustrisTNG model. *MNRAS*, 473(3), 4077–4106.
- Pimblet, K. A. (2011). Backsplash galaxies in isolated clusters. *MNRAS*, 411(4), 2637–2643.

Pinkney, J., Roettiger, K., Burns, J. O., & Bird, C. M. (1996). Evaluation of Statistical Tests for Substructure in Clusters of Galaxies. *ApJS*, 104, 1.

Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., Arnaud, M., Ashdown, M., Aumont, J., Baccigalupi, C., Banday, A. J., Barreiro, R. B., Bartlett, J. G., Bartolo, N., Battaner, E., Battye, R., Benabed, K., Benoît, A., Benoit-Lévy, A., Bernard, J. P., Bersanelli, M., Bielewicz, P., Bock, J. J., Bonaldi, A., Bonavera, L., Bond, J. R., Borrill, J., Bouchet, F. R., Boulanger, F., Bucher, M., Burigana, C., Butler, R. C., Calabrese, E., Cardoso, J. F., Catalano, A., Challinor, A., Chamballu, A., Chary, R. R., Chiang, H. C., Chluba, J., Christensen, P. R., Church, S., Clements, D. L., Colombi, S., Colombo, L. P. L., Combet, C., Coulais, A., Crill, B. P., Curto, A., Cuttaia, F., Danese, L., Davies, R. D., Davis, R. J., de Bernardis, P., de Rosa, A., de Zotti, G., Delabrouille, J., Désert, F. X., Di Valentino, E., Dickinson, C., Diego, J. M., Dolag, K., Dole, H., Donzelli, S., Doré, O., Douspis, M., Ducout, A., Dunkley, J., Dupac, X., Efstathiou, G., Elsner, F., Enßlin, T. A., Eriksen, H. K., Farhang, M., Fergusson, J., Finelli, F., Forni, O., Frailis, M., Fraisse, A. A., Franceschi, E., Frejsel, A., Galeotta, S., Galli, S., Ganga, K., Gauthier, C., Gerbino, M., Ghosh, T., Giard, M., Giraud-Héraud, Y., Giusarma, E., Gjerløw, E., González-Nuevo, J., Górski, K. M., Gratton, S., Gregorio, A., Gruppuso, A., Gudmundsson, J. E., Hamann, J., Hansen, F. K., Hanson, D., Harrison, D. L., Helou, G., Henrot-Versillé, S., Hernández-Monteagudo, C., Herranz, D., Hildebrandt, S. R., Hivon, E., Hobson, M., Holmes, W. A., Hornstrup, A., Hovest, W., Huang, Z., Huffenberger, K. M., Hurier, G., Jaffe, A. H., Jaffe, T. R., Jones, W. C., Juvela, M., Keihänen, E., Keskitalo, R., Kisner, T. S., Kneissl, R., Knoche, J., Knox, L., Kunz, M., Kurki-Suonio, H., Lagache, G., Lähteenmäki, A., Lamarre, J. M., Lasenby, A., Lattanzi, M., Lawrence, C. R., Leahy, J. P., Leonardi, R., Lesgourgues, J., Levrier, F., Lewis, A., Liguori, M., Lilje, P. B., Linden-Vørnle, M., López-Cañiego, M., Lubin, P. M., Macías-Pérez, J. F., Maggio, G., Maino, D., Mandolesi, N., Mangilli, A., Marchini, A., Maris, M., Martin, P. G., Martinelli, M., Martínez-González, E., Masi, S., Matarrese, S., McGehee, P., Meinhold, P. R., Melchiorri, A., Melin, J. B., Mendes, L., Mennella, A., Migliaccio, M., Millea, M., Mitra, S., Miville-Deschênes, M. A., Moneti, A., Montier, L., Morgante, G., Mortlock, D., Moss, A., Munshi, D., Murphy, J. A., Naselsky, P., Nati, F., Natoli, P., Netterfield, C. B., Nørgaard-Nielsen, H. U., Noviello, F., Novikov, D., Novikov, I., Oxborrow, C. A., Paci, F., Pagano, L., Pajot, F., Paladini, R., Paoletti, D., Partridge, B., Pasian, F., Patanchon, G., Pearson, T. J., Perdereau, O., Perotto, L., Perrotta, F., Pettorino, V., Piacentini, F., Piat, M., Pierpaoli, E., Pietrobon, D., Plaszczynski, S., Pointecouteau, E., Polenta, G., Popa, L., Pratt, G. W., Prézeau, G., Prunet, S., Puget, J. L., Rachen, J. P., Reach, W. T., Rebolo, R., Reinecke, M., Remazeilles, M., Renault, C., Renzi, A., Ristorcelli, I., Rocha, G., Rosset, C., Rossetti, M., Roudier, G., Rouillé d'Orfeuil, B., Rowan-Robinson, M., Rubiño-Martín, J. A., Rusholme, B., Said, N., Salvatelli, V., Salvati, L., Sandri, M., Santos, D., Savelainen, M., Savini, G., Scott, D., Seiffert, M. D., Serra, P., Shellard, E. P. S., Spencer, L. D., Spinelli, M., Stolyarov, V., Stompor, R., Sudiwala, R., Sunyaev, R., Sutton, D., Suur-Uski, A. S., Sygnet, J. F., Tauber, J. A., Terenzi, L., Toffolatti, L., Tomasi, M., Tristram, M., Trombetti, T., Tucci, M., Tuovinen, J., Türler, M., Umata, G., Valenziano, L., Valiviita, J., Van Tent, F., Vielva, P., Villa, F., Wade, L. A., Wandelt, B. D., Wehus, I. K., White, M., White, S. D. M., Wilkinson, A., Yvon, D., Zacchei, A., & Zonca, A. (2016). Planck 2015 results. XIII. Cosmological parameters. *A&A*, 594, A13.

Poggianti, B. M., Bridges, T. J., Komiyama, Y., Yagi, M., Carter, D., Mobasher, B., Okamura, S., & Kashikawa, N. (2004). A comparison of the galaxy populations in the coma and distant

