



UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE MÉXICO

PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

Instituto de Radioastronomía y Astrofísica

**Galaxias enanas de marea (TDG) en la simulación
cosmológica Illustris TNG - 50**

**PARA OPTAR POR EL GRADO DE MAESTRA EN
CIENCIAS (ASTROFÍSICA)**

PRESENTA:

MARÍA ARACELY ANGULO MARTÍNEZ

TUTORES:

**Dr. VERÓNICA LORA CASTELLANOS, INSTITUTO DE
CIENCIAS NUCLEARES, UNAM**

Dr. ANNA PASQUALI, UNIVERSIDAD DE HEIDELBERG

MORELIA MICHOACÁN, 2019-2022



Universidad Nacional
Autónoma de México



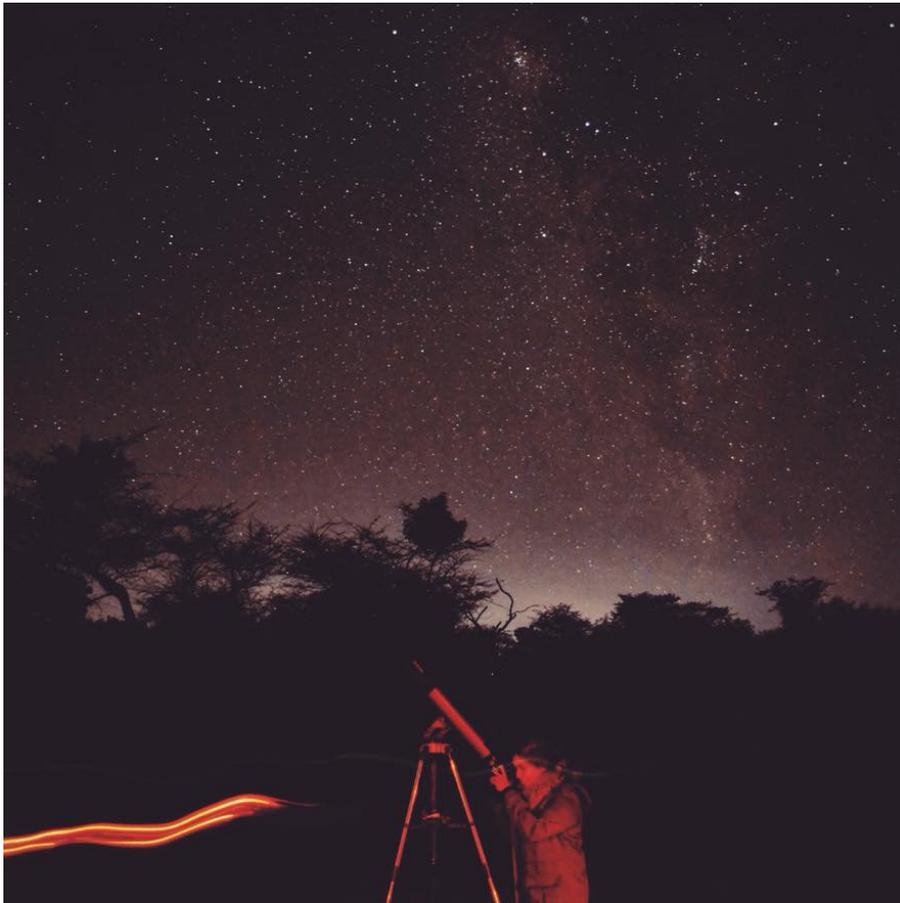
UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

El 18 de mayo del 2018 vi el cumulo M13 con un telescopio de 22” como nunca antes lo había visto. Al fondo sonaba la selección de musica clásica de mi amigo Ricardo. Ese día supe que quería ser astrónoma y escribí lo siguiente: ***“El arte es un reflejo de la realidad, pero hay realidades que no pueden ser descritas con palabras ni con dibujos”***. Así era el cielo para mi. Ese día comenzó esta persecución científica, mi sed de astronomía a la que llame *“la aventura cósmica”*.



Esta tesis va dedicada a las personas que me acompañaron en esta aventura cósmica, aportando a mi formación científica tanto profesional como personalmente, pero también la dedico a aquellas personas que no confiaron en mí, a aquellas personas que pensaron que un químico farmacéutico no podría ser astrofísico.

Agradecimientos

- A mi familia: mis papas, Saúl y Verónica por su apoyo incondicional y confiar en mi, a mi hermana (aunque no quiso seguir mis pasos y opto por veterinaria) por ser mi cómplice desde el 2004. A mi nana Hilda por ser una madre para mi, mi hermano por elección, Eliseo y a mi preciosa Nube por mantenerse despierta mientras trabajaba de noche durante toda la maestría (ojalá pudiera leer y no solo ladrar, comer y atrapar moscas).
- A mi tata Chely que a pesar de haber dejado la existencia terrenal, siguen conmigo.
- A los culpables de mi amor por las cosas no terrenales: Lulú y Ricardo.
- A mi directora de tesis, la Dra. Verónica Lora por confiar en mi desde el principio y por ser una buena guía.
- A la Dra. Anna Pasquali, por ser una guía y por su retroalimentación.
- Al Dr. Ricardo Chavez y al Dr. Alejandro Esquivel por su constante retroalimentación.
- Un agradecimiento muy especial al Dr. Javier Ballesteros por su valiosa (y muy constante) retroalimentación , su entrega a la ciencia y por ser el ejemplo mas convincente que tengo sobre como debe (o debería) ser un buen investigador con tanta ética profesional, humildad y humildad.
- Al Dr. Gustavo Bruzual por el acceso a su código en preparación de síntesis de poblaciones estelares y su valiosa retroalimentación.
- A Karin Hollenberg porque cuando fui a pedir informes del programa en astrofísica (muy indecisa) me motivo mucho a intentarlo a pesar de no ser del área físico-matemático. Posteriormente (ya cursando la maestría) cuando decidí que iba a dejar el programa, me convenció de continuar intentándolo. Karin seguramente no sabe el impacto que tuvo en mi su animo constante, sus palabras y apapachos cuando lo necesite.
- A mi comité tutor y a mis sinodales: Dr. Omar Lopez, Dra. Leticia Carigi, Dr. Gustavo Bruzual, Dr. Ricardo Chávez y Dr. Javier Ballesteros.
- Mis amigos del IRyA, quienes también la hicieron de maestros de vez en cuando, Palmi,

Kike, Karlangas, Migue (continuara ...)

- A la mejor amiga que me regalo la academia, Karla (Karlangas en el agradecimiento anterior).

- A Isaac (que odiaría ver que estoy programando en MAC en estos momentos) por enseñarme desde un “hola Python” hasta lo que hoy sé en programación.

- A mis amigos de toda la vida, especialmente Eliseo, Fabri, Gaby, y Fer por escuchar mis crisis existenciales constantemente y emocionarse conmigo por mis logros.

- Al programa de Apoyo a Proyectos de Investigación e Innovación Tecnológica (PAPIIT).

- Al Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología (CONACyT).

- Al espacio de computo en el Instituto de Ciencias Nucleares.

Resumen

El objetivo de este trabajo es estudiar las galaxias enanas de marea (TDG) en un universo $\Lambda - CDM$ a un desplazamiento al rojo $z = 0$ en la simulación Illustris TNG-50.

Estudiamos 9 grupos de galaxias en Illustris TNG-50 de los cuales en el 30% de ellos identificamos 4 candidatas a TDG. En uno de estos grupos encontramos la creación simultánea de dos TDG en la misma cola de marea.

Presentamos la formación de estas 4 candidatas a TDG a diferentes corrimientos al rojo y un estudio completo del entorno en el que se formaron, las historias de fusión de las galaxias progenitoras y los componentes insitu/exsitu de las TDG recién formadas.

Se ha sugerido en la literatura que la mayoría de estas galaxias son ricas en metales lo que indica que son probablemente formadas a partir de una galaxia anfitriona previamente enriquecida químicamente.

Estudios previos indican que estas galaxias suelen presentar un gradiente de metalicidad entre su interior y exterior. De nuestras 4 candidatas a TDG, en 2 de ellas no se logra apreciar este gradiente, sino una mezcla de metalicidades ya que el material exterior que está menos ligado gravitacionalmente y es menos metálico, es arrancado en la interacción entre galaxias dando como consecuencia que la TDG presente esta mezcla.

Illustris TNG reporta fotometría basada en los modelos de (Bruzual et al. 2003) y debido a que contamos con los nuevos modelos de síntesis de población estelar (Bruzual 2022, comunicación privada) realizamos una comparación entre modelos para ver si había diferencias sustanciales en la fotometría de estas candidatas. A su vez, comparamos la fotometría de una de nuestras candidatas a TDG con su contraparte: una galaxia con características similares pero que sí contenía materia oscura, y encontramos que son menos brillantes que las TDG. Confirmamos que las TDG tienen poblaciones jóvenes que están formando estrellas, mientras que sus análogas en masa estelar, pero que sí contienen materia oscura, cuentan con poblaciones viejas que ya no tienen formación estelar activa.

Finalmente realizamos diagramas color-color y lo comparamos con mapas observacionales color-color en los mismos filtros. Confirmamos una vez más que las TDG están mayormente constituidas por una población joven en secuencia principal de ~ 1 Gyr y muestran formación estelar activa.

Introducción

Índice general

Agradecimientos	III
Resumen	v
Introducción	VI
1 Clasificación de Galaxias	1
§1.1 Morfología y estructura de las galaxias enanas	8
§1.2 Materia oscura en galaxias enanas	10
§1.2.1 Materia oscura en galaxias soportadas contra el colapso por dispersión de velocidades	12
2 Galaxias Enanas de Marea (TDG)	18
§2.1 Tensor de marea	18
§2.2 Colas de marea	27
§2.3 Observaciones de Galaxias Enanas de Marea	32
§2.4 Galaxias Enanas de Marea en simulaciones cosmológicas	34
§2.5 Síntesis de poblaciones estelares: modelos de Bruzual & Charlot	37
§2.6 Diagramas color-color	39

§2.7	Metalicidad de las TDG	40
3	Metodología	43
§3.1	Illustris y TNG	43
§3.2	Algoritmos utilizados para identificar galaxias y grupos de galaxias en TNG-50	44
§3.3	Características morfológicas de los grupos de galaxias (FoF) más masivos	48
§3.4	Selección de TDGs en TNG-50	52
§3.5	FOTOMETRIA: Síntesis de poblaciones estelares para las TDGc	55
4	Resultados	57
§4.1	FOTOMETRÍA: Síntesis de poblaciones estelares para las TDGc	57
§4.1.1	Síntesis de población estelar para la TDGc 307528 perteneciente al Grupo 19	59
§4.1.2	Síntesis de población estelar para la TDGc 358666 perteneciente al Grupo 31	61
§4.2	Comparación de una TDGc con su contraparte (una galaxia con DM) . . .	62
§4.3	Diagramas color-color	63
§4.3.1	TDGc: ID 242993, grupo 19	64
§4.3.2	TDGc: ID 358666, grupo 31	65
§4.3.3	TDGc: ID 307528, grupo 19	66
§4.3.4	TDGc: ID 307614, grupo 19	67
§4.4	Análisis de los candidatos a TDGs en Illustris TNG-50	70
§4.4.1	Poblacion exitu e insitu y edades de las TDGc	70
§4.4.2	Distribución de las partículas estelares en las TDGc: Posición de nacimiento de las estrellas.	74
§4.5	Metalicidad de las TDGc	79
§4.6	Evolución temporal de las cuatro TDGc	87
5	Discusión y Conclusiones	102
6	Trabajo Futuro	105

Índice de figuras

1.1	Clasificación estándar: Diagrama de diapasón de Hubble (1925)	2
1.2	Clasificación Morgan	4
1.3	Infografía sobre clasificación de galaxias.	5
1.4	Figura 1 del artículo de McConnachie 2012 [89]. El panel superior muestra con puntos rojos las posiciones en coordenadas Galactocéntricas de los satélites de la Vía Láctea. En el panel intermedio se muestra el grupo de galaxias satélite ligadas a M31 (puntos azules), y las galaxias aisladas (verde). En el panel inferior se muestran las galaxias a una distancia menor a 3 Mpc del Grupo Local.	7
1.5	Infografía sobre materia oscura.	11
1.6	Figura 1 del artículo de Lokas & Mamon 2001 [79]. En esta figura se muestra la solución de la ecuación de Jeans (ecuación 1.2) para la dispersión de velocidades radiales en función del radio. En este caso el parámetro de anisotropía $\beta = 0$. La figura muestra tres diferentes casos para la concentración del halo de materia oscura.	15
1.7	La figura izquierda muestra la masa dinámica dentro de un radio de la mitad de la luminosidad, de las galaxias enanas del Grupo Local, en función de la magnitud visual absoluta (figura 10 de McConnachie, 2012 [89]). La figura derecha muestra el cociente masa-luminosidad dinámico, en función de la magnitud visual absoluta (figura 11 de McConnachie, 2012 [89]).	15
1.8	Infografía sobre TDG.	17

2.1 Efecto del signo de los valores propios λ_i del tensor de marea \mathbf{T} : (A) los tres valores propios son positivos (sin significado físico); (B) dos valores propios son positivos y un valor es negativo; (C) dos valores propios son negativos y un valor es positivo; (D) los tres valores propios son negativos (i.e. modo totalmente compresivo). 23

2.2 Sistema Tierra-Luna; La atracción gravitacional ejercida por la Luna se muestra con flechas magenta. La fuerza diferencial o fuerza de marea, se muestra con flechas amarillas. Hay que notar que la fuerza de marea es un efecto de segundo orden del campo gravitacional. 23

2.3 Evolución temporal de dos galaxias de disco con parámetros para simular el sistema de las Antenas; Renaud 2010 [126]. En azul se muestran las estrellas simuladas; en rojo se muestran las regiones con mareas totalmente compresivas. 24

2.4 Observación del sistema de galaxias, las Antenas. Composición en lejano UV (azul) y cercano UV (rojo); Martin et al. 2005 [83]. En la punta de las colas de marea son observadas TDGs (Hibbard et al. 2005 [50]). 25

2.5 Imagen óptica del sistema Arp 299, que muestra la extensión total de la cola de marea. Los paneles (a) y (b) muestran una representación en escala de grises de los datos mientras que los paneles (c) y (d) añaden contornos. Publicado en (Hibbard et al. 1999 [49]) 28

2.6 Infografía sobre colas de marea. 30

2.7 Par de galaxias llamado *Los Ratones*, NGC 4676A (derecha)/NGC 4676B (izquierda). Créditos: ACS Science & Engineering Team, Hubble Space Telescope, NASA 31

2.8 Distribución de la densidad de gas de una cola de marea, generada por la colisión de dos galaxias en la simulación de Illustris TNG-50. 31