- clusters: The evolution of k+a galaxies and the role of the intracluster medium. *ApJ*, 601, 197–213.
- Porciani, C., Dekel, A., & Hoffman, Y. (2002a). Testing tidal-torque theory - I. Spin amplitude and direction. *MNRAS*, 332(2), 325–338.
- Porciani, C., Dekel, A., & Hoffman, Y. (2002b). Testing tidal-torque theory - II. Alignment of inertia and shear and the characteristics of protohaloes. *MNRAS*, 332(2), 339–351.
- Posti, L., Fraternali, F., & Marasco, A. (2019). Peak star formation efficiency and no missing baryons in massive spirals. *A&A*, 626, A56.
- Postman, M., Franx, M., Cross, N. J. G., Holden, B., Ford, H. C., Illingworth, G. D., Goto, T., Demarco, R., Rosati, P., Blakeslee, J. P., Tran, K. V., Benítez, N., Clampin, M., Hartig, G. F., Homeier, N., Ardila, D. R., Bartko, F., Bouwens, R. J., Bradley, L. D., Broadhurst, T. J., Brown, R. A., Burrows, C. J., Cheng, E. S., Feldman, P. D., Golimowski, D. A., Gronwall, C., Infante, L., Kimble, R. A., Krist, J. E., Lesser, M. P., Martel, A. R., Mei, S., Menanteau, F., Meurer, G. R., Miley, G. K., Motta, V., Sirianni, M., Sparks, W. B., Tran, H. D., Tsvetanov, Z. I., White, R. L., & Zheng, W. (2005). The Morphology-Density Relation in  $z \sim 1$  Clusters. *ApJ*, 623(2), 721–741.
- Prada, F., Klypin, A. A., Cuesta, A. J., Betancort-Rijo, J. E., & Primack, J. (2012). Halo concentrations in the standard  $\Lambda$  cold dark matter cosmology. *MNRAS*, 423(4), 3018–3030.
- Press, W. H. & Schechter, P. (1974). Formation of Galaxies and Clusters of Galaxies by Self-Similar Gravitational Condensation. *ApJ*, 187, 425–438.
- Prokhorov, D. A. & Durret, F. (2007). An approximate theory for substructure propagation in clusters. *A&A*, 474(2), 375–384.
- Prole, D. J., van der Burg, R. F. J., Hilker, M., & Spitler, L. R. (2021). The quiescent fraction of isolated low surface brightness galaxies: observational constraints. *MNRAS*, 500(2), 2049–2062.
- Ramella, M., Biviano, A., Pisani, A., Varela, J., Bettoni, D., Couch, W. J., D’Onofrio, M., Dressler, A., Fasano, G., Kjørgaard, P., Moles, M., Pignatelli, E., & Poggianti, B. M. (2007). Substructures in wings clusters. *A&A*, 470, 39–51.
- Read, J. I., Iorio, G., Agertz, O., & Fraternali, F. (2016). Understanding the shape and diversity of dwarf galaxy rotation curves in  $\Lambda$ CDM. *MNRAS*, 462(4), 3628–3645.
- Read, J. I., Iorio, G., Agertz, O., & Fraternali, F. (2017). The stellar mass-halo mass relation of isolated field dwarfs: a critical test of  $\Lambda$ CDM at the edge of galaxy formation. *MNRAS*, 467(2), 2019–2038.
- Ribeiro, A. L. B., de Carvalho, R. R., Trevisan, M., Capelato, H. V., La Barbera, F., Lopes, P. A. A., & Schilling, A. C. (2013a). SPIDER - IX. Classifying galaxy groups according to their velocity distribution. *MNRAS*, 434(1), 784–795.
- Ribeiro, A. L. B., Lopes, P. A. A., & Rembold, S. B. (2013b). NoSOCS in SDSS. III. The interplay between galaxy evolution and the dynamical state of galaxy clusters. *A&A*, 556, A74.

- Richstone, D., Loeb, A., & Turner, E. L. (1992). A lower limit of the cosmic mean density from the ages of clusters of galaxies. *ApJ*, 393, 477–483.
- Rines, K. & Geller, M. J. (2008). Spectroscopic Determination of the Luminosity Function in the Galaxy Clusters A2199 and Virgo. *AJ*, 135(5), 1837–1848.
- Roberts, I. D. & Parker, L. C. (2017). Evidence of pre-processing and a dependence on dynamical state for low-mass satellite galaxies. *MNRAS*, 467(3), 3268–3278.
- Roberts, I. D. & Parker, L. C. (2019). ‘Observing’ unrelaxed clusters in dark matter simulations. *MNRAS*, 490(1), 773–783.
- Rodriguez-Gomez, V., Genel, S., Vogelsberger, M., Sijacki, D., Pillepich, A., Sales, L. V., Torrey, P., Snyder, G., Nelson, D., Springel, V., Ma, C.-P., & Hernquist, L. (2015). The merger rate of galaxies in the Illustris simulation: a comparison with observations and semi-empirical models. *MNRAS*, 449(1), 49–64.
- Román, J., Beasley, M. A., Ruiz-Lara, T., & Valls-Gabaud, D. (2019). Discovery of a red ultra-diffuse galaxy in a nearby void based on its globular cluster luminosity function. *MNRAS*, 486(1), 823–835.
- Román, J. & Trujillo, I. (2017a). Spatial distribution of ultra-diffuse galaxies within large-scale structures. *MNRAS*, 468(1), 703–716.
- Román, J. & Trujillo, I. (2017b). Ultra-diffuse galaxies outside clusters: clues to their formation and evolution. *MNRAS*, 468(4), 4039–4047.
- Rong, Y., Guo, Q., Gao, L., Liao, S., Xie, L., Puzia, T. H., Sun, S., & Pan, J. (2017). A Universe of ultradiffuse galaxies: theoretical predictions from  $\Lambda$ CDM simulations. *MNRAS*, 470(4), 4231–4240.
- Rong, Y., Mancera Piña, P. E., Tempel, E., Puzia, T. H., & De Rijcke, S. (2020a). Exploring the origin of ultra-diffuse galaxies in clusters from their primordial alignment. *MNRAS*, 498(1), L72–L76.
- Rong, Y., Zhu, K., Johnston, E. J., Zhang, H.-X., Cao, T., Puzia, T. H., & Galaz, G. (2020b). Lessons on Star-forming Ultra-diffuse Galaxies from the Stacked Spectra of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJ*, 899(1), L12.
- Ruppin, F., McDonald, M., Brodwin, M., Adam, R., Ade, P., André, P., Andrianasolo, A., Arnaud, M., Aussel, H., Bartalucci, I., Bautz, M. W., Beelen, A., Benoît, A., Bideaud, A., Bourrion, O., Calvo, M., Catalano, A., Comis, B., Decker, B., De Petris, M., Désert, F. X., Doyle, S., Driessen, E. F. C., Eisenhardt, P. R. M., Gomez, A., Gonzalez, A. H., Goupy, J., Kéruzoré, F., Kramer, C., Ladjelate, B., Lagache, G., Leclercq, S., Lestrade, J. F., Macías-Pérez, J. F., Mauskopf, P., Mayet, F., Monfardini, A., Moravec, E., Perotto, L., Pisano, G., Pointecouteau, E., Ponthieu, N., Pratt, G. W., Revéret, V., Ritacco, A., Romero, C., Roussel, H., Schuster, K., Shu, S., Sievers, A., Stanford, S. A., Stern, D., Tucker, C., & Zylka, R. (2020). Unveiling the Merger Dynamics of the Most Massive MaDCoWS Cluster at  $z = 1.2$  from a Multiwavelength Mapping of Its Intracluster Medium Properties. *ApJ*, 893(1), 74.
- Safarzadeh, M. & Scannapieco, E. (2017). The Fate of Gas-rich Satellites in Clusters. *ApJ*, 850(1), 99.

- Saifollahi, T., Trujillo, I., Beasley, M. A., Peletier, R. F., & Knapen, J. H. (2021). The number of globular clusters around the iconic UDG DF44 is as expected for dwarf galaxies. *MNRAS*, 502(4), 5921–5934.
- Saifollahi, T., Zaritsky, D., Trujillo, I., Peletier, R. F., Knapen, J. H., Amorisco, N., Beasley, M. A., & Donnerstein, R. (2022). Implications for galaxy formation models from observations of globular clusters around ultradiffuse galaxies. *MNRAS*, 511(3), 4633–4659.
- Sales, L. V., Navarro, J. F., Abadi, M. G., & Steinmetz, M. (2007a). Cosmic ménage à trois: the origin of satellite galaxies on extreme orbits. *MNRAS*, 379(4), 1475–1483.
- Sales, L. V., Navarro, J. F., Abadi, M. G., & Steinmetz, M. (2007b). Satellites of simulated galaxies: survival, merging and their relation to the dark and stellar haloes. *MNRAS*, 379(4), 1464–1474.
- Sales, L. V., Navarro, J. F., Cooper, A. P., White, S. D. M., Frenk, C. S., & Helmi, A. (2011). Clues to the ‘Magellanic Galaxy’ from cosmological simulations. *MNRAS*, 418(1), 648–658.
- Sales, L. V., Navarro, J. F., Kallivayalil, N., & Frenk, C. S. (2017). Identifying true satellites of the Magellanic Clouds. *MNRAS*, 465(2), 1879–1888.
- Sales, L. V., Navarro, J. F., Peñafiel, L., Peng, E. W., Lim, S., & Hernquist, L. (2020). The formation of ultradiffuse galaxies in clusters. *MNRAS*, 494(2), 1848–1858.
- Sales, L. V., Navarro, J. F., Schaye, J., Dalla Vecchia, C., Springel, V., & Booth, C. M. (2010). Feedback and the structure of simulated galaxies at redshift  $z=2$ . *MNRAS*, 409(4), 1541–1556.
- Sales, L. V., Navarro, J. F., Schaye, J., Dalla Vecchia, C., Springel, V., Haas, M. R., & Helmi, A. (2009). The origin of extended disc galaxies at  $z=2$ . *MNRAS*, 399(1), L64–L68.
- Sales, L. V., Navarro, J. F., Theuns, T., Schaye, J., White, S. D. M., Frenk, C. S., Crain, R. A., & Dalla Vecchia, C. (2012). The origin of discs and spheroids in simulated galaxies. *MNRAS*, 423(2), 1544–1555.
- Sales, L. V., Wetzel, A., & Fattahi, A. (2022). Baryonic solutions and challenges for cosmological models of dwarf galaxies. *Nature Astronomy*.
- Sampaio, V. M., de Carvalho, R. R., Ferreras, I., Laganá, T. F., Ribeiro, A. L. B., & Rembold, S. B. (2021). Investigating the projected phase space of Gaussian and non-Gaussian clusters. *MNRAS*, 503(2), 3065–3080.
- Sánchez-Janssen, R., Aguerri, J. A. L., & Muñoz-Tuñón, C. (2008). Properties of the Dwarf Galaxy Population in Galaxy Clusters. *ApJ*, 679(2), L77.
- Sandage, A. & Binggeli, B. (1984). Studies of the Virgo cluster. III. A classification system and an illustrated Atlas of Virgo cluster dwarf galaxies. *AJ*, 89, 919–931.
- Sarron, F., Adami, C., Durret, F., & Laigle, C. (2019). Pre-processing of galaxies in cosmic filaments around AMASCFI clusters in the CFHTLS. *A&A*, 632, A49.

- Sarzi, M., Iodice, E., Coccato, L., Corsini, E. M., de Zeeuw, P. T., Falcón-Barroso, J., Gadotti, D. A., Lyubenova, M., McDermid, R. M., van de Ven, G., Fahrion, K., Pizzella, A., & Zhu, L. (2018). Fornax3D project: Overall goals, galaxy sample, MUSE data analysis, and initial results. *A&A*, 616, A121.
- Scannapieco, C., Wadepuhl, M., Parry, O. H., Navarro, J. F., Jenkins, A., Springel, V., Teyssier, R., Carlson, E., Couchman, H. M. P., Crain, R. A., Dalla Vecchia, C., Frenk, C. S., Kobayashi, C., Monaco, P., Murante, G., Okamoto, T., Quinn, T., Schaye, J., Stinson, G. S., Theuns, T., Wadsley, J., White, S. D. M., & Woods, R. (2012). The Aquila comparison project: the effects of feedback and numerical methods on simulations of galaxy formation. *MNRAS*, 423(2), 1726–1749.
- Schaye, J., Crain, R. A., Bower, R. G., Furlong, M., Schaller, M., Theuns, T., Dalla Vecchia, C., Frenk, C. S., McCarthy, I. G., Helly, J. C., Jenkins, A., Rosas-Guevara, Y. M., White, S. D. M., Baes, M., Booth, C. M., Camps, P., Navarro, J. F., Qu, Y., Rahmati, A., Sawala, T., Thomas, P. A., & Trayford, J. (2015). The EAGLE project: simulating the evolution and assembly of galaxies and their environments. *MNRAS*, 446(1), 521–554.
- Schaye, J., Dalla Vecchia, C., Booth, C. M., Wiersma, R. P. C., Theuns, T., Haas, M. R., Bertone, S., Duffy, A. R., McCarthy, I. G., & van de Voort, F. (2010). The physics driving the cosmic star formation history. *MNRAS*, 402(3), 1536–1560.
- Schimdt, C. & Sereno, M. (2021). Morphology of relaxed and merging galaxy clusters: analytical models for monolithic Minkowski functionals. *MNRAS*, 502(3), 3911–3921.
- Sellwood, J. A. & Sanders, R. H. (2022). The ultradiffuse galaxy AGC 114905 needs dark matter. *MNRAS*, 514(3), 4008–4017.
- Serna, A. & Gerbal, D. (1996). Dynamical search for substructures in galaxy clusters. A hierarchical clustering method. *A&A*, 309, 65–74.
- Shi, D. D., Zheng, X. Z., Zhao, H. B., Pan, Z. Z., Li, B., Zou, H., Zhou, X., Guo, K., An, F. X., & Li, Y. B. (2017). Deep Imaging of the HCG 95 Field. I. Ultra-diffuse Galaxies. *ApJ*, 846(1), 26.
- Sijacki, D., Vogelsberger, M., Genel, S., Springel, V., Torrey, P., Snyder, G. F., Nelson, D., & Hernquist, L. (2015). The Illustris simulation: the evolving population of black holes across cosmic time. *MNRAS*, 452(1), 575–596.
- Sikhosana, S. P., Knowles, K., Hilton, M., Moodley, K., & Murgia, M. (2022). MeerKAT’s View of the Bullet Cluster 1E 0657-55.8. *arXiv e-prints*, (pp. arXiv:2207.05492).
- Soares, N. R. & Rembold, S. B. (2019). The dynamic stage of clusters and its influence on the stellar populations of galaxies. *MNRAS*, 483(4), 4354–4370.
- Somerville, R. S. (2002). Can Photoionization Squelching Resolve the Substructure Crisis? *ApJ*, 572(1), L23–L26.
- Somerville, R. S., Behroozi, P., Pandya, V., Dekel, A., Faber, S. M., Fontana, A., Koekemoer, A. M., Koo, D. C., Pérez-González, P. G., Primack, J. R., Santini, P., Taylor, E. N., & van der Wel, A. (2018). The relationship between galaxy and dark matter halo size from  $z \sim 3$  to the present. *MNRAS*, 473(2), 2714–2736.