2.9 *Tide of War*, Tad Thomas. 36

2.10 Infografía sobre código GALAXEV 38

2.11	diagrama color-color para estrellas de secuencia principal (triángulos magenta) y estrellas supergigantes luminosidad clase I (círculos verdes) datos tomados del libro "Galactic Astronomy" de James Binney y Michael Merrifield.	40
2.12	Infografía sobre la clasificación de Baade	42
3.1	Infografía sobre proyecto Illustris TNG-50	46
3.2	Distribución de la componente de gas (arriba) y Distribución de la componente de estrellas (abajo) del Grupo FoF 3, para el ID 117250 a $z=0$	50
3.3	Distribución de la componente de gas (arriba) y Distribución de la componente de estrellas (abajo) del Grupo FoF 11, con ID 242788 a $z=0$	51
3.4	Distribución de la componente de gas (arriba) y Distribución de la componente de estrellas (abajo) del Grupo FoF 19, con ID 307485 a $z=0$	52
3.5	Distribución de la componente de gas (arriba) y Distribución de la componente de estrellas (abajo) del Grupo FoF 31, con ID 358608 a $z=0$	53
3.6	Tabla que muestra el grupo, el ID, y las edades estimadas de las TDGc. . .	54
4.1	(a) Fotometría reportada en Illustris TNG. (b) Fotometría calculada con los modelos de Bruzual 2022 en preparación	58
4.2	Tabla comparativa entre las magnitudes reportadas en Illustris TNG y las calculadas con el modelo de Bruzual 2022 para la TDGc con ID 242993 del grupo 11.	58
4.3	((a) Fotometría reportada en Illustris TNG. (b) Fotometría calculada con los modelos de Bruzual 2022 en preparación).	59
4.4	Tabla comparativa entre las magnitudes reportadas en Illustris TNG y las calculadas con el modelo de Bruzual 2022 para la TDGc con ID 307528 del grupo 19.	60
4.5	(a) Fotometría reportada en Illustris TNG. (b) Fotometría calculada con los modelos de Bruzual 2022 en preparación).	60

4.6	Tabla comparativa entre las magnitudes reportadas en Illustris TNG y las calculadas con el modelo de Bruzual 2022 para la TDGc con ID 307614 del grupo 19.	61
4.7	(a) Fotometría reportada en Illustris TNG. (b) Fotometría calculada con los modelos de Bruzual 2022 en preparación).	62
4.8	Tabla comparativa entre las magnitudes reportadas en Illustris TNG y las calculadas con el modelo de Bruzual 2022 para la TDGc con ID 358666 del grupo 31.	62
4.9	(a) Fotometría de la TDG sin DM. (b) Fotometría de una galaxia con DM.	63
4.10	Diagrama color-color de las magnitudes (U-B) y (B-V) para la TDGc 242993.	65
4.11	Diagrama color-color de las magnitudes (U-B) y (B-V) para la TDGc 358666.	66
4.12	Diagrama color-color de las magnitudes (U-B) y (B-V) para la TDGc 307528.	67
4.13	Diagrama color-color de las magnitudes (U-B) y (B-V) para la TDGc 307614.	68
4.14	Diagrama color-color de las magnitudes (U-B) y (B-V) para las 4 TDGc. .	69
4.15	Tabla con el resumen de los resultados encontrados; Las columnas muestran el grupo FoF al cual pertenece la TDGc, el ID de la TDGc, el número de partículas de estrellas, el número de partículas de gas, el número de partículas de materia oscura, la masa total de la TDGc, y el radio a la mitad de la masa.	70
4.16	Histograma de las edades de formación de las estrellas en la TDGc con ID 242993 del grupo 11.	71
4.17	Histograma de las edades de formación de las estrellas en la TDGc con ID 307528 del grupo 19.	72
4.18	Histograma de las edades de formación de las estrellas en la TDGc con ID 307614 del grupo 19.	73
4.19	Histograma de las edades de formación de las estrellas en la TDGc con ID 307614 del grupo 19.	74
4.20	Distribución de las estrellas en la TDGc con ID 242993 del grupo 11. La barra de color indica sus edades correspondientes siendo el azul una población de estrellas mas joven mientras que el rojo una población mas vieja.	76

4.21 Distribución de las estrellas en la TDGc con ID 307528 del grupo 19. La barra de color indica sus edades correspondientes siendo el azul una población de estrellas mas joven mientras que el rojo una población mas vieja. 77

4.22 Distribución de las estrellas en la TDGc con ID 307614 del grupo 19. La barra de color indica sus edades correspondientes, siendo el azul una población de estrellas joven, y siendo las poblaciones mas viejas rojas. 78

4.23 Distribución de las estrellas en la TDGc con ID 358666 del grupo 31. La barra de color indica sus edades correspondientes siendo el azul una población de estrellas mas joven mientras que el rojo una población mas vieja. 79

4.24 (b) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 242993 del grupo 11. Gráfica del radio galactocéntrico en el eje "x", y la edad de las partículas estelares en el eje "y". La barra de color indica las metalicidades correspondientes, siendo el amarillo la población estelar pobre en metales, y el color (rojo) oscuro corresponde a la población estelar mas metálica. 80

4.25 Histograma bidimensional que muestra las metalicidades de las partículas estelares respecto a su radio galactocentrico. La barra de color indica el contenido de partículas estelares 81

4.26 (a) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 307528 del grupo 19. La barra de color indica las metalicidades, siendo el amarillo la población estelar pobre en metales, y el color (rojo) oscuro corresponde a la población estelar mas metálica. (b) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 307528 del grupo 19. Gráfica del radio galactocéntrico en el eje x , y la edad en el eje y . La barra de color indica las metalicidades correspondientes, siendo el amarillo la población estelar pobre en metales, y el color (rojo) oscuro corresponde a la población estelar mas metálica. 82

4.27 Histograma bidimensional que muestra las metalicidades de las partículas estelares respecto a su radio galactocentrico. La barra de color indica el contenido de partículas estelares 83

4.28 (a) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 307614 del grupo 19. La barra de color indica sus metalicidades correspondientes siendo el amarillo la población estelar pobre en metales mientras que el color oscuro corresponde a la población estelar mas metálica. (b) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 307614 del grupo 19. Gráfica del radio en el eje x , y la edad en el eje y . La barra de color indica sus metalicidades correspondientes siendo el amarillo la población estelar pobre en metales mientras que el color oscuro corresponde a la población estelar mas metálica 84

4.29 Histograma bidimensional que muestra las metalicidades de las partículas estelares respecto a su radio galactocentrico. La barra de color indica el contenido de partículas estelares 85

4.30 (a) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 358666 del grupo 31. La barra de color indica sus metalicidades correspondientes siendo el amarillo la población estelar pobre en metales mientras que el color oscuro corresponde a la población estelar mas metálica. (b) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 358666 del grupo 31. Gráfica del radio galactocéntrico en el eje $-x$ y la edad en el eje $-y$. La barra de color indica sus metalicidades correspondientes, siendo el amarillo la población estelar pobre en metales, y el color (rojo) oscuro corresponde a la población estelar mas metálica. . . 86

4.31 Histograma bidimensional que muestra las metalicidades de las partículas estelares respecto a su radio galactocéntrico. La barra de color indica el contenido de partículas estelares 87

4.32 Mapa de la evolución de la TDGc en estrellas perteneciente al ID 242993 en el grupo 11. 90

4.33 Mapa de la evolución de la TDGc en gas perteneciente al ID 242993 en el grupo 11. 91

4.34 mapa de la evolución de la TDGc en materia oscura perteneciente al ID 242993 en el grupo 11. 92

4.35 Mapa de la evolución de la TDGc en estrellas perteneciente al grupo 19 donde albergan dos TDGc: ID 307528 y ID 307614. 95

4.36 Mapa de la evolución de la TDGc en gas perteneciente al grupo 19 donde albergan dos TDGc: ID 307528 y ID 307614. 96

4.37 Mapa de la evolución de la TDGc en materia oscura perteneciente al grupo 19 donde albergan dos TDGc: ID 307528 y ID 307614. 97

4.38 Mapa de la evolución de la TDGc en estrellas perteneciente al ID 358666 en el grupo 31. 99

4.39 Mapa de la evolución de la TDGc en gas perteneciente al ID 358666 en el grupo 31. 100

4.40 Mapa de la evolución de la TDGc en materia oscura perteneciente al ID 358666 en el grupo 31. 101

Capítulo 1

Clasificación de Galaxias

En 1926 basándose en sus observaciones, Edwin Hubble estableció un sistema para clasificar galaxias que hasta el día de hoy sigue siendo usado y se conoce como secuencia de Hubble o diapasón de Hubble, el cual se divide en tres clases generales: (Hubble 1925 [59]), Fig. 1.1):

- Galaxias elípticas:

La mayoría de las galaxias elípticas (E) están compuestas de estrellas de baja masa y una mínima tasa de formación estelar (SFR) (Caroll, 2007 [21]). Estas galaxias se sub-clasifican según su grado de elipticidad con una E seguida de un número entre 0 y 7 que se calcula con la siguiente fórmula:

$$10 \times \left(1 - \frac{b}{a}\right) \quad (1.1)$$

Dónde a corresponde al semieje mayor y b al semieje menor de la galaxia.

- Galaxias espirales:

Contienen una mezcla de estrellas viejas y jóvenes. Son galaxias de disco que presentan brazos espirales y un bulbo en la región central. Este tipo se subdivide a su vez en dos secuencias, las espirales normales (S) y las espirales barradas (SB) (Caroll, 2007 [21])

- Galaxias lenticulares:

Pueden ser normales (S0's) o barradas (SB0's) Al igual que las espirales, las galaxias lenticulares son galaxias que se distribuyen en forma de disco, no tienen brazos espirales y carecen de gas interestelar (Caroll, 2007 [21]).

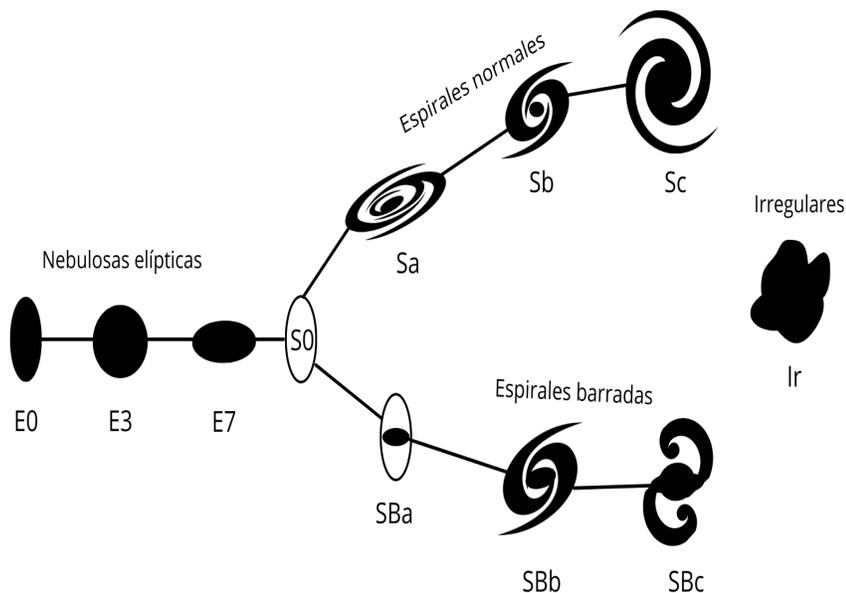


Figura 1.1: Clasificación estándar: Diagrama de diapason de Hubble (1925)

Durante muchos años se pensó que el diapason de Hubble era una secuencia evolutiva, ya que Hubble creía que las galaxias elípticas evolucionaban a galaxias espirales. Con el paso del tiempo, Hubble descubrió que algunas galaxias eran difíciles de clasificar en su diagrama debido a que existían galaxias irregulares que carecían de forma o galaxias muy pequeñas que hoy conocemos como enanas. Hoy sabemos que la evolución de galaxias no es algo trivial pues involucra muchos fenómenos como colisiones, fusiones, canibalismo galáctico, brotes de formación estelar, formación de agujeros negros masivos además de la dinámica no lineal de n-cuerpos y la magnetohidrodinámica del gas.

La mayoría de las modificaciones del sistema de clasificación de Hubble han añadido características al esquema original. Gerard de Vaucouleurs propuso una modificación en la clasificación de las galaxias espirales en la que se toma en cuenta la presencia o ausencia

de anillos en los discos galácticos. Este sistema proporciona dos parámetros importantes para describir la morfología de la galaxia: (1) la posición a lo largo del eje principal y la asignación a los tipos de anillo (r), espiral (s) y mixto (rs). (de Vaucouleurs, 1958 [151]). Por otra parte Sydney van den Bergh toma en cuenta la riqueza de las galaxias en estrellas jóvenes. Introdujo el término de "galaxia anémica" para referirse a un tipo de galaxia espiral con un contenido en hidrógeno neutro muy bajo comparado con otras galaxias clasificadas en la secuencia de Hubble [150]. Entre 1929-1958 Morgan propuso un sistema conocido como sistema de Yerkes, el cual es un esquema unidimensional basado en la concentración central de luz. Morgan ordenó las galaxias en una secuencia a-f-g-k, en la que los objetos del tipo a tienen la concentración central de luz más débil, mientras que los del tipo k tienen la concentración central más fuerte y que a su vez también reconoce los tipos intermedios af,fg y gk con a indicando galaxias difusas , y g, f y k indicando distribuciones de luz progresivamente más concentradas en el centro. (Morgan, 1959 [97]), Ver Fig. 1.2.

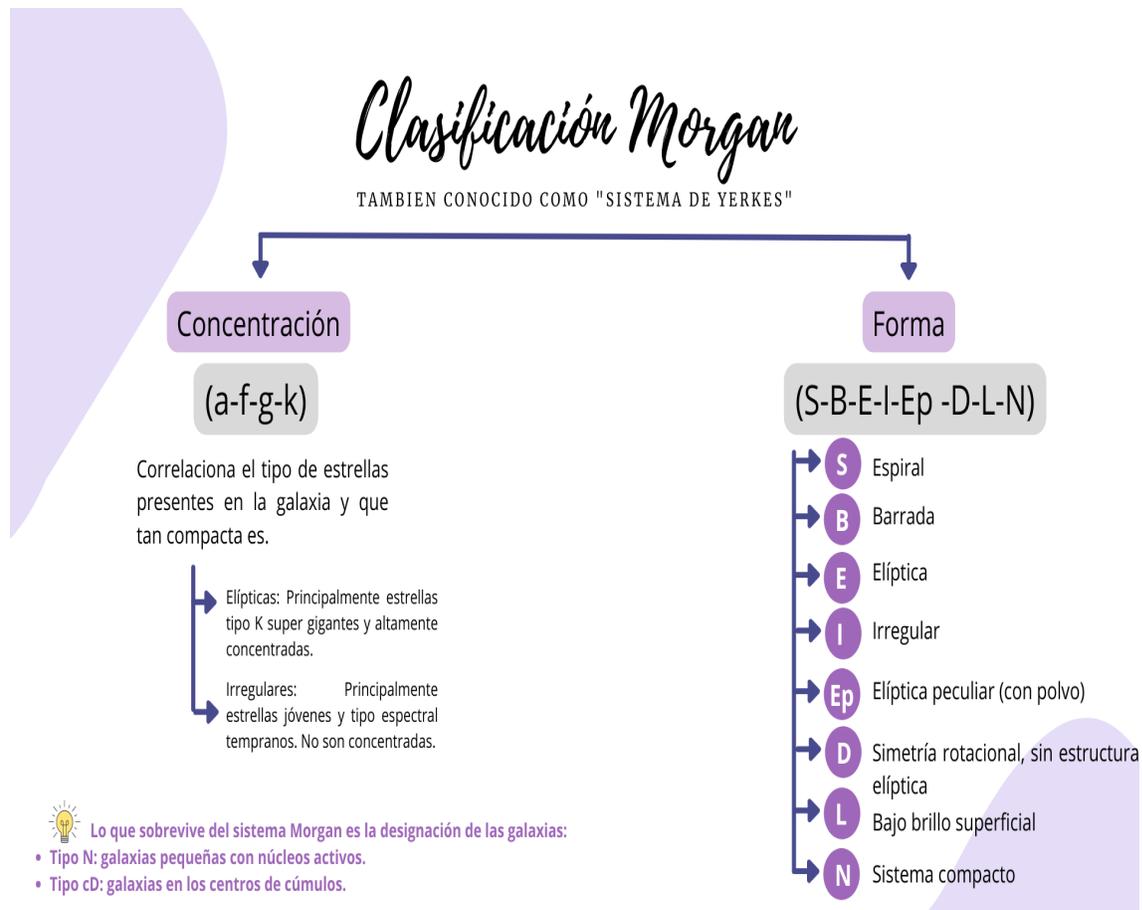


Figura 1.2: Clasificación Morgan

Las galaxias más débiles, llamadas galaxias enanas, no suelen caer en la secuencia de Hubble por lo que tienen una clasificación morfológica propia. El Grupo Local es un *zoológico* de galaxias, donde es posible identificar cuatro tipos morfológicos básicos de galaxias: galaxias espirales (S p.ej. Vía Láctea, M31 y M33), galaxias enanas irregulares (dIrr p.ej. Nube menor de Magallanes, Pegasus, Aquarius), galaxias enanas elípticas (dE p.ej. NGC 147, NGC 205, NGC 185) y, el tipo de galaxias más abundante en el grupo local, galaxias enanas esferoidales (dSph p.ej. Sextans, Carina, Fornax, Ursa Minor, etc.).

Sin duda el Grupo Local es nuestro gran laboratorio galáctico, un lugar donde podemos tener mejor resolución y frecuentemente mejores datos observacionales que sirven para comparar con resultados de simulaciones numéricas de galaxias.

En la Fig. 1.3 se hace un compendio de los diferentes tipos de galaxias que existen:

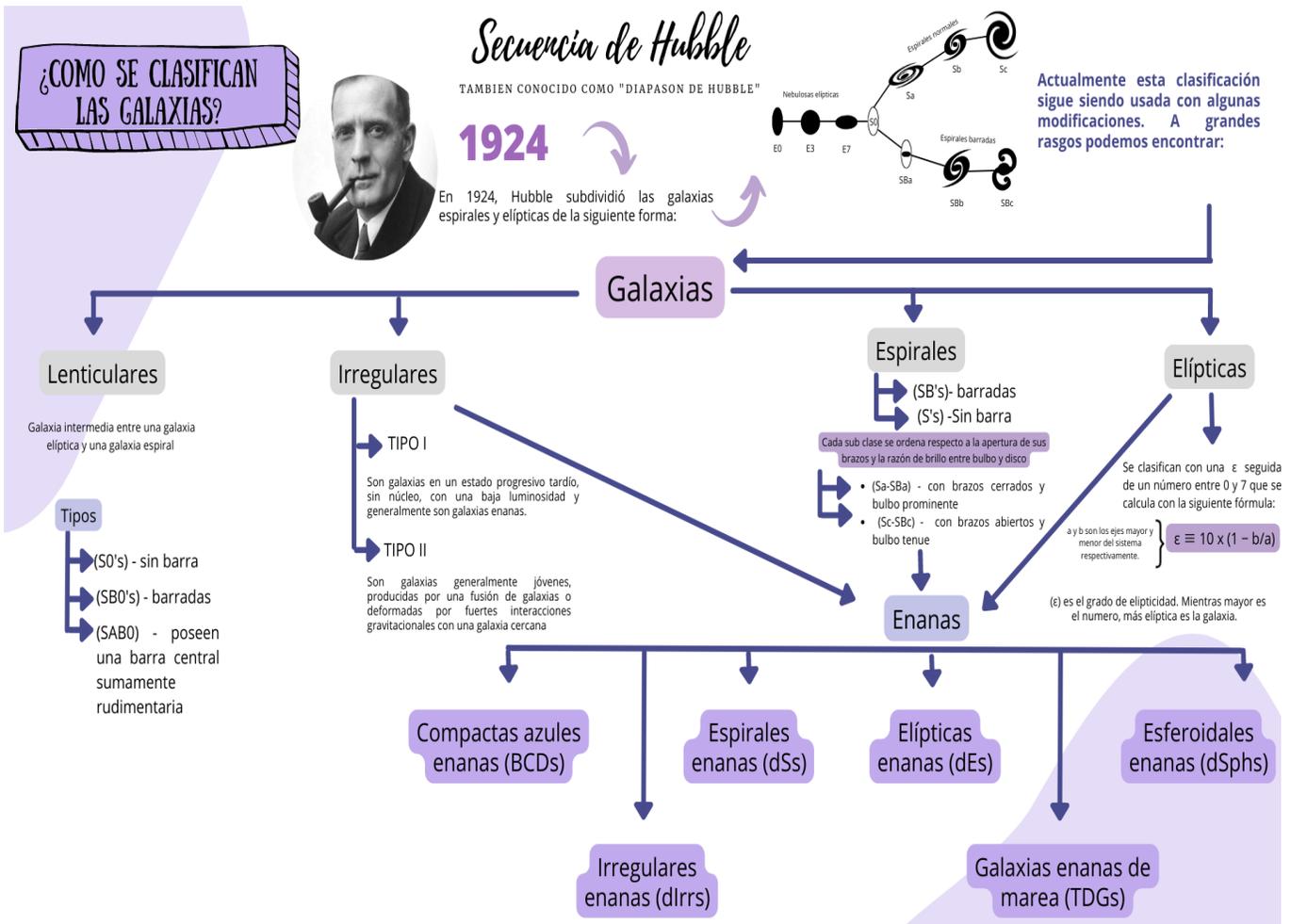


Figura 1.3: Infografía sobre clasificación de galaxias.

Desde el siglo pasado los astrónomos han dedicado gran esfuerzo en cartografiar la distribución a gran escala de las galaxias en el Universo, siendo Gregory & Thompson 1978 [45] y Lapparent Geller & Huchra 1986 [32] unos de los primeros en lograrlo y percatarse de que las galaxias no se encuentran distribuidas uniformemente en el Universo cercano, si no que su distribución parece formar una red de asociaciones compactas y densas interconectadas por “puentes” que están rodeados por regiones vacías (Kirshner et al. 1981 [67]) y que se asemeja a una “red cósmica” cuyo entorno afecta a los halos y a las galaxias en distintos aspectos como lo son las concentraciones de los halos y sus historias de ensamblaje (Cautun et al. 2013, [24]).

Como mencionamos anteriormente, el Grupo Local es el grupo en el que se encuentra la Vía Láctea, y las galaxias espirales M31 (Andrómeda) y M33 (el Triángulo). Estas tres galaxias espirales dominan el potencial gravitacional del Grupo Local, cuya masa dinámica es $\sim 2 \times 10^{12} M_{\odot}$ (Peñarrubia et al. 2014 [112]). Estas tres galaxias tienen asociadas a ellas (gravitacionalmente) galaxias satélites. Solamente en el halo de la Vía Láctea (a un radio > 25 kpc) se han encontrado 77 galaxias enanas (Muñoz et al. 2018 [98]).

En la figura 1.4 mostramos la figura tomada del artículo de McConnachie 2012 [89], donde se muestran las proyecciones de las coordenadas Galácticas de los grupos 1 (puntos rojos), 2 (puntos azules), y 3 (puntos verdes). Las galaxias más cercanas al Grupo Local, las cuales tienen distancias basadas en poblaciones estelares resueltas (que se puede medir la fotometría de cada estrella), se representan con puntos magenta. Estas galaxias se encuentran a distancias dentro de 3 Mpc del Grupo Local. Las posiciones de los grupos de galaxias más cercanas se muestran con puntos grises.

A estas galaxias se les conoce como galaxias enanas y son el tema central de este trabajo. La definición de galaxia enana toma en cuenta su baja masa, baja luminosidad, baja metalicidad y su tamaño (pequeño). Esta definición parece un tanto ambigua y puede cambiar de autor a autor. Grebel 2001 [44], sugiere que la definición de galaxia enana es una galaxia cuya magnitud absoluta en la banda V es más débil que $M_V = -18$ mag. Grebel 2001 [44], hace notar que la masa de las galaxias (en lugar de su luminosidad) sería un mejor criterio para definir a las galaxias enanas. Sin embargo, las masas son desconocidas (y difíciles de calcular) para la mayoría de las galaxias enanas, mientras que la luminosidad es una observable que se mide directamente. Por lo tanto la definición de galaxia enana en términos de su magnitud absoluta resulta adecuada.

Las galaxias enanas son piezas fundamentales para entender la evolución del Universo, pues se formaron en épocas muy tempranas. La (aparente) simplicidad y las edades extremas de las galaxias enanas implica una oportunidad para utilizarlas como ventanas a la era más temprana de la formación de galaxias. Además, hay que notar que este tipo de

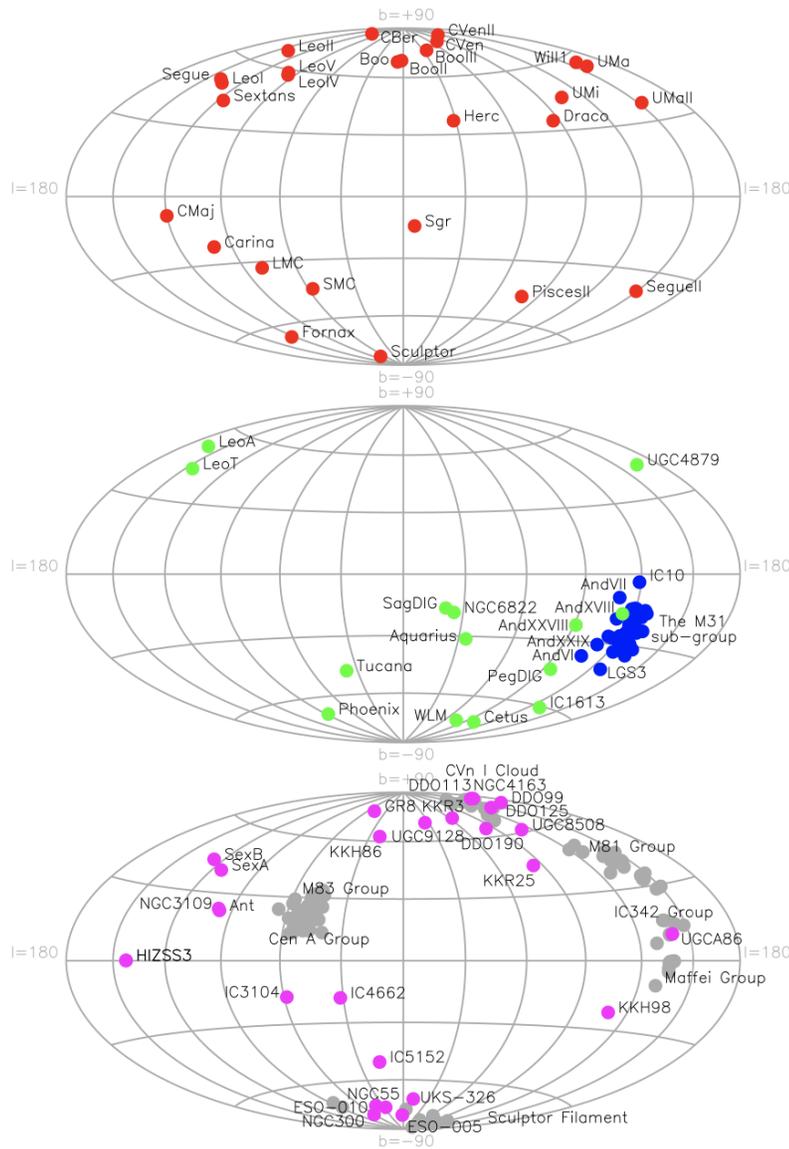


Figura 1.4: Figura 1 del artículo de McConnachie 2012 [89]. El panel superior muestra con puntos rojos las posiciones en coordenadas Galactocéntricas de los satélites de la Vía Láctea. En el panel intermedio se muestra el grupo de galaxias satélite ligadas a M31 (puntos azules), y las galaxias aisladas (verde). En el panel inferior se muestran las galaxias a una distancia menor a 3 Mpc del Grupo Local.

galaxias representan la población dominante de galaxias en el universo actual (Marzke & Da Costa 1997 [86]; Sawala et al. 2010 [134], Mateo 1998 [88]).

1.1. Morfología y estructura de las galaxias enanas

La secuencia de Hubble se basa en una clasificación morfológica que hoy sabemos no es evolutiva, no obstante varias propiedades físicas presentan cambios a lo largo de esta secuencia y por tanto los estudios morfológicos se han centrado en estudiar la formación y evolución de discos y esferoides (Roberts & Haynes, 1994 [128] y Freeman, 1999 [41]).

La morfología de galaxias enanas se divide en galaxias espirales enanas (dSs), galaxias compactas azules enanas (Blue Compact Dwarfs; BCDs), galaxias enanas irregulares (dIrrs), galaxias enanas elípticas (dEs), galaxias enanas esferoidales (dSphs), y galaxias enanas de marea (TDGs).

A continuación se presenta una descripción de los distintos tipos de galaxias enanas basada en el trabajo de Grebel, 2001 [44]:

Galaxias espirales enanas (dSs)

En el espectro visual, las dSs tienen brillos superficiales $\mu_V > 23$ mag arcsec⁻². Masas de hidrógeno neutro (HI) $< 10^9 M_\odot$, y el cociente masa-luminosidad (M/L) es alto (el cual se infiere de curvas de rotación). Estas galaxias presentan formación estelar continua.