- Somerville, R. S. & Kolatt, T. S. (1999). How to plant a merger tree. *MNRAS*, 305(1), 1–14.
- Springel, V. (2010). E pur si muove: Galilean-invariant cosmological hydrodynamical simulations on a moving mesh. *MNRAS*, 401(2), 791–851.
- Springel, V. (2015). N-GenIC: Cosmological structure initial conditions, Astrophysics Source Code Library.
- Springel, V. & Farrar, G. R. (2007). The speed of the ‘bullet’ in the merging galaxy cluster 1e0657-56. *MNRAS*, 380, 911–925.
- Springel, V. & Hernquist, L. (2003). Cosmological smoothed particle hydrodynamics simulations: a hybrid multiphase model for star formation. *MNRAS*, 339(2), 289–311.
- Springel, V., Pakmor, R., Pillepich, A., Weinberger, R., Nelson, D., Hernquist, L., Vogelsberger, M., Genel, S., Torrey, P., Marinacci, F., & Naiman, J. (2018). First results from the IllustrisTNG simulations: matter and galaxy clustering. *MNRAS*, 475(1), 676–698.
- Springel, V., White, S. D. M., Tormen, G., & Kauffmann, G. (2001). Populating a cluster of galaxies - I. Results at  $z=0$ . *MNRAS*, 328(3), 726–750.
- Stevens, A. R. H., Diemer, B., Lagos, C. d. P., Nelson, D., Pillepich, A., Brown, T., Catinella, B., Hernquist, L., Weinberger, R., Vogelsberger, M., & Marinacci, F. (2019). Atomic hydrogen in IllustrisTNG galaxies: the impact of environment paralleled with local 21-cm surveys. *MNRAS*, 483(4), 5334–5354.
- Stevens, A. R. H., Lagos, C. d. P., Cortese, L., Catinella, B., Diemer, B., Nelson, D., Pillepich, A., Hernquist, L., Marinacci, F., & Vogelsberger, M. (2021). Molecular hydrogen in IllustrisTNG galaxies: carefully comparing signatures of environment with local CO and SFR data. *MNRAS*, 502(3), 3158–3178.
- Su, Y., Kraft, R. P., Nulsen, P. E. J., Jones, C., Maccarone, T. J., Mernier, F., Lovisari, L., Sheardown, A., Randall, S. W., Roediger, E., Fish, T. M., Forman, W. R., & Churazov, E. (2019). Extended X-Ray Study of M49: The Frontier of the Virgo Cluster. *AJ*, 158(1), 6.
- Sunyaev, R. A. & Zeldovich, Y. B. (1969). Distortions of the background radiation spectrum. *Nature*, 223, 721–722.
- Suwa, T., Habe, A., Yoshikawa, K., & Okamoto, T. (2003). Cluster Morphology as a Test of Different Cosmological Models. *ApJ*, 588(1), 7–17.
- Takizawa, M., Nagino, R., & Matsushita, K. (2010). Mass Estimation of Merging Galaxy Clusters. *PASJ*, 62, 951–963.
- Tapia, T., Eliche-Moral, M. C., Querejeta, M., Balcels, M., César González-García, A., Prieto, M., Aguerri, J. A. L., Gallego, J., Zamorano, J., Rodríguez-Pérez, C., & Borlaff, A. (2014). Evolution induced by dry minor mergers onto fast-rotator S0 galaxies. *A&A*, 565, A31.
- Taylor, J. E. & Babul, A. (2004). The evolution of substructure in galaxy, group and cluster haloes - I. Basic dynamics. *MNRAS*, 348(3), 811–830.
- Taylor, J. E. & Babul, A. (2005a). The evolution of substructure in galaxy, group and cluster haloes - II. Global properties. *MNRAS*, 364(2), 515–534.



- Taylor, J. E. & Babul, A. (2005b). The evolution of substructure in galaxy, group and cluster haloes - III. Comparison with simulations. *MNRAS*, 364(2), 535–551.
- Thomas, P. A., Colberg, J. M., Couchman, H. M. P., Efstathiou, G. P., Frenk, C. S., Jenkins, A. R., Nelson, A. H., Hutchings, R. M., Peacock, J. A., Pearce, F. R., & White, S. D. M. (1998). The structure of galaxy clusters in various cosmologies. *MNRAS*, 296, 1061–1071.
- Thompson, R., Davé, R., & Nagamine, K. (2015). The rise and fall of a challenger: the Bullet Cluster in  $\Lambda$  cold dark matter simulations. *MNRAS*, 452(3), 3030–3037.
- Toloba, E., Lim, S., Peng, E., Sales, L. V., Guhathakurta, P., Mihos, J. C., Côté, P., Boselli, A., Cuillandre, J.-C., Ferrarese, L., Gwyn, S., Lançon, A., Muñoz, R., & Puzia, T. (2018). Dark Matter in Ultra-diffuse Galaxies in the Virgo Cluster from Their Globular Cluster Populations. *ApJ*, 856(2), L31.
- Tonnesen, S. & Bryan, G. L. (2008). The Impact of ICM Substructure on Ram Pressure Stripping. *ApJ*, 684(1), L9.
- Toomre, A. (1977). Mergers and some consequences. In B. M. Tinsley & R. B. Larson (Eds.), *The Evolution of Galaxies and Stellar Populations* (pp. 401–416). New Haven: Yale University Press.
- Tremmel, M., Wright, A. C., Brooks, A. M., Munshi, F., Nagai, D., & Quinn, T. R. (2020). The formation of ultradiffuse galaxies in the RomulusC galaxy cluster simulation. *MNRAS*, 497(3), 2786–2810.
- Trentham, N. & Hodgkin, S. (2002). The luminosity function of the Virgo Cluster from  $M_B = -22$  to  $-11$ . *MNRAS*, 333(2), 423–442.
- Treu, T., Ellis, R. S., Kneib, J.-P., Dressler, A., Smail, I., Czoske, O., Oemler, A., & Natarajan, P. (2003). A Wide-Field Hubble Space Telescope Study of the Cluster Cl 0024+16 at  $z = 0.4$ . I. Morphological Distributions to 5 Mpc Radius. *ApJ*, 591(1), 53–78.
- Trujillo, I. (2021). Ultra-diffuse galaxies at the crossroads. *Nature Astronomy*, 5, 1182–1184.
- Trujillo-Gomez, S., Kruijssen, J. M. D., & Reina-Campos, M. (2022). The emergence of dark matter-deficient ultra-diffuse galaxies driven by scatter in the stellar mass-halo mass relation and feedback from globular clusters. *MNRAS*, 510(3), 3356–3378.
- Tully, R. B. & Fisher, J. R. (1977). A new method of determining distances to galaxies. *A&A*, 54, 661–673.
- Tumlinson, J., Peebles, M. S., & Werk, J. K. (2017). The Circumgalactic Medium. *ARA&A*, 55(1), 389–432.
- Übler, H., Naab, T., Oser, L., Aumer, M., Sales, L. V., & White, S. D. M. (2014). Why stellar feedback promotes disc formation in simulated galaxies. *MNRAS*, 443(3), 2092–2111.
- Vaduvescu, O., Kehrig, C., Bassino, L. P., Smith Castelli, A. V., & Calderón, J. P. (2014). Searching for star-forming dwarf galaxies in the Antlia cluster. *A&A*, 563, A118.
- Vaduvescu, O., Kehrig, C., Vilchez, J. M., & Unda-Sanzana, E. (2011). Searching for star-forming galaxies in the Fornax and Hydra clusters. *A&A*, 533, A65.