Galaxias compactas azules enanas (BCDs)

Las BCDs son galaxias cuya formación estelar es muy alta (de ahí su color; *blue*). Estas galaxias presentan brotes de formación estelar muy concentrados en sus centros galácticos. El gas ($M_{HI} \sim 10^9 M_\odot$) y estrellas en las BCDs también se encuentran muy concentrados en el centro, lo que lleva a detonar más formación estelar y en consecuencia la densidad superficial de brillo en el visual es muy alta $\mu_V < 19$ mag arcsec⁻².

Galaxias irregulares enanas (dIrrs)

Las galaxias dIrrs tienen morfología irregular, y las regiones HII brillantes dominan la luminosidad en el óptico. Las dIrrs son ricas en HI, tienen una $\mu_V < 23 \text{ mag arcsec}^{-2}$, y una masa en gas neutro de $M_{HI} \sim 10^9 M_\odot$. Se piensa que las dIrrs en una fase de transición, y que eventualmente estas galaxias se convertirán en galaxias esferoidales enanas.

Galaxias elípticas enanas (dEs)

Las galaxias dEs tienen una apariencia elíptica (como su nombre lo dice), son compactas, y tienen densidades estelares centrales muy altas. Presentan una $\mu_V < 21 \text{ mag arcsec}^{-2}$, y el contenido de HI es $M_{HI} \sim 10^8 M_\odot$. La cantidad de gas puede ser mínima o no detectable. Estas galaxias pueden tener un núcleo que puede contener hasta el 20 % de la luz total de la galaxia. Estas galaxias se encuentran generalmente alrededor de galaxias masivas.

Galaxias esferoidales enanas (dSphs)

Las galaxias dSphs son galaxias difusas con $\mu_V > 22 \text{ mag arcsec}^{-2}$, son muy deficientes en gas $M_{HI} < 10^5 M_\odot$. Este tipo de galaxia se encuentra alrededor de galaxias masivas. Las dispersiones de velocidad de estas galaxias, indican que contienen una gran cantidad de materia oscura. Este tipo de galaxias puede llegar a tener un cociente masa-luminosidad $M/L \sim 100$.

Galaxias enanas de marea (TDGs)

Las TDGs son formadas a partir de restos de galaxias masivas, arrancados por medio de interacciones gravitacionales y fusiones. Por su proceso de formación, la principal característica de estas galaxias es que no contienen materia oscura, y pueden presentar metalicidades altas (dependiendo de la etapa evolutiva de sus progenitores) para su luminosidad (Duc & Mirabel 1998 [36]).

1.2. Materia oscura en galaxias enanas

La materia oscura (DM) ha sido todo un enigma desde el siglo pasado. Fue estudiada por primera vez de forma exhaustiva por Fritz Zwicky [156]. Sabemos que existe debido a que interactúa gravitacionalmente con la materia bariónica (electrones, protones y neutrones). La existencia de DM se ha inferido principalmente por la dispersión de velocidades en los cúmulos de galaxias (Binney & Tremaine, 1987 [8]), las curvas de rotación planas en galaxias de disco (Rubin et al. 1964 [130], Binney & Tremaine, 1987 [8]) y las lentes gravitacionales (Massey et al. 2010 [87]).

Hoy sabemos que la formación de galaxias, tanto para galaxias *grandes* como para galaxias enanas, es sensible a las propiedades de la DM debido a los pozos de potencial gravitacional de los halos oscuros en los que se forman (Guo et al. 2020 [47]). Por ejemplo, en el modelo estándar Λ -CDM (Jackson, 2021 [61]; Guo et al. 2020 [47]), las galaxias enanas son los primeros sistemas en colapsar, y son conocidas por ser los *ladrillos de construcción* que forman sistemas mas grandes en el modelo jerárquico de formación de galaxias (Blumenthal et al. 1984 [10]; Grebel, 2001 [44]). Conforme pasa el tiempo, los halos de DM atraen el gas a su centro de potencial gravitacional y eventualmente, este gas acumulado puede aumentar su densidad hasta el punto de formar estrellas. La continua formación estelar dará paso a la formación de una galaxia.

En la Fig. 1.5 se muestra una infografía orientada a la divulgación científica sobre los aspectos mas generales de la DM.



Figura 1.5: Infografía sobre materia oscura.

1.2.1. Materia oscura en galaxias soportadas contra el colapso por dispersión de velocidades

Como se mencionó antes, las galaxias esferoidales enanas son el tipo de galaxias más frecuentes en el Universo. En el caso de estos sistemas, la manera de estimar su contenido de materia oscura depende de la dispersión de velocidades de las estrellas.

Por medio de la espectroscopía podemos obtener las velocidades promedio de las estrellas a lo largo de la línea de visión (v_l). Las líneas de absorción nos da información sobre la dispersión de velocidades de las estrellas a lo largo de la línea de visión (σ_l). Tanto las velocidades, como la dispersión de velocidades tienen tres componentes en las direcciones r , θ , y ϕ . Para galaxias de tipo elipsoidal, usualmente se consideran distribuciones de velocidad isotrópicas, en cuyo caso las dispersiones de velocidad en las tres direcciones (en coordenadas esféricas) es igual: σ_x , σ_y , y σ_z .

Por otro lado la ecuación de Jeans (Jeans 1919) relaciona la densidad estelar y la dispersión de velocidades de la componente estelar, y el potencial gravitacional, el cual puede suponerse como el potencial gravitacional de un halo de materia oscura. Para la dispersión de velocidades radial (Binney & Tremaine 1987 [8]):

$$\frac{1}{\rho} \frac{d}{dr} (\rho \sigma_r^2) + 2\beta \frac{\sigma_r^2}{r} = -\frac{d\Phi}{dr}, \quad (1.2)$$

donde $\beta = 1 - \sigma_\theta^2(r)/\sigma_r^2(r)$, es una medida de la anisotropía de la distribución de velocidad. Para el caso donde las órbitas son isotrópicas, $\beta = 0$.

Suponiendo que el potencial gravitacional Φ en la ecuación 1.2 está dado por el potencial gravitacional del halo de materia oscura tipo NFW (Navarro et al. 1995 [100], 1996 [101], 1997 [102]):

$$\frac{\rho_r}{\rho_0} = \frac{\delta_{char}}{(r/r_s)(1+r/r_s)^2}, \quad (1.3)$$

donde δ_{char} es la densidad característica, r_s es el radio de escala $r_s = r_v/c$, c se define como el parámetro de concentración del halo, y r_v es el radio virial del halo de materia oscura. El radio virial se define como el radio dentro del cual la densidad es igual a la densidad crítica (ρ_c) del Universo en el corrimiento al rojo del sistema, multiplicado por una constante de sobredensidad (ψ).

La densidad característica se relaciona con la concentración c de un halo tipo NFW como:

$$\delta_{char} = \frac{\psi c^3 g(c)}{3}, \quad (1.4)$$

donde

$$g(c) = \frac{1}{\ln(1+c) - c/(1+c)}. \quad (1.5)$$

Si definimos $s = r/r_v$ (como se hace en Lokas & Mamon 2001 [79]), se puede reescribir la ecuación 1.3 como:

$$\frac{\rho_s}{\rho_0} = \frac{\phi c^2 g(c)}{3s(1+cs)^2}. \quad (1.6)$$

Por otro lado, la masa está definida como

$$M_v = \frac{4}{3}\pi r_v^3 \psi \rho_0. \quad (1.7)$$

Entonces la distribución de masa en términos de la masa virial (M_v) está dada por

$$\frac{M_s}{M_v} = g(c) \left[\ln(1+cs) - \frac{cs}{(1+cs)} \right]. \quad (1.8)$$

El potencial gravitacional asociado a la distribución dada por la ecuación 1.6, es

$$\frac{\Phi(s)}{V_v^2} = -g(c) \frac{\ln(1+cs)}{s}, \quad (1.9)$$

donde V_v^2 es la velocidad circular a un radio $r = r_v$. Entonces tenemos que

$$\frac{V_s^2}{V_v^2} = \frac{g(c)}{s} \left[\ln(1+cs) - \frac{cs}{1+cs} \right]. \quad (1.10)$$

Las ecuaciones 1.8, 1.9, y 1.10 fueron derivadas por Cole & Lacey, 1996 [27].

La dispersión de velocidades radial, puede ser obtenida al resolver la ecuación de Jeans, ecuación 1.2. Como mencionamos anteriormente, el parámetro β es una medida de la anisotropía en la distribución de velocidades. El caso más simple es suponer que las órbitas son isotrópicas, i. e. $\sigma_\theta = \sigma_r = 0$. Si se supone que el parámetro de anisotropía es cero, la solución para la ecuación de Jeans 1.2 es

$$\frac{\sigma_r^2}{V_v^2}(s, \beta = 0) = g(c)(1 + cs)^2 s^{1-2\beta} \times \int_s^\infty \frac{s^{2\beta-3} \ln(1 + cs)}{(1 + cs)^2} - \frac{s^{2\beta-2}}{(1 + cs)^3}. \quad (1.11)$$

Para el isotrópico ($\beta = 0$) se tiene una solución analítica de la siguiente forma:

$$\frac{\sigma_r^2}{V_v^2}(s, \beta = 0) = \frac{1}{2} c^2 g(c) s (1 + cs)^2 \left[\pi^2 - \ln(cs) - \frac{1}{cs} - \frac{1}{(1 + cs)^2} - \frac{6}{1 + cs} + \left(1 + \frac{1}{c^2 s^2} - \frac{4}{cs} \right) - \frac{2}{1 + cs} \times \ln(1 + cs) + 3 \ln^2(1 + cs) + 6 Li_2(-cs) \right], \quad (1.12)$$

donde $Li_2(x)$ es la función de Spence (la cual puede ser aproximada por $Li_2(x) \sim x[1 + 10^{-0.5}(-x)^{0.62/0.7}]^{-0.7}$).

En la figura 1.6 se muestra un ejemplo de la dispersión de velocidades, normalizada con respecto a la velocidad circular (σ_r/V_v) para diferentes valores de la concentración; $c = 5, 10$ y 100 , para una distribución de densidad de masa de un halo de materia oscura tipo NFW (Lokas & Mamon 2001 [79]).

Una vez que se relaciona la dispersión de velocidades con el potencial del halo de la materia oscura, se puede calcular la masa dinámica asociada. El panel izquierdo de la figura 1.7 (figura 10 del artículo de McConnachie 2012 [89]) muestra la estimación de la masa dinámica de galaxias enanas en el Grupo Local (rojo; galaxias satélite de la Vía Láctea, azul; galaxias satélite de M21, y verde; galaxias enanas aisladas) dentro de el radio a la mitad de la luminosidad (*half-light radius*; r_h) que se define como el radio dentro del cual se encuentra la mitad de la masa del sistema, como función de la magnitud absoluta en el

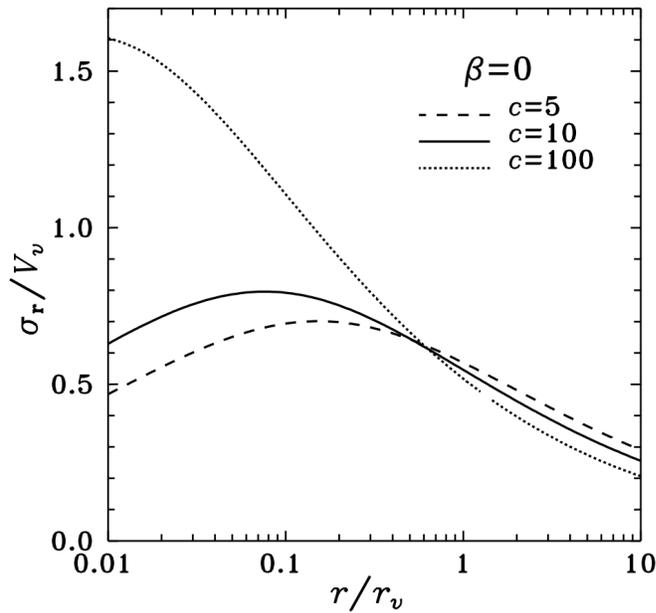


Figura 1.6: Figura 1 del artículo de Lokas & Mamon 2001 [79]. En esta figura se muestra la solución de la ecuación de Jeans (ecuación 1.2) para la dispersión de velocidades radiales en función del radio. En este caso el parámetro de anisotropía $\beta = 0$. La figura muestra tres diferentes casos para la concentración del halo de materia oscura.

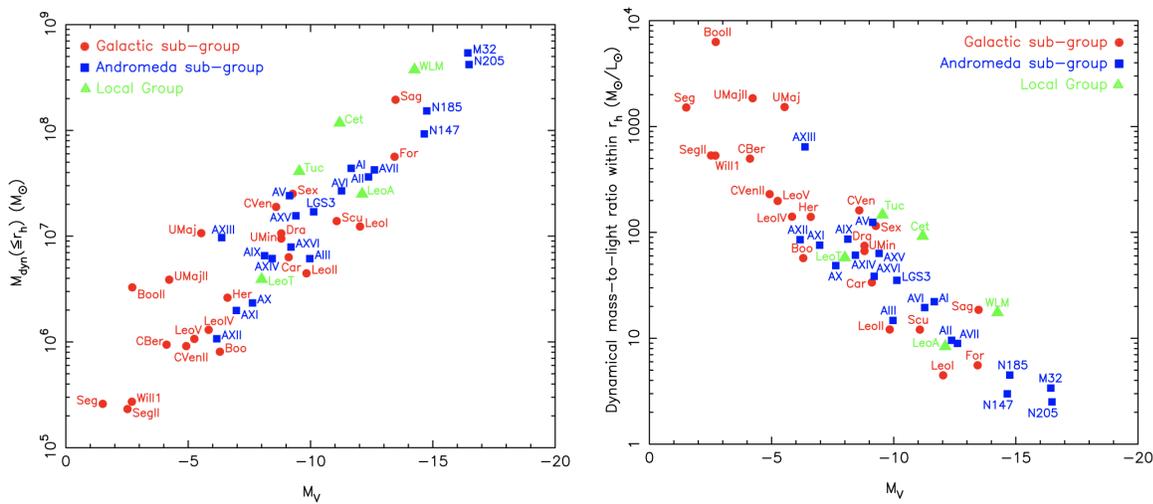


Figura 1.7: La figura izquierda muestra la masa dinámica dentro de un radio de la mitad de la luminosidad, de las galaxias enanas del Grupo Local, en función de la magnitud visual absoluta (figura 10 de McConnachie, 2012 [89]). La figura derecha muestra el cociente masa-luminosidad dinámico, en función de la magnitud visual absoluta (figura 11 de McConnachie, 2012 [89]).

visible (M_V). El panel derecho de la figura 1.7 (figura 11 del artículo de McConnachie 2012 [89]) muestra el cociente masa-luminosidad dinámico, en función de la magnitud visual absoluta. En este caso la masa dinámica esta normalizada por $0.5 L_*$ debido a que cuando no hay DM se utiliza un cociente barionico $M/L = 2$. Con esto se obtiene el cociente masa-luminosidad (M/L) para cada galaxia satélite del Grupo Local, dentro del radio de la mitad de la luminosidad. La figura 1.7 muestra una clara relación (de una ley de potencias) entre la masa dinámica y M_V , la cual barre un rango mayor a 10^6 en luminosidad.