- van den Bergh, S. (2009). Lenticular Galaxies and their Environments. *ApJ*, 702(2), 1502–1506.
- van den Bosch, F. C. (2002). The universal mass accretion history of cold dark matter haloes. *MNRAS*, 331(1), 98–110.
- van den Bosch, F. C., Ogiya, G., Hahn, O., & Burkert, A. (2018). Disruption of dark matter substructure: fact or fiction? *MNRAS*, 474(3), 3043–3066.
- van den Bosch, F. C., Tormen, G., & Giocoli, C. (2005). The mass function and average mass-loss rate of dark matter subhaloes. *MNRAS*, 359(3), 1029–1040.
- van der Burg, R. F. J., Hoekstra, H., Muzzin, A., Sifón, C., Viola, M., Bremer, M. N., Brough, S., Driver, S. P., Erben, T., Heymans, C., Hildebrandt, H., Holwerda, B. W., Klaes, D., Kuijken, K., McGee, S., Nakajima, R., Napolitano, N., Norberg, P., Taylor, E. N., & Valentijn, E. (2017). The abundance of ultra-diffuse galaxies from groups to clusters. UDGs are relatively more common in more massive haloes. *A&A*, 607, A79.
- van der Burg, R. F. J., Muzzin, A., & Hoekstra, H. (2016). The abundance and spatial distribution of ultra-diffuse galaxies in nearby galaxy clusters. *A&A*, 590, A20.
- van Dokkum, P., Abraham, R., Brodie, J., Conroy, C., Danieli, S., Merritt, A., Mowla, L., Romanowsky, A., & Zhang, J. (2016). A High Stellar Velocity Dispersion and  $\sim 100$  Globular Clusters for the Ultra-diffuse Galaxy Dragonfly 44. *ApJ*, 828(1), L6.
- van Dokkum, P., Abraham, R., Romanowsky, A. J., Brodie, J., Conroy, C., Danieli, S., Lokhorst, D., Merritt, A., Mowla, L., & Zhang, J. (2017). Extensive Globular Cluster Systems Associated with Ultra Diffuse Galaxies in the Coma Cluster. *ApJ*, 844(1), L11.
- van Dokkum, P., Danieli, S., Abraham, R., Conroy, C., & Romanowsky, A. J. (2019a). A Second Galaxy Missing Dark Matter in the NGC 1052 Group. *ApJ*, 874(1), L5.
- van Dokkum, P., Danieli, S., Cohen, Y., Merritt, A., Romanowsky, A. J., Abraham, R., Brodie, J., Conroy, C., Lokhorst, D., Mowla, L., O’Sullivan, E., & Zhang, J. (2018). A galaxy lacking dark matter. *Nature*, 555(7698), 629–632.
- van Dokkum, P., Wasserman, A., Danieli, S., Abraham, R., Brodie, J., Conroy, C., Forbes, D. A., Martin, C., Matuszewski, M., Romanowsky, A. J., & Villaume, A. (2019b). Spatially Resolved Stellar Kinematics of the Ultra-diffuse Galaxy Dragonfly 44. I. Observations, Kinematics, and Cold Dark Matter Halo Fits. *ApJ*, 880(2), 91.
- van Dokkum, P. G., Abraham, R., Merritt, A., Zhang, J., Geha, M., & Conroy, C. (2015a). Forty-seven Milky Way-sized, Extremely Diffuse Galaxies in the Coma Cluster. *ApJ*, 798(2), L45.
- van Dokkum, P. G., Romanowsky, A. J., Abraham, R., Brodie, J. P., Conroy, C., Geha, M., Merritt, A., Villaume, A., & Zhang, J. (2015b). Spectroscopic Confirmation of the Existence of Large, Diffuse Galaxies in the Coma Cluster. *ApJ*, 804(1), L26.
- Van Nest, J. D., Munshi, F., Wright, A. C., Tremmel, M., Brooks, A. M., Nagai, D., & Quinn, T. (2022). What’s in a Name? Quantifying the Interplay between the Definition, Orientation, and Shape of Ultra-diffuse Galaxies Using the Romulus Simulations. *ApJ*, 926(1), 92.