La figura 1.7 nos da un estimado de la cantidad de materia oscura en las galaxias enanas del Grupo Local. Podemos observar que el cociente masa-luminosidad tiene un valor de $M/L \sim 3$ (para algunas galaxias satélite de M31; i.e. N185, N147, M32 y N205) entre $M/L \sim 1000$ y 6000 para algunas galaxias satélite de la Vía Láctea (i.e. BooII, Seg, UMaI y UMaII). Las galaxias enanas satélite de la Vía Láctea tienen $9 \lesssim M/L \lesssim 9000$, por lo tanto su dinámica está dominada por el halo de materia oscura.

A pesar de que la DM predomina en las galaxias enanas, recientemente se ha argumentado que no todas las galaxias enanas están dominadas por ella (van Dokkum et al., 2019 [34]; Oman et al., 2016 [105]). De hecho los encuentros galaxia-galaxia crean fuerzas de marea que provocan la distorsión del disco galáctico y la expulsión de gas y estrellas, lo cual da origen a la formación de colas de marea que se caracterizan principalmente por su gran extensión. En estas colas de marea pueden formarse las **Galaxias Enanas de Marea**, las cuales no estan dominadas por DM, ver Fig. 1.8 (Zwicky 1956 [157]; Mirabel et al. 1992 [95]; Barnes & Hernquist 1992 [5] ; Bournaud & Duc 2006 [12] ; Wetzstein et al. 2007 [154]).

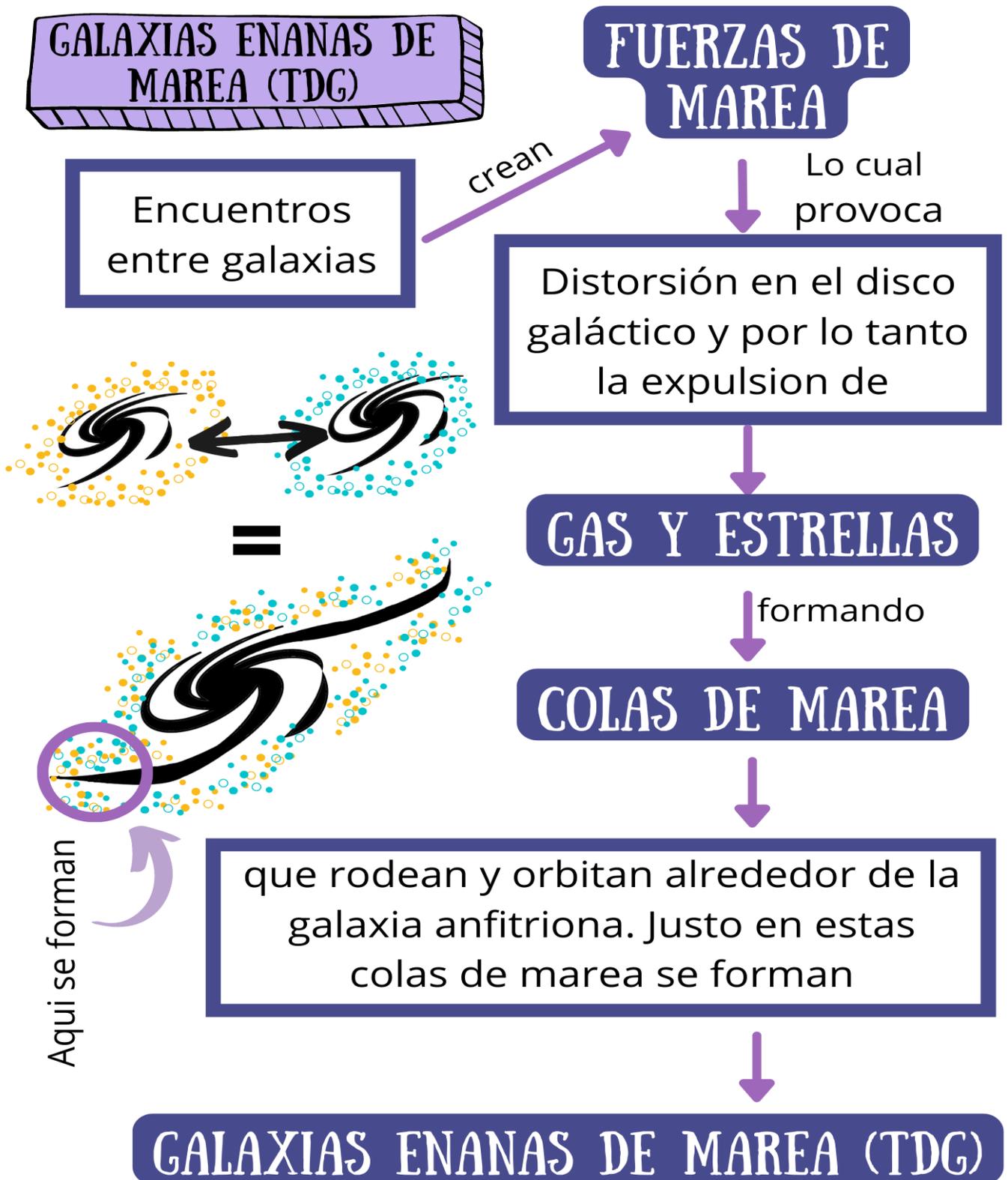


Figura 1.8: Infografía sobre TDG.

Capítulo 2

Galaxias Enanas de Marea (TDG)

Como mencionamos en el capítulo 1.1, un tipo de galaxias enana son las Galaxias Enanas de Marea. Desde la década de los cincuentas, Zwicky [157] señaló la posibilidad de que de las colas de marea generadas cuando existe una interacción gravitacional entre galaxias pudieran surgir sistemas auto-gravitantes, y que estos sistemas pudieran evolucionar para llegar a ser galaxias enanas.

2.1. Tensor de marea

Las mareas como un efecto físico en la naturaleza, son la consecuencia del potencial gravitacional al que es sometido un objeto. El ejemplo mas palpable de las mareas, es sin duda las mareas del mar (ver final de esta sección).

De forma análoga a como ocurre en la Tierra, las mareas tienen un efecto similar en sistemas mas grandes, como lo son los sistemas de galaxias interactuantes. Una marea galáctica es un proceso en el que un objeto de menor masa es distorsionado por uno de mayor masa (por ejemplo, una galaxia satélite influenciada por una galaxia tipo MW). Estos objetos experimentan una atracción gravitacional creando fuerzas de marea que pueden acabar en un escenario caótico y sorprendente al mismo tiempo: alteran la morfología de las galaxias más masivas y pueden llevar a la destrucción total de las galaxias satélites enanas (Tadashi, 2013 [147]).

Supongamos un par de galaxias interactuando gravitacionalmente. Siguiendo la nomenclatura de Renaud et al. (2010) [126], supongamos que tenemos una galaxia enana (D) orbitando una galaxia (mas masiva) tipo la Vía Láctea. Entonces, del *Segundo Teorema de Newton* (en el sistema de coordenadas de la galaxia enana D) se puede considerar la masa de la Vía Láctea como un punto masa, el cual esta situado en la posición del centro de masa de la Vía Láctea. Las fuerzas (aceleraciones) netas ejercidas sobre el punto r_* son: primero; la fuerza ejercida sobre ese punto debido a todo el resto de las estrellas en la galaxia enana D , y segundo; las fuerzas externas ejercidas debido a la Vía Láctea en el punto r_* . El centro de masa de la galaxia enana D , está sometido solo a la aceleración debido al potencial gravitacional de la Vía Láctea, entonces en el sistema de referencia de la galaxia enana D la fuerza neta ejercida sobre el punto r_* esta dado por:

$$a(r_*) = a_{int}(r_*) + [a_{ext}(r_*) - a_{ext}(r_D)] , \quad (2.1)$$

Podemos suponer que la distancia $\delta = r_* - r_D$ (la distancia entre la estrella $*$ dentro de la galaxia enana, y la posición del centro de masa de la galaxia enana D) es muy pequeña comparada con la distancia a la Vía Láctea, entonces podemos desarrollar a primer orden, de donde tenemos que:

$$a(r_*) = a_{int}(r_*) + \delta \partial a_{ext} . \quad (2.2)$$

Reescribiendo por componentes la ecuación 2.2 tenemos que:

$$\begin{pmatrix} a_x(r_*) \\ a_y(r_*) \\ a_z(r_*) \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} a_{int,x}(r_*) \\ a_{int,y}(r_*) \\ a_{int,z}(r_*) \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} \delta_x \\ \delta_y \\ \delta_z \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \frac{d}{dx} a_{ext,x} \frac{d}{dy} a_{ext,x} \frac{d}{dz} a_{ext,x} \\ \frac{d}{dx} a_{ext,y} \frac{d}{dy} a_{ext,y} \frac{d}{dz} a_{ext,y} \\ \frac{d}{dx} a_{ext,z} \frac{d}{dy} a_{ext,z} \frac{d}{dz} a_{ext,z} \end{pmatrix}$$

multiplicando las matrices tenemos que:

$$\begin{pmatrix} a_x(r_*) \\ a_y(r_*) \\ a_z(r_*) \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} a_{int,x}(r_*) \\ a_{int,y}(r_*) \\ a_{int,z}(r_*) \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} [\delta_x \frac{d}{dx} + \delta_y \frac{d}{dy} + \delta_z \frac{d}{dz}] a_{ext,x} \\ [\delta_x \frac{d}{dx} + \delta_y \frac{d}{dy} + \delta_z \frac{d}{dz}] a_{ext,y} \\ [\delta_x \frac{d}{dx} + \delta_y \frac{d}{dy} + \delta_z \frac{d}{dz}] a_{ext,z} \end{pmatrix}$$

Ahora, podemos definir el efecto del potencial externo a la galaxia enana D como $T_{j,i} = \partial^j a_{ext}^i$, este es el término j, i del tensor \mathbf{T} (de tamaño 3×3).

$$\mathbf{T} = \begin{pmatrix} \frac{d}{dx} a_{ext,x} & \frac{d}{dy} a_{ext,x} & \frac{d}{dz} a_{ext,x} \\ \frac{d}{dx} a_{ext,y} & \frac{d}{dy} a_{ext,y} & \frac{d}{dz} a_{ext,y} \\ \frac{d}{dx} a_{ext,z} & \frac{d}{dy} a_{ext,z} & \frac{d}{dz} a_{ext,z} \end{pmatrix}$$

El tensor \mathbf{T} es llamado el tensor de marea (p.ej. Renaud et al., 2008; 2011 [124, 125]). El tensor de marea es una representación estática del campo de marea; el efecto neto de las fuerzas externas a la galaxia depende de la órbita de la galaxia en el potencial externo (i. e. la variación temporal de la intensidad y orientación del campo de marea). Sabiendo las componentes del tensor de marea, se puede calcular el efecto del campo de marea a cualquier posición dentro de la galaxia enana D .

Como mencionamos antes, la aceleración externa es consecuencia de un potencial gravitacional (Φ_{ext}) ejercido por la Vía Láctea (en nuestro ejemplo), entonces la aceleración (externa) puede ser derivada del potencial externo:

$$a_{ext} = -\partial^i \Phi_{ext} , \quad (2.3)$$

Cabe notar que, dado que

$$T_{j,i} = -\partial^j (\partial^i \Phi_{ext}) = -\partial^i (\partial^j \Phi_{ext}) = T_{i,j} , \quad (2.4)$$

el tensor de marea es simétrico.

El tensor de marea puede ser aplicado a cualquier objeto espacialmente extendido, como lo son los cúmulos de galaxias, las galaxias, los cúmulos de estrellas, etc.

Un ejemplo puede ser la distribución de masa tipo *Plummer* (Plummer 1911 [117]), la cual es ampliamente utilizada para describir objetos extendidos como lo son los cúmulos globulares, galaxias esferoidales enanas, o la componente esferoidal de galaxias espirales.

Supongamos que partimos de un perfil de densidad de masa tipo Plummer:

$$\rho(r) = \frac{3Mr_p^2}{4\pi(r_p^2 + r^2)^{5/2}}, \quad (2.5)$$

donde r_p es el radio de escala, llamado radio de Plummer, y M es la masa total. La masa contenida a un radio r , en la distribución de Plummer, esta dada por:

$$M(r) = \frac{Mr^3}{(r_0^2 + r^2)^{3/2}}, \quad (2.6)$$

y el potencial asociado es:

$$\Phi(r) = \frac{-GM}{(r_0^2 + r^2)^{1/2}}. \quad (2.7)$$

Entonces, el tensor de marea (con la notación de Einstein) asociado a un potencial con una distribución de masa tipo Plummer, esta dado por:

$$T^{i,j} = -GM\partial^i \left(\frac{x_j}{(r_0^2 + r^2)^{3/2}} \right), \quad (2.8)$$

que es igual a:

$$T^{i,j} = -GM \frac{\delta^{i,j}(r_0^2 + r^2) - 3x_i x_j}{(r_0^2 + r^2)^{5/2}} \quad (2.9)$$

donde $\delta^{i,j} = 1$ para el caso donde $i = j$, y es cero para el caso donde $i \neq j$. Para el caso donde $r = x$, el tensor de marea se simplifica a:

$$T^{x,x}(r) = -GM \frac{r_0^2 - 2r^2}{(r_0^2 + r^2)^{5/2}}, \quad (2.10)$$

La ecuación 2.9 es el tensor de marea asociado a un potencial gravitacional ejercido por una distribución de masa tipo Plummer (Renaud, 2010 [126]).

Tres valores propios λ_i miden la fuerza del campo de marea, tomando la ecuación 2.3 se tiene que la traza (suma de los elementos de la diagonal \mathbf{T}) del tensor de marea \mathbf{T} esta dado por:

$$Tr(\mathbf{T}) = -\partial^i(\partial^i\Phi_{ext}) = -\left(\frac{d^2\Phi_{ext,x}}{dx^2} + \frac{d^2\Phi_{ext,y}}{dy^2} + \frac{d^2\Phi_{ext,z}}{dz^2}\right) = -\nabla^2\Phi_{ext} , \quad (2.11)$$

siendo el último término de la ecuación 2.11 el Laplaciano del potencial externo Φ_{ext} .

La ecuación de Poisson relaciona el Laplaciano del potencial gravitacional externo, con la densidad de masa:

$$\nabla^2\Phi = 4\pi G\rho_{ext} , \quad (2.12)$$

por lo tanto la traza del tensor de marea \mathbf{T} , puede escribirse en función de la densidad externa como:

$$Tr(\mathbf{T}) = -4\pi G\rho_{ext} . \quad (2.13)$$

La figura 2.1 muestra gráficamente el significado de los eigenvalores. Podemos notar que el valor de la traza del tensor de marea siempre es negativo, por lo que los valores propios λ_i no pueden ser simultáneamente positivos. Si este fuera el caso (caso *A* en la figura 2.1), se requeriría una densidad de masa negativa lo cual no tiene significado físico en la descripción Newtoniana de la gravedad. Entonces, para tener un significado físico los valores propios pueden tener dos (caso *B* en la figura 2.1) o un valor positivo (caso *C* en la figura 2.1), o tres valores negativos (caso *D* en la figura 2.1) (Dekel et al. 2003 [33]). El signo positivo de los valores propios λ_i nos indica expansión, mientras que un valor negativo nos indica compresión.