- Venhola, A., Peletier, R., Laurikainen, E., Salo, H., Lisker, T., Iodice, E., Capaccioli, M., Verdois Kleijn, G., Valentijn, E., Mieske, S., Hilker, M., Wittmann, C., van de Ven, G., Grado, A., Spavone, M., Cantiello, M., Napolitano, N., Paolillo, M., & Falcón-Barroso, J. (2017). The Fornax Deep Survey with VST. III. Low surface brightness dwarfs and ultra diffuse galaxies in the center of the Fornax cluster. *A&A*, 608, A142.
- Venhola, A., Peletier, R. F., Salo, H., Laurikainen, E., Janz, J., Haigh, C., Wilkinson, M. H. F., Iodice, E., Hilker, M., Mieske, S., Cantiello, M., & Spavone, M. (2022). The Fornax Deep Survey with the VST. XII. Low surface brightness dwarf galaxies in the Fornax cluster. *A&A*, 662, A43.
- Ventimiglia, D. A., Voit, G. M., Donahue, M., & Ameglio, S. (2008). Substructure and Scatter in the Mass-Temperature Relations of Simulated Clusters. *ApJ*, 685(1), 118–127.
- Vijayaraghavan, R., Gallagher, J. S., & Ricker, P. M. (2015). The dynamical origin of early-type dwarfs in galaxy clusters: a theoretical investigation. *MNRAS*, 447(4), 3623–3638.
- Vijayaraghavan, R. & Ricker, P. M. (2013). Pre-processing and post-processing in group-cluster mergers. *MNRAS*, 435(3), 2713–2735.
- Vogelsberger, M., Genel, S., Sijacki, D., Torrey, P., Springel, V., & Hernquist, L. (2013). A model for cosmological simulations of galaxy formation physics. *MNRAS*, 436(4), 3031–3067.
- Vogelsberger, M., Genel, S., Springel, V., Torrey, P., Sijacki, D., Xu, D., Snyder, G., Bird, S., Nelson, D., & Hernquist, L. (2014a). Properties of galaxies reproduced by a hydrodynamic simulation. *Nature*, 509(7499), 177–182.
- Vogelsberger, M., Genel, S., Springel, V., Torrey, P., Sijacki, D., Xu, D., Snyder, G., Nelson, D., & Hernquist, L. (2014b). Introducing the Illustris Project: simulating the coevolution of dark and visible matter in the Universe. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 444(2), 1518–1547.
- Wasserman, A., Romanowsky, A. J., Brodie, J., van Dokkum, P., Conroy, C., Abraham, R., Cohen, Y., & Danieli, S. (2018). A Deficit of Dark Matter from Jeans Modeling of the Ultra-diffuse Galaxy NGC 1052-DF2. *ApJ*, 863(2), L15.
- Weinberger, R., Springel, V., Hernquist, L., Pillepich, A., Marinacci, F., Pakmor, R., Nelson, D., Genel, S., Vogelsberger, M., Naiman, J., & Torrey, P. (2017). Simulating galaxy formation with black hole driven thermal and kinetic feedback. *MNRAS*, 465(3), 3291–3308.
- Weinberger, R., Springel, V., Pakmor, R., Nelson, D., Genel, S., Pillepich, A., Vogelsberger, M., Marinacci, F., Naiman, J., Torrey, P., & Hernquist, L. (2018). Supermassive black holes and their feedback effects in the IllustrisTNG simulation. *MNRAS*, 479(3), 4056–4072.
- Wen, Z. L. & Han, J. L. (2013). Substructure and dynamical state of 2092 rich clusters of galaxies derived from photometric data. *MNRAS*, 436(1), 275–293.
- Wetzel, A. R., Tinker, J. L., Conroy, C., & van den Bosch, F. C. (2014). Galaxy evolution near groups and clusters: ejected satellites and the spatial extent of environmental quenching. *MNRAS*, 439(3), 2687–2700.

- Wheeler, C., Pace, A. B., Bullock, J. S., Boylan-Kolchin, M., Oñorbe, J., Elbert, O. D., Fitts, A., Hopkins, P. F., & Kereš, D. (2017). The no-spin zone: rotation versus dispersion support in observed and simulated dwarf galaxies. *MNRAS*, 465(2), 2420–2431.
- White, S. D. M. (1984). Angular momentum growth in protogalaxies. *ApJ*, 286, 38–41.
- White, S. D. M. & Rees, M. J. (1978). Core condensation in heavy halos: a two-stage theory for galaxy formation and clustering. *MNRAS*, 183, 341–358.
- Whitmore, B. C. & Gilmore, D. M. (1991). On the Interpretation of the Morphology-Density Relation for Galaxies in Clusters. *ApJ*, 367, 64.
- Wilber, A., Brügggen, M., Bonafede, A., Rafferty, D., Shimwell, T. W., van Weeren, R. J., Akamatsu, H., Botteon, A., Savini, F., Intema, H., Heino, L., Cuciti, V., Cassano, R., Brunetti, G., Röttgering, H. J. A., & de Gasperin, F. (2019). Evolutionary phases of merging clusters as seen by LOFAR. *A&A*, 622, A25.
- Wing, J. D. & Blanton, E. L. (2013). An Examination of the Optical Substructure of Galaxy Clusters Hosting Radio Sources. *ApJ*, 767(2), 102.
- Wittman, D., Cornell, B. H., & Nguyen, J. (2018). Simulated Analogs of Merging Galaxy Clusters Constrain the Viewing Angle. *ApJ*, 862(2), 160.
- Wright, A. C., Tremmel, M., Brooks, A. M., Munshi, F., Nagai, D., Sharma, R. S., & Quinn, T. R. (2021). The formation of isolated ultradiffuse galaxies in ROMULUS25. *MNRAS*, 502(4), 5370–5389.
- Yagi, M., Koda, J., Komiyama, Y., & Yamanoi, H. (2016). Catalog of Ultra-diffuse Galaxies in the Coma Clusters from Subaru Imaging Data. *ApJS*, 225(1), 11.
- Yang, X., Mo, H. J., & van den Bosch, F. C. (2009). Galaxy Groups in the SDSS DR4. III. The Luminosity and Stellar Mass Functions. *ApJ*, 695(2), 900–916.
- Yang, X., Mo, H. J., Zhang, Y., & van den Bosch, F. C. (2011). An Analytical Model for the Accretion of Dark Matter Subhalos. *ApJ*, 741(1), 13.
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, John E., J., Anderson, S. F., Annis, J., Bahcall, N. A., Bakken, J. A., Barkhouser, R., Bastian, S., Berman, E., Boroski, W. N., Bracker, S., Briegel, C., Briggs, J. W., Brinkmann, J., Brunner, R., Burles, S., Carey, L., Carr, M. A., Castander, F. J., Chen, B., Colestock, P. L., Connolly, A. J., Crocker, J. H., Csabai, I., Czarapata, P. C., Davis, J. E., Doi, M., Dombeck, T., Eisenstein, D., Ellman, N., Elms, B. R., Evans, M. L., Fan, X., Federwitz, G. R., Fiscelli, L., Friedman, S., Frieman, J. A., Fukugita, M., Gillespie, B., Gunn, J. E., Gurbani, V. K., de Haas, E., Haldeman, M., Harris, F. H., Hayes, J., Heckman, T. M., Hennessy, G. S., Hindsley, R. B., Holm, S., Holmgren, D. J., Huang, C.-h., Hull, C., Husby, D., Ichikawa, S.-I., Ichikawa, T., Ivezić, Ž., Kent, S., Kim, R. S. J., Kinney, E., Klaene, M., Kleinman, A. N., Kleinman, S., Knapp, G. R., Korienek, J., Kron, R. G., Kunszt, P. Z., Lamb, D. Q., Lee, B., Leger, R. F., Limmongkol, S., Lindenmeyer, C., Long, D. C., Loomis, C., Loveday, J., Lucinio, R., Lupton, R. H., MacKinnon, B., Mannery, E. J., Mantsch, P. M., Margon, B., McGehee, P., McKay, T. A., Meiksin, A., Merelli, A., Monet, D. G., Munn, J. A., Narayanan, V. K., Nash, T., Neilsen, E., Neswold, R., Newberg, H. J., Nichol, R. C., Nicinski, T., Nonino, M., Okada, N., Okamura, S., Ostriker, J. P., Owen, R., Pauls, A. G., Peoples, J., Peterson, R. L., Petravick, D., Pier, J. R., Pope, A.,