Supongamos nuevamente el sistema Tierra-Luna (Fig. 2.2).

La gravedad en este sistema inducen un *esfuerzo (marea)* (puntos *A* y *C*) a lo largo del eje Tierra-Luna, y ejercen una *compresión* a lo largo de los otros dos ejes (puntos *B* y *D*). Como anteriormente se mencionó, los valores propios negativos del tensor de marea

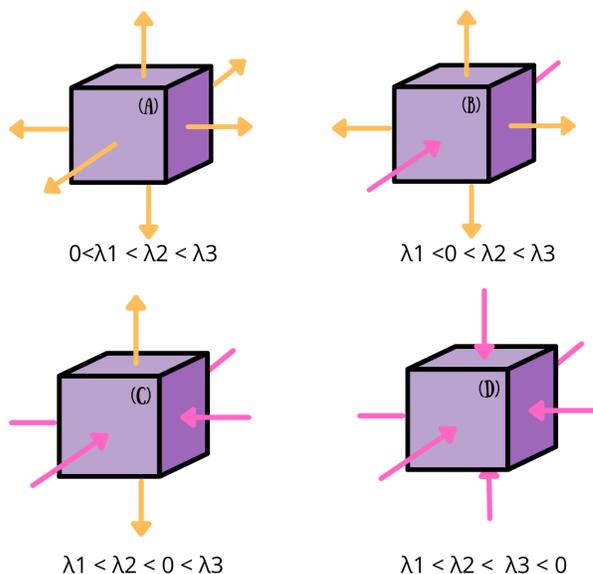


Figura 2.1: Efecto del signo de los valores propios λ_i del tensor de marea \mathbf{T} : (A) los tres valores propios son positivos (sin significado físico); (B) dos valores propios son positivos y un valor es negativo; (C) dos valores propios son negativos y un valor es positivo; (D) los tres valores propios son negativos (i.e. modo totalmente compresivo).

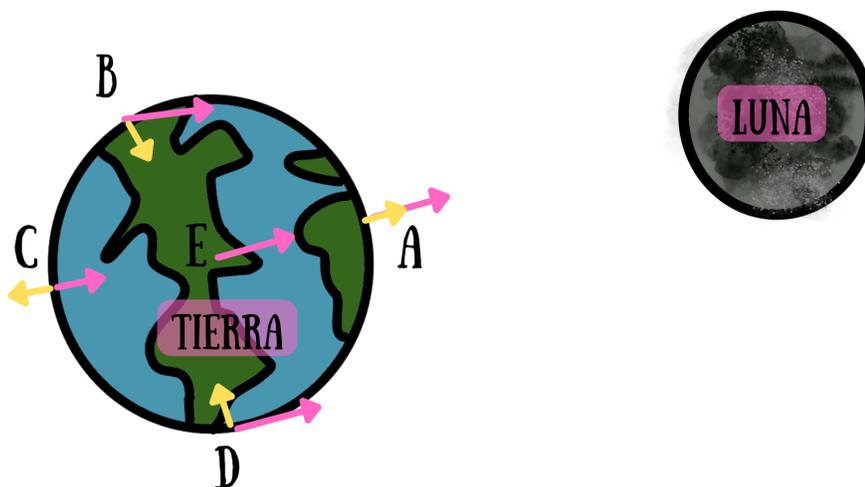


Figura 2.2: Sistema Tierra-Luna; La atracción gravitacional ejercida por la Luna se muestra con flechas magenta. La fuerza diferencial o fuerza de marea, se muestra con flechas amarillas. Hay que notar que la fuerza de marea es un efecto de segundo orden del campo gravitacional.

denotan una compresión, mientras que los valores positivos denotan una expansión a lo largo del vector propio asociado (x,y,z) . Cuando los tres valores propios son negativos, las

mareas son totalmente compresivas (Renaud, 2010 [126]).

El efecto de las mareas galácticas se toma usualmente como un efecto destructivo, sin embargo dependiendo de la forma del potencial externo, las mareas pueden ser totalmente compresivas y detonar la formación estelar y dar paso a la formación de subestructura estelar. Las mareas totalmente compresivas serán las responsables de la formación y vida temprana de las galaxias enanas de marea, previniendo su destrucción y propiciando su creación.

Para ejemplificar las mareas totalmente compresivas, tomamos la simulación de las Antenas de Renaud 2010 [126] (ver figura 2.3).

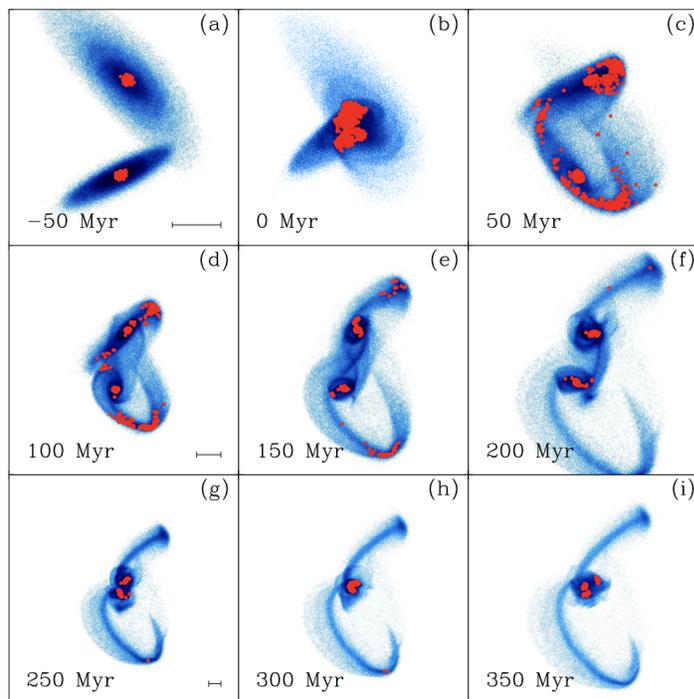


Figura 2.3: Evolución temporal de dos galaxias de disco con parámetros para simular el sistema de las Antenas; Renaud 2010 [126]. En azul se muestran las estrellas simuladas; en rojo se muestran las regiones con mareas totalmente compresivas.

En la figura 2.3 se pueden observar las regiones totalmente compresivas representadas con puntos rojos. Los paneles c, d, e, y f; muestran la creación y evolución de las colas de marea en este sistema en interacción. Las colas de marea contienen varias regiones cuyas mareas

son totalmente compresivas. Las regiones de mareas totalmente compresivas mayores, se encuentran cerca de la punta de ambas colas de marea (ver panel e de la figura 2.3). Es en estas regiones cercanas a la punta de las colas de marea en el sistema de galaxias de las Antenas, donde se han encontrado galaxias enanas de marea (ver figura 2.4). Además de haber regiones compresivas en la punta de las colas de marea, Renaud 2010 [126] encuentra que la duración de los modos de compresión es del mismo orden que el tiempo de formación estelar; la evolución de la masa de gas en modo totalmente compresivo está ampliamente relacionado con la tasa de formación estelar.

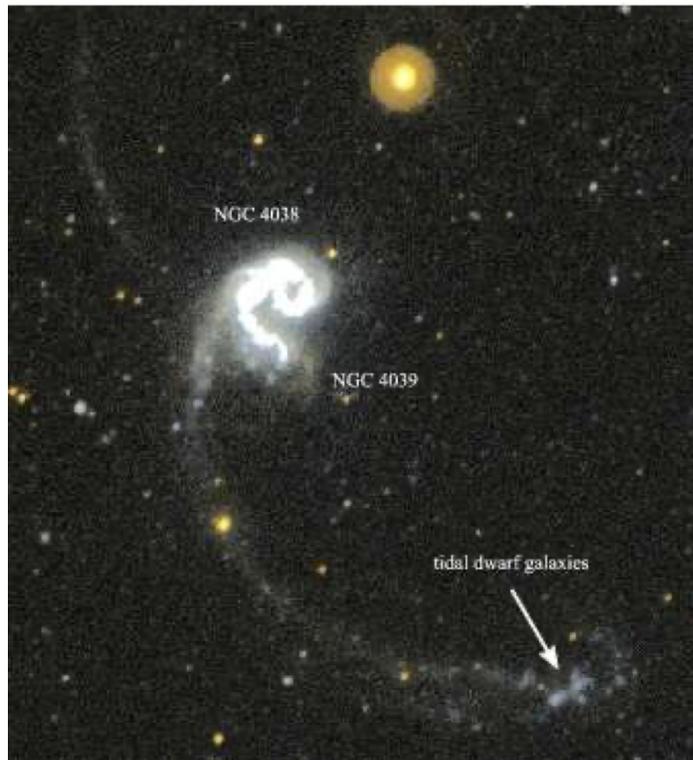


Figura 2.4: Observación del sistema de galaxias, las Antenas. Composición en lejano UV (azul) y cercano UV (rojo); Martin et al. 2005 [83]. En la punta de las colas de marea son observadas TDGs (Hibbard et al. 2005 [50]).

Durante la interacción de dos galaxias, las fuerzas de marea responsables de crear estructuras a gran escala como lo son brazos, puentes y colas, pueden perturbar el campo de marea a estas escalas (de tamaño), provocando la creación de nuevas regiones compresivas.

Sean las mareas compresivas o no, la representación matemática de las mareas nos permite describir los efectos a gran escala de objetos mas pequeños, como lo son las galaxias enanas y los cúmulos estelares.

2.2. Colas de marea

En el paradigma de la formación jerárquica de las galaxias, los halos de materia oscura van creciendo debido a la fusión entre halos mas pequeños (Blumenthal et al. 1984 [10]; Davis et al. 1985 [30]; Stewart et al. 2009 [146]) por lo tanto, el estudio de fusiones de galaxias es una pieza clave para entender la historia de ensamblaje de las galaxias, y la evolución de las mismas.

Uno de los indicadores más evidentes en las interacciones entre galaxias es la presencia de colas de marea. Las colas de marea son esos filamentos delgados (estelares y gaseosos) que se aprecian alrededor de galaxias que están interaccionando (ver Fig. 2.7 y 2.8). La característica más destacada de las colas de marea es su gran extensión (Ren et al. 2020 [123]), la cual depende principalmente de la distancia mínima entre las galaxias en interacción (Reshetnikov, 2000 [121]). Los tamaños típicos de las colas alcanzan más de 150 kiloparsecs (por ejemplo, una cola de 180 kpc en el sistema Arp 299, ver Fig 2.5 (Hibbard et al. 1999 [49]).

La historia cuenta que el primero en observar colas de marea fue William Herschel mientras observaba cómo un sistema de nebulosas se conectaba por filamentos largos y delgados. Tiempo después, Holmberg, 1940 [55] ; 1941 [56] y Zwicky, 1959 [158] señalaron que las colas y brazos de marea observados en las galaxias eran producidos por las fuerzas de marea ocasionadas por las colisiones entre galaxias. Esto fue confirmado por los estudios numéricos de Toomre & Toomre en 1972 [148] quienes demostraron que efectivamente estos filamentos debían ser producto de las distorsiones de marea de galaxias que interactúan gravitatoriamente.

Los rasgos de marea generados en una fusión de galaxias dependen también en gran medida de la relación de masas, la fracción de gas, la estructura interna, la forma de los pozos de potencial gravitacional y los parámetros orbitales de las galaxias que se fusionan (Duc Renaud 2013 [127], Jian Ren et al.2020 [62]). Aunado a esto, Dubinski, Mihos & Hernquist

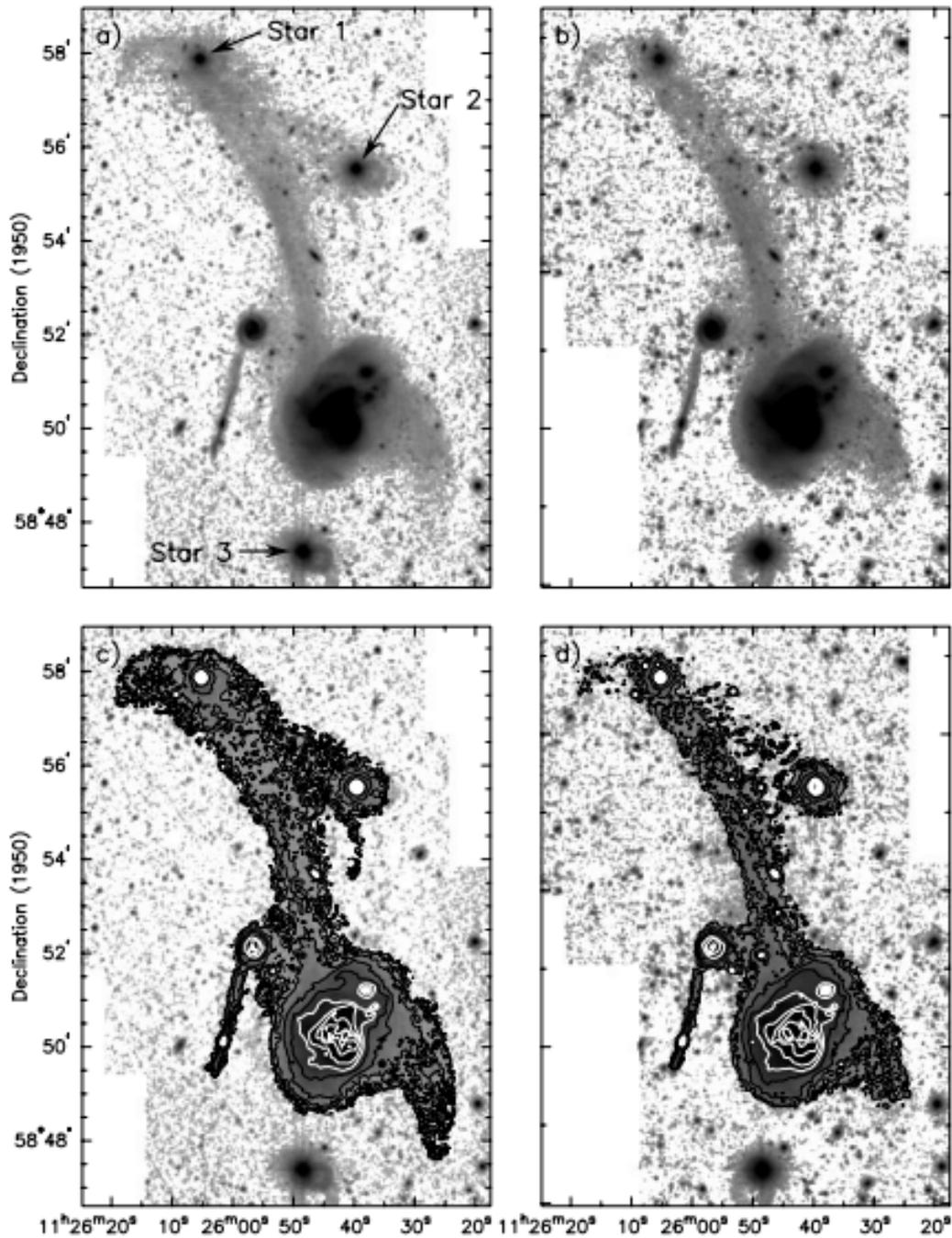


Figura 2.5: Imagen óptica del sistema Arp 299, que muestra la extensión total de la cola de marea. Los paneles (a) y (b) muestran una representación en escala de grises de los datos mientras que los paneles (c) y (d) añaden contornos. Publicado en (Hibbard et al. 1999 [49])

(1996) [35] demostraron numéricamente que en el proceso de fusión, las galaxias con halos más masivos producen colas de marea más cortas.