- Pordes, R., Prosapio, A., Rechenmacher, R., Quinn, T. R., Richards, G. T., Richmond, M. W., Rivetta, C. H., Rockosi, C. M., Ruthmansdorfer, K., Sandford, D., Schlegel, D. J., Schneider, D. P., Sekiguchi, M., Sergey, G., Shimasaku, K., Siegmund, W. A., Smees, S., Smith, J. A., Snedden, S., Stone, R., Stoughton, C., Strauss, M. A., Stubbs, C., SubbaRao, M., Szalay, A. S., Szapudi, I., Szokoly, G. P., Thakar, A. R., Tremonti, C., Tucker, D. L., Uomoto, A., Vanden Berk, D., Vogeley, M. S., Waddell, P., Wang, S.-i., Watanabe, M., Weinberg, D. H., Yanny, B., Yasuda, N., & SDSS Collaboration (2000). The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. *AJ*, 120(3), 1579–1587.
- Yu, H., Diaferio, A., Serra, A. L., & Baldi, M. (2018). Blooming Trees: Substructures and Surrounding Groups of Galaxy Clusters. *ApJ*, 860(2), 118.
- Yu, H., Serra, A. L., Diaferio, A., & Baldi, M. (2015). Identification of Galaxy Cluster Substructures with the Caustic Method. *ApJ*, 810(1), 37.
- Yuan, Z. S., Han, J. L., & Wen, Z. L. (2022). Dynamical state of galaxy clusters evaluated from X-ray images. *MNRAS*, 513(2), 3013–3021.
- Yun, K., Pillepich, A., Zinger, E., Nelson, D., Donnari, M., Joshi, G., Rodriguez-Gomez, V., Genel, S., Weinberger, R., Vogelsberger, M., & Hernquist, L. (2019). Jellyfish galaxies with the IllustrisTNG simulations - I. Gas-stripping phenomena in the full cosmological context. *MNRAS*, 483(1), 1042–1066.
- Zahid, H. J., Sohn, J., & Geller, M. J. (2018). Stellar Velocity Dispersion: Linking Quiescent Galaxies to Their Dark Matter Halos. *ApJ*, 859(2), 96.
- Zaritsky, D., Donnerstein, R., Karunakaran, A., Barbosa, C. E., Dey, A., Kadowaki, J., Spekkens, K., & Zhang, H. (2022). Systematically Measuring Ultra-diffuse Galaxies (SMUDGes). III. The Southern SMUDGes Catalog. *ApJS*, 261(2), 11.
- Zenteno, A., Hernández-Lang, D., Klein, M., Vergara Cervantes, C., Hollowood, D. L., Bhargava, S., Palmese, A., Strazzullo, V., Romer, A. K., Mohr, J. J., Jeltama, T., Saro, A., Lidman, C., Gruen, D., Ojeda, V., Katzenberger, A., Aguena, M., Allam, S., Avila, S., Bayliss, M., Bertin, E., Brooks, D., Buckley-Geer, E., Burke, D. L., Capasso, R., Carnero Rosell, A., Carrasco Kind, M., Carretero, J., Castander, F. J., Costanzi, M., da Costa, L. N., De Vicente, J., Desai, S., Diehl, H. T., Doel, P., Eifler, T. F., Evrard, A. E., Flaugher, B., Floyd, B., Fosalba, P., Frieman, J., García-Bellido, J., Gerdes, D. W., Gonzalez, J. R., Gruendl, R. A., Gschwend, J., Gutierrez, G., Hartley, W. G., Hinton, S. R., Honscheid, K., James, D. J., Kuehn, K., Lahav, O., Lima, M., McDonald, M., Maia, M. A. G., March, M., Melchior, P., Menanteau, F., Miquel, R., Ogando, R. L. C., Paz-Chinchón, F., Plazas, A. A., Roodman, A., Rykoff, E. S., Sanchez, E., Scarpine, V., Schubnell, M., Serrano, S., Sevilla-Noarbe, I., Smith, M., Soares-Santos, M., Suchyta, E., Swanson, M. E. C., Tarle, G., Thomas, D., Varga, T. N., Walker, A. R., Wilkinson, R. D., & DES Collaboration (2020). A joint SZ-X-ray-optical analysis of the dynamical state of 288 massive galaxy clusters. *MNRAS*, 495(1), 705–725.
- Zhang, B., Cui, W., Wang, Y., Dave, R., & De Petris, M. (2022). THE THREE HUNDRED: cluster dynamical states and relaxation period. *MNRAS*, 516(1), 26–38.
- Zhang, H.-X., Paudel, S., Smith, R., Duc, P.-A., Puzia, T. H., Peng, E. W., Cote, P., Ferrarese, L., Boselli, A., Wang, K., & Oh, S.-H. (2020). The Blue Compact Dwarf Galaxy VCC848 Formed by Dwarf-Dwarf Merging. *arXiv e-prints*, (pp. arXiv:2002.09517).

- Zhang, Y.-Y., Reiprich, T. H., Finoguenov, A., Hudson, D. S., & Sarazin, C. L. (2009). X-Ray Substructure Studies of Four Galaxy Clusters Using XMM-Newton Data. *ApJ*, 699(2), 1178–1195.
- Zhao, Y., Gao, Y., & Gu, Q. (2013). A Study on the Chemical Properties of Blue Compact Dwarf Galaxies. *ApJ*, 764(1), 44.

# Apéndice A

## Apéndice 1

### A.1 Breve descripción del uso del código público MilaDS que implementa el método DS+

Aquí presentamos una breve descripción del código DS+, en la versión python y pública, disponible en el repositorio GitHub<sup>1</sup>. El método DS+ se ha implementado como función principal en el código MilaDS. Brevemente, las entradas principales del código son las coordenadas espaciales  $x, y$ , en kpc, las velocidades de la línea de visión, el desplazamiento al rojo del cúmulo, y, como opción, la cantidad de “re-samplings”  $N_{sims}$  (nsims) que utilizan muestras aleatorias para evaluar la probabilidad de las subestructuras detectadas, y el límite superior de probabilidad ( $P_{lim\_P}$ ) por debajo del cual las detecciones se consideran significativas.