Para fines de este trabajo, es importante estudiar las características de las colas de marea para investigar cuestiones como el proceso de formación estelar, la extensión de los halos galácticos, las interacciones y fusiones a altos desplazamientos al rojo así como la formación de objetos tales como las TDG.

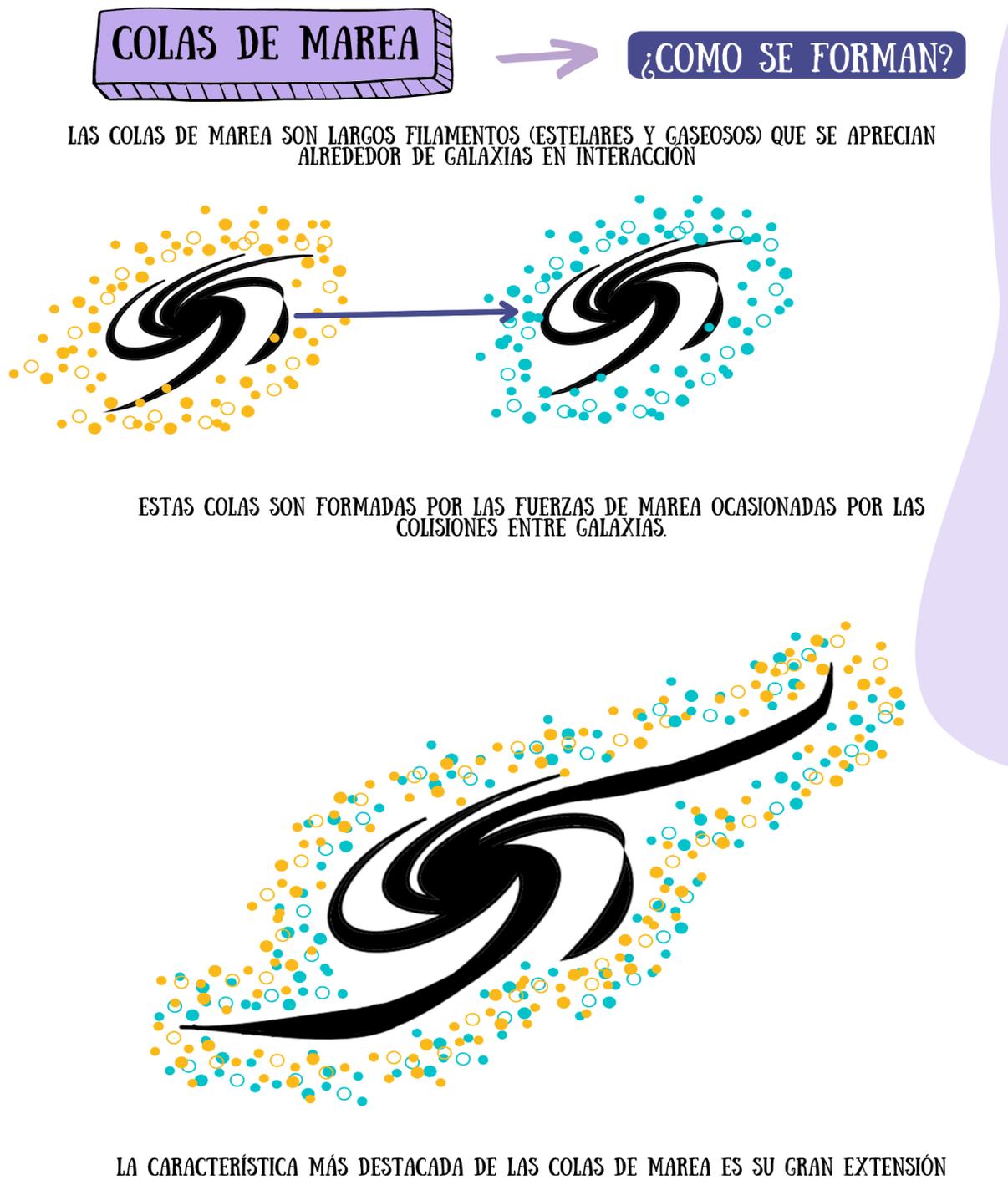


Figura 2.6: Infografía sobre colas de marea.



Figura 2.7: Par de galaxias llamado *Los Ratones*, NGC 4676A (derecha)/NGC 4676B (izquierda). Créditos: ACS Science & Engineering Team, Hubble Space Telescope, NASA

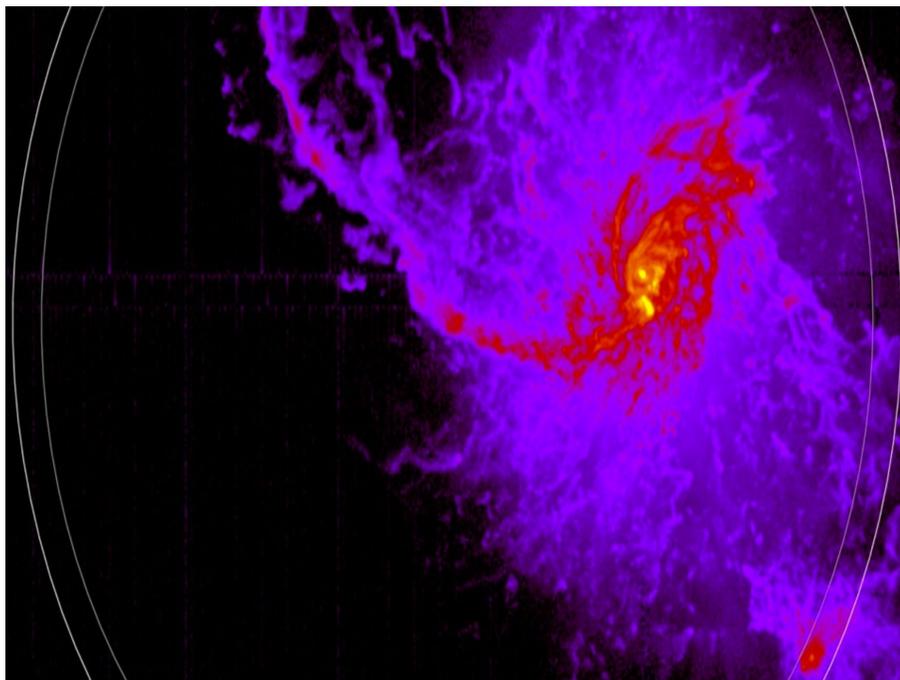


Figura 2.8: Distribución de la densidad de gas de una cola de marea, generada por la colisión de dos galaxias en la simulación de Illustris TNG-50.

2.3. Observaciones de Galaxias Enanas de Marea

La primera vez que se planteó la idea de que las galaxias de disco pudieran impulsar la formación de galaxias enanas al medio intergaláctico fue propuesta por Zwicky en 1956 [157], pero no fue sino hasta 1978 cuando Schweizer [137], retomando esta idea, propuso que algunas galaxias se formaban a partir de los escombros de galaxias en interacción. Esto desató interés en la comunidad astronómica, aunque fue hasta 1990 con las imágenes del New Technology Telescope (NTT) que presentaron Melnick & Mirabel en 1990 [91] correspondientes a imágenes de varios sistemas de galaxias interactuantes, cuando por primera vez mostraron la existencia de estas largas colas. Un año después, utilizando estos sistemas, Mirabel, Lutz & Maza (1991) [94] encontraron que hacia los extremos de una cola de 500 kpc, había condensaciones de gas y estrellas azules. Estos autores propusieron que estas condensaciones podrían en un futuro convertirse en sistemas separados, es decir en una galaxia enana aislada. Este es el parte aguas de la existencia de las galaxias enanas de marea, pues es la primera vez que el concepto como tal entra en rigor en la comunidad científica. No obstante aquí todavía no fueron bautizadas como tal, sino hasta un año después, cuando Mirabel et al. (1992) [95] descubrieron la primer TDG en un estudio fotométrico de las galaxias Antena.

Gracias a estos estudios, hoy sabemos que las TDG son condensaciones de gas y estrellas ligadas gravitacionalmente sin la ayuda de DM que se forman durante las interacciones entre galaxias (Querejeta et al. 2021 [120]). Presentan propiedades similares a las galaxias enanas clásicas en términos de masa y tamaño. Ambos tipos tienen morfologías irregulares pero la luminosidad de CO en las TDG es dos órdenes de magnitud mayor que la de las galaxias enanas clásicas que sí contienen DM (Braine et al. 2001 [15]), alcanzan masas estelares entre $10^6 M_{\odot}$ y $10^9 M_{\odot}$ (Haslbauer, 2019 [48]), pueden convertirse en satélites que orbitan alrededor de su galaxia progenitora y carecen de materia oscura. Barnes & Hernquist 1992 [5] fueron de los primeros en descubrir que la alta dispersión de velocidades de las partículas de materia oscura y el potencial gravitatorio poco profundo impedían que las TDG capturaran una cantidad significativa de materia oscura.

Hacia los años 2000, el tema volvió a tomar fuerza. Desde entonces, se han detectado mas galaxias enanas de marea en diversos sistemas en interacción, por ejemplo Weilbacher et al. (2000) [153] reportaron una muestra de TDG en 10 galaxias en interacción. Por su parte, Mendes de Oliveira et al. (2001) [90] un año después reportaron siete TDG en el Quinteto de Stephan. En 2007 Duc et al. estudiaron tres TDG donde demostraba que dentro del marco de la materia oscura fría (CDM), las TDG no pueden contener DM. Higdon et al. 2018 [51], por su parte, identificaron TDG en tres sistemas. En 2014, Nikiel et al. [140] reportaron una TDG en el triplete de Leo.

2.4. Galaxias Enanas de Marea en simulaciones cosmológicas

Un desafío en el estudio de la formación de las TDG es tratar de resolver cuestiones sobre su evolución en etapas posteriores. ¿Se desintegran y/o se reincorporan al halo estelar de su galaxia anfitriona? Desafortunadamente todavía no es posible observar la formación de las TDG más allá del Universo local, por lo que es necesario usar simulaciones numéricas para intentar resolver estos enigmas.

Las primeras simulaciones numéricas se dedicaron a estudiar la colisión de galaxias formadas por n-cuerpos. Toomre & Toomre, 1972 [148] simularon sus galaxias con apenas 120 partículas estelares. Demostraron que era posible inferir que estos filamentos largos y delgados fuesen el producto de las distorsiones de marea de galaxias que interactuaban gravitacionalmente. En 2006, utilizando simulaciones de N cuerpos, Bournaud & Duc, 2006 [12] , lograron producir 96 sistemas en interacción e identificaron condiciones favorables para la formación de TDG. Barnes & Hernquist en 1992 [5] , realizaron modelos numéricos utilizando el algoritmo *friends of friends* para encontrar objetos en las colas de marea. Por su parte, Kroupa en 1997 [70] utilizando n-cuerpos estudió la supervivencia de las TDG una vez que éstas se formaban.

Un salto importante en el estudio de las TDG se da con las simulaciones cosmológicas, es decir, simulaciones donde se sigue la evolución de un pedazo de Universo desde tiempos tempranos (altos redshifts, z) hasta el presente. Dos simulaciones importantes son las de EAGLE (Crain et al. 2015 [26]), un conjunto de simulaciones hidrodinámicas de gas que siguen la formación y evolución de más de 10,000 galaxias en un volumen representativo de un Universo Λ -CDM y las de Illustris TNG (Pillepich A et al. 2018 [113]), una nueva generación de simulaciones magnetohidrodinámicas que se ejecutan con el código de malla móvil Arepo y que también sigue una cosmología Λ -CDM .

Utilizando el conjunto de simulaciones EAGLE (Crain et al. 2015 [26]) Ploekinger et al.

2018 [116] lograron identificar candidatas a TDG (TDGc en lo sucesivo), con masas medias de gas de $8 \times 10^7 M_{\odot}$, con estrellas jóvenes y metalicidades altas, las cuales se formaron antes de $z = 1$ y se originan en galaxias anfitrionas con masas medias de gas de $5 \times 10^9 M_{\odot}$.

Posteriormente, Haslbauer et al. 2019 [48] estudiaron la frecuencia, evolución y propiedades de las TDG en la simulación Illustris y encontraron que tienen radios comparables a los de las galaxias enanas observadas y a las TDG formadas en otras simulaciones.

Moreno et al. 2022 [96] utilizaron la simulación EAGLE y encontraron que 30% de las galaxias progenitoras albergan al menos una galaxia satélite deficiente en materia oscura (con $10^8 - 10^9 M_{\odot}$ en la componente estelar).

En este trabajo estudiamos tanto la formación de 4 candidatas a TDG a diferentes corrimientos al rojo como un estudio completo del entorno en el que se formaron, las historias de fusión de las galaxias progenitoras, sus metalicidades, su fotometría y los componentes insitu/exsitu en la simulación cosmológica de alta resolución, illustris TNG-50.

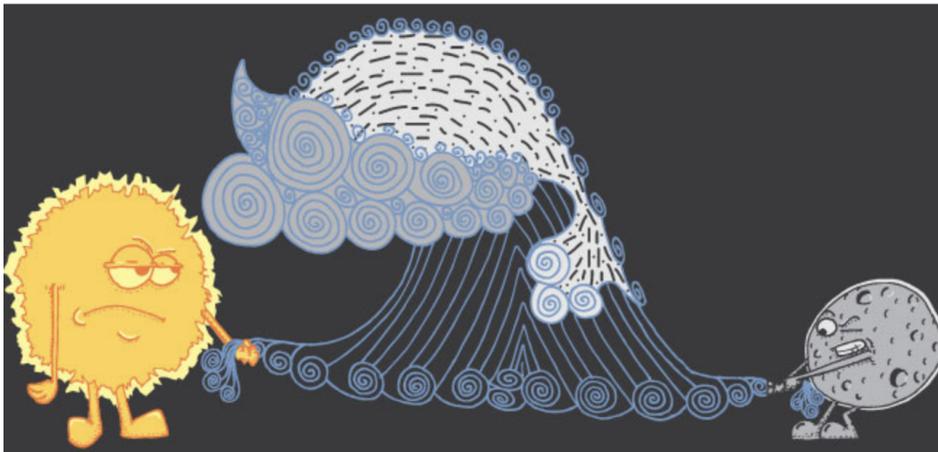
Una manera sencilla de entender a las Galaxias Enanas de Marea

Pensemos en las mareas del mar.