`DSP_groups` es la función principal de MilaDS, que recibe información de entrada y procesa tres etapas principales (secuenciales):

- Probabilidad individual de cada galaxia de pertenecer a algún DS+ grupo de cualquier multiplicidad.
- Asignación de cada galaxia sólo en un grupo DS+, siguiendo la prioridad  $P_{lim}$ . Asignar a cada grupo DS+ un único número de grupo, de modo que las galaxias fuera de la asignación final del grupo posean el número de grupo  $GrNr = -1$ , y cero en sus propiedades de grupo.
- Resumen de las propiedades de los grupos DS+, como el número de grupo ( $GrNr$ ), el número de galaxias en cada grupo ( $Ngal$ ), la distancia radial centrada en el cúmulo ( $R$  en kpc), el tamaño del grupo (tamaño en kpc), dispersiones de velocidad del grupo ( $\sigma$  km/s), velocidad media del grupo ( $V_{mean}$  en km/s), probabilidad mínima del grupo ( $P_{min}$ ), un promedio de las probabilidades individuales de todas las galaxias en cada grupo DS+ detectado ( $P_{min\_avr}$ ).

Una forma de ejecución rápida del código DS+, para un cúmulo situado en  $z = 0.296$ , utilizando 500 re-simulaciones, y un límite superior de probabilidad del 1%, es la siguiente:

---

```
# import MilaDS and other packages
>>> import milaDS
```

---

<sup>1</sup><https://github.com/josegit88/MilaDS>

```

>>> import numpy as np

>>> my_data = np.genfromtxt("cluster_C1.dat")
... # 0:galaxies IDs
... # 1:X in kpc
... # 2:Y in kpc
... # 3:rest-frame Vel (V_los) in km/s

>>> data_DSp, data_grs_alloc, summary_DSp_grs =
...     milaDS.DSp_groups(
...         Xcoor=my_data[:,1],
...         Ycoor=my_data[:,2],
...         Vlos=my_data[:,3],
...         Zclus=0.296,
...         cluster_name="C1",
...         nsims=500,
...         Plim_P=1 )

```

---

## A.2 El método DS+ en la historia de ensamblaje de cúmulos

Aquí presentamos la distribución espacial proyectada de las galaxias en el mismo cúmulo simulado que se muestra en la Fig. 3.1, en diferentes instantáneas temporales, desde  $z=0$  (panel superior) y separadas  $\sim 2$  Gyr. Nótese que los colores se reajustan en cada instantánea, por lo que no sería del todo correcto rastrear los grupos entre cada fila a lo largo del tiempo.



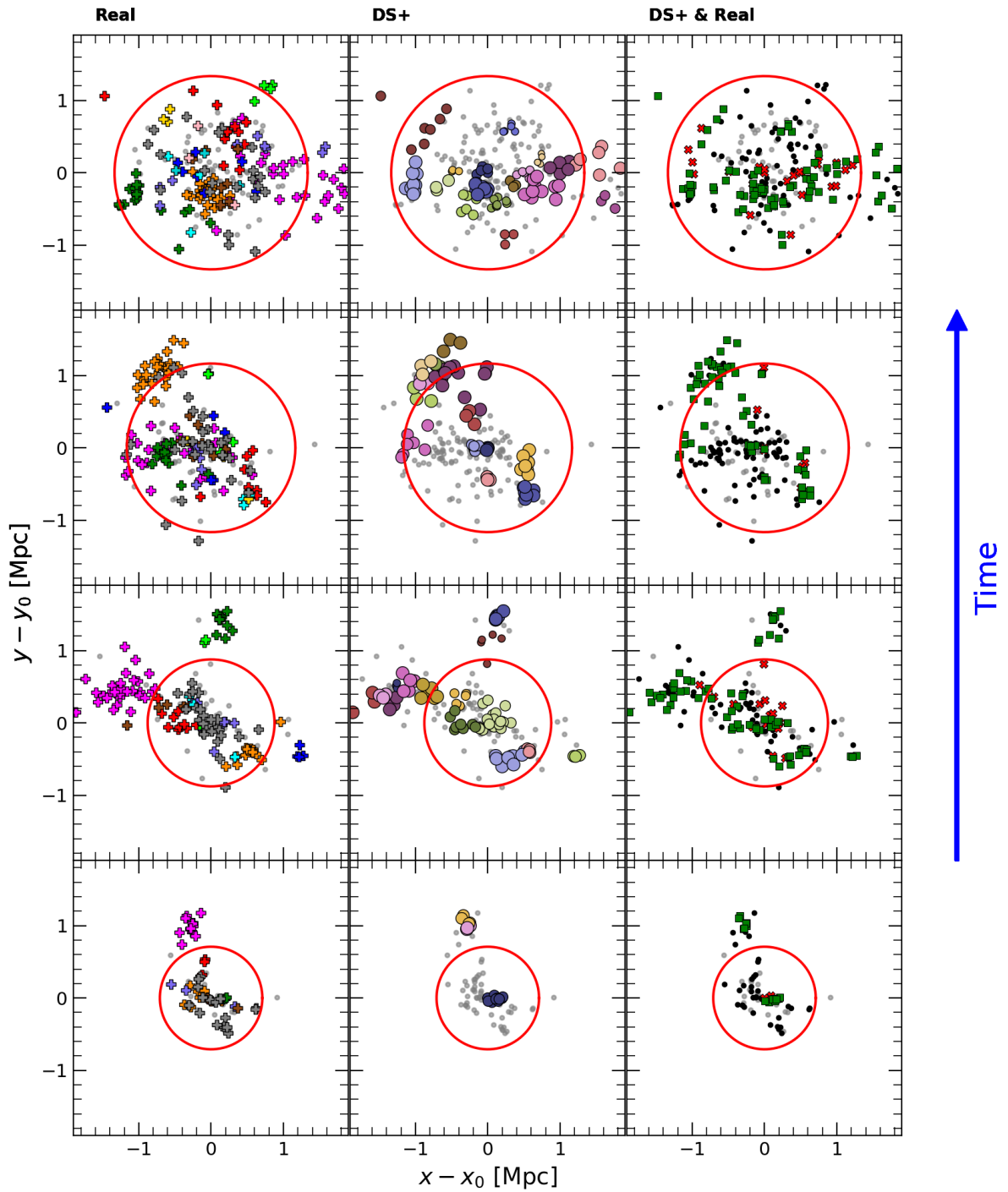


Figura A.1: La misma agrupación presentada en Fig. 3.1 pero para diferentes salidas de la simulación, comenzando en  $z = 0$  (panel superior) y en intervalos de  $\sim 2$  Gyr atrás en el tiempo, hasta  $z \sim 0.8$  (panel inferior). De nuevo, el círculo rojo indica el radio virial del cúmulo en cada tiempo correspondiente.