¿Por qué ocurren?

Se trata de una física simple y bastante estudiada a lo largo de los años. La Luna tiene su propia gravedad, que atrae a los océanos hacia ella y como consecuencia ocurre una protuberancia o marea alta en la Tierra.

Las fuerzas diferenciales entre el lado cercano y el lejano de la Tierra dependen de la tercera potencia de la distancia de la Luna a la Tierra (p. ej., Reshetnikov, 2000 [121]). Análogamente cuando dos galaxias experimentan un encuentro cercano, el campo de marea de una galaxia estira a su vecina radialmente dando lugar a un “canibalismo galáctico” donde las galaxias arrancan el gas y las estrellas que se encuentra a las afueras de su galaxia progenitora. Como resultado, las estrellas del lado más alejado de cada disco son expulsadas en largos y delgados filamentos, llamados colas de marea.



Source: *Tide of War*, Tad Thomas, *Infectious*

Figura 2.9: *Tide of War*, Tad Thomas.

2.5. Síntesis de poblaciones estelares: modelos de Bruzual & Charlot

Al igual que los arqueólogos utiliza el carbono-14 para determinar la edad de un fósil, los astrofísicos utilizan algunas propiedades para descubrir la historia de formación estelar presente en las galaxias. Spinrad & Taylor 1971[142] y Faber, 1972 [40] fueron de los primeros en utilizar la síntesis de poblaciones como método para estudiar el contenido estelar de las galaxias pero sus técnicas no tuvo mucha trascendencia debido a que el número de parámetros libres era demasiado grande para ser restringido por los espectros típicos de las galaxias y no fue hasta los años 80 cuando diversos autores como Bruzual, 1983 [19] y Arimoto & Yoshii 1987 [2] implementaron modelos que hasta el día de hoy se han convertido en herramientas fundamentales para la interpretación de los colores y espectros de las galaxias.

Algunas propiedades como la historia de la formación estelar (SFH), la metalicidad estelar, la función de masa inicial (IMF), la masa total en estrellas y la cantidad de polvo y gas son cantidades que determinan a una población estelar y que son medidas a partir de la distribución espectral de energía de las galaxias (SEDs).

Entre 1968 y 1990 se desarrollaron modelos de síntesis de poblaciones estelares (SPS) que se basaban en la teoría de la evolución estelar para restringir tipos estelares a una edad y metalicidad específica (e.g., Sargent & Bagnuolo 1973 [139], Bruzual, 1983 [19]).

Actualmente existen varios códigos de SPS que se diferencian por la elección de los ingredientes físicos, por las bibliotecas de espectros estelares que utilizan y por el tipo de interpolación para los rangos de edades y metalicidades que se usan. En este sentido, todo modelo de SPS se basa en describir la evolución temporal de la SED de una población estelar específica, y por tanto la receta básica de una SPS se compone de tres ingredientes: la teoría de la evolución estelar, las bibliotecas espectrales estelares y una IMF, que pueden ser una función de la metalicidad y/o del patrón de abundancia elemental (Conroy C. el

al. 2013 [28]).

Otro de los ingredientes fundamentales de los modelos de SPS son las bibliotecas estelares. En este trabajo utilizamos pyGALAXEV, una biblioteca que permite calcular la evolución espectral de poblaciones estelares variando dos parámetros principales: la edad y la metalicidad de las estrellas. Para calcular las propiedades fotométricas de las partículas estelares de la simulación TNG50 se utilizó el código pyGALAXEV (Bruzual 2022, comunicación privada). Este código permite utilizar tanto los modelos descritos por Bruzual y Charlot (2003, modelos BC03 en lo sucesivo)[20] , como los modelos descritos en Plat et al. (2019, modelos CB en lo sucesivo) [115].

Los modelos CB utilizan las trazas evolutivas de PARSEC (Bressan et al. 2012 [11]) para 16 valores de la metalicidad, mientras que los modelos BC03 utilizan las trazas de Padova 1994 (Alongi M. et al. 1993 [1]) para 6 valores de la metalicidad. pyGALAXEV permite utilizar las mismas bibliotecas estelares e IMFs para ambos conjuntos de modelos.

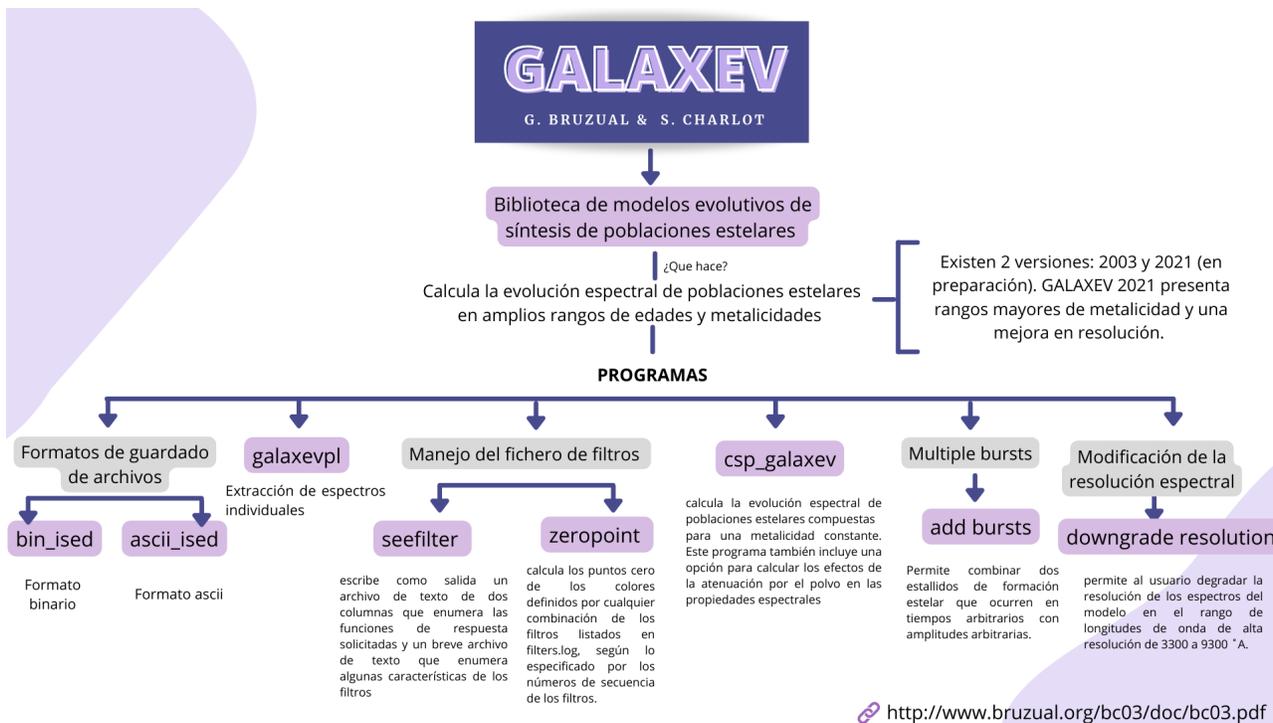


Figura 2.10: Infografía sobre código GALAXEV

2.6. Diagramas color-color

Históricamente, gran parte de las aportaciones científicas en la astrofísica se han centrado en estudiar la posición que ocupan las estrellas en el diagrama de Hertzsprung-Russell (HR), un gráfico que indica la relación entre las magnitudes absolutas o luminosidades de las estrellas en comparación con sus clasificaciones espectrales o las temperaturas efectivas.

El color de una estrella puede determinarse con precisión utilizando filtros que transmiten su luz dentro de una determinada longitud de onda y justo la diferencia de magnitud entre las diferentes regiones de longitud de onda es lo que conocemos como color (Carroll, 2007 [21]).

A partir de los datos publicados en Schmid - kaler (1982) y Pelieter (1989), James Binney y Michael Merrifield en su libro "Galactic astronomy" [9] construyen un diagrama de dos colores 2.11. Este diagrama de dos colores esta compuesto por estrellas de secuencia principal y estrellas supergigantes de luminosidad clase I. Generalmente, un diagrama color-color también muestra una secuencia principal a lo largo de la cual la mayoría de las estrellas están alineadas.

En este trabajo se calculó la fotometría utilizando el catalogo "GFM_StellarPhotometrics" de Illustris TNG , el cual contiene fotometría estelar sintética (colores) incluyendo los efectos del oscurecimiento por polvo. Estos corresponden al modelo C de polvo fiducial de Nelson+ (2018a) [104], por lo cual el enrojecimiento interestelar desplaza las ubicaciones estelares en ambos colores. Esto se discute mas adelante en el capítulo 4 correspondiente a resultados.

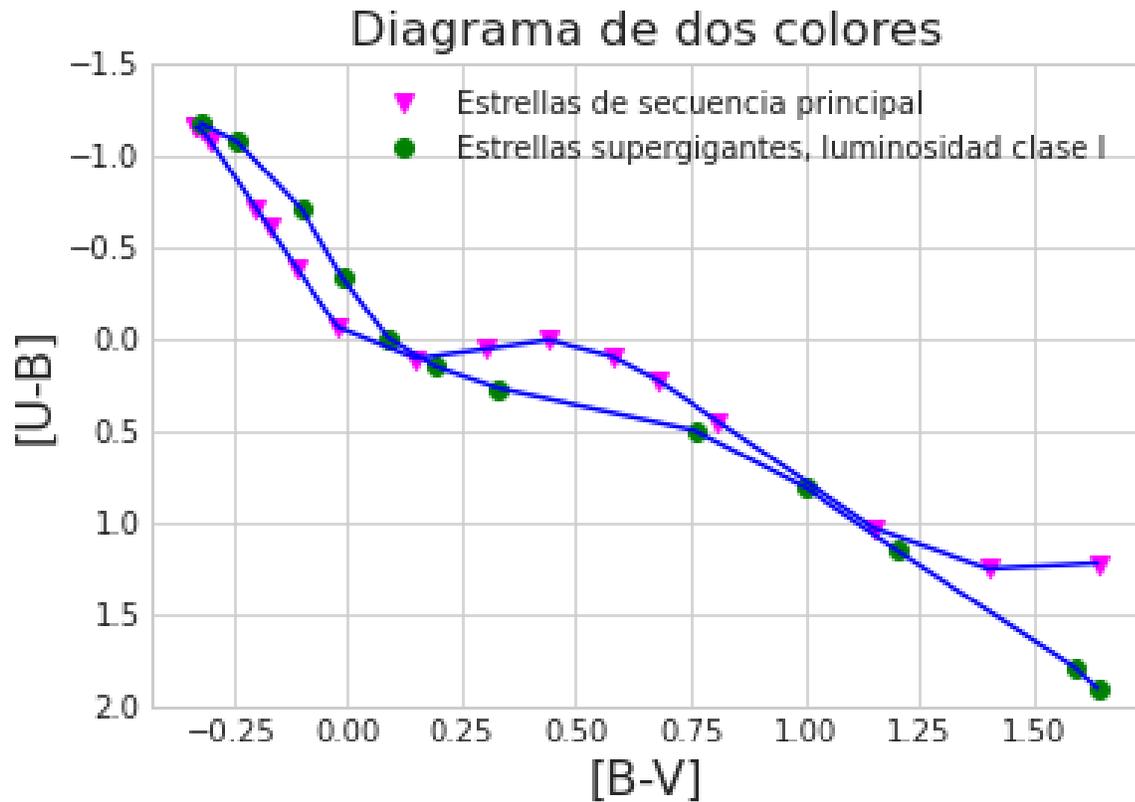


Figura 2.11: diagrama color-color para estrellas de secuencia principal (triángulos magenta) y estrellas supergigantes luminosidad clase I (círculos verdes) datos tomados del libro "Galactic Astronomy" de James Binney y Michael Merrifield.

2.7. Metalicidad de las TDG

Una de las propiedades más importantes de las galaxias es su composición química ya que nos da información crucial sobre la formación y la evolución de éstas. En astrofísica se entiende por metalicidad (Z) a la abundancia de elementos más pesados que el helio presentes en una estrella. (Sharma et al. 2022 [136]).

En principio, el enriquecimiento químico en un lugar determinado de una galaxia depende de la entrada de gas fresco (nuevo), de la tasa de formación estelar actual, y de la densidad estelar. Estos procesos dependen de la edad y el lugar donde nacen las estrellas, lo cual sugiere que las abundancias químicas también deberían ser una función de la edad, y de las características del medio ambiente donde se forman. (Sharma et al. 2022 [136]).

La mayoría de los modelos de evolución química de las galaxias espirales predicen que la metalicidad disminuye con el radio galactocéntrico (Schönrich & Binney 2009 [138], Sanchez et al. 2019 [131]). Las primeras estrellas que se formaron a partir del gas prístino que quedó después del Big Bang fueron muy masivas y fueron las estrellas que proporcionaron los primeros metales al medio interestelar y posteriormente las estrellas se formaron a partir de material químicamente enriquecido, por lo que presentaron metalicidades mas altas. (Binney et al. 1987 [8], Schneider et al. 2015[111]). En este sentido, hoy sabemos que las estrellas viejas son menos metálicas, mientras que las estrellas jóvenes presentan metalicidades mas altas y esto a su vez, es consistente con la clasificación química de Baade (Ver Fig. 2.12).

Las estrellas son las responsables del enriquecimiento químico de una galaxia pues a lo largo de su vida procesan elementos ligeros en elementos mas pesados. El medio interestelar de las galaxias espirales es el gas y polvo que se encuentra en el espacio intergaláctico alrededor de ella y que interactúa a través de vientos estelares y eyecciones de materia. Las galaxias espirales suelen presentar un gradiente de metalicidad radial negativo, es decir son mas metalicas al centro y menos metalicas a las periferia (Lemasle et al. 2013 [75]).

Como lo hemos mencionado anteriormente, las TDG se originan en galaxias anfitrionas cuyas masas de gas son $\sim 10^9 M_{\odot}$, las cuales contienen estrellas jóvenes ricas en metales. Estas galaxias se forman a partir de material reciclado proveniente de una galaxia anfitriona que ha sido previamente enriquecida químicamente (Schneider et al. 2015[111]).

La composición química cambia conforme la galaxia evoluciona. De este modo, la metalicidad proporciona información sobre su historia de formación estelar.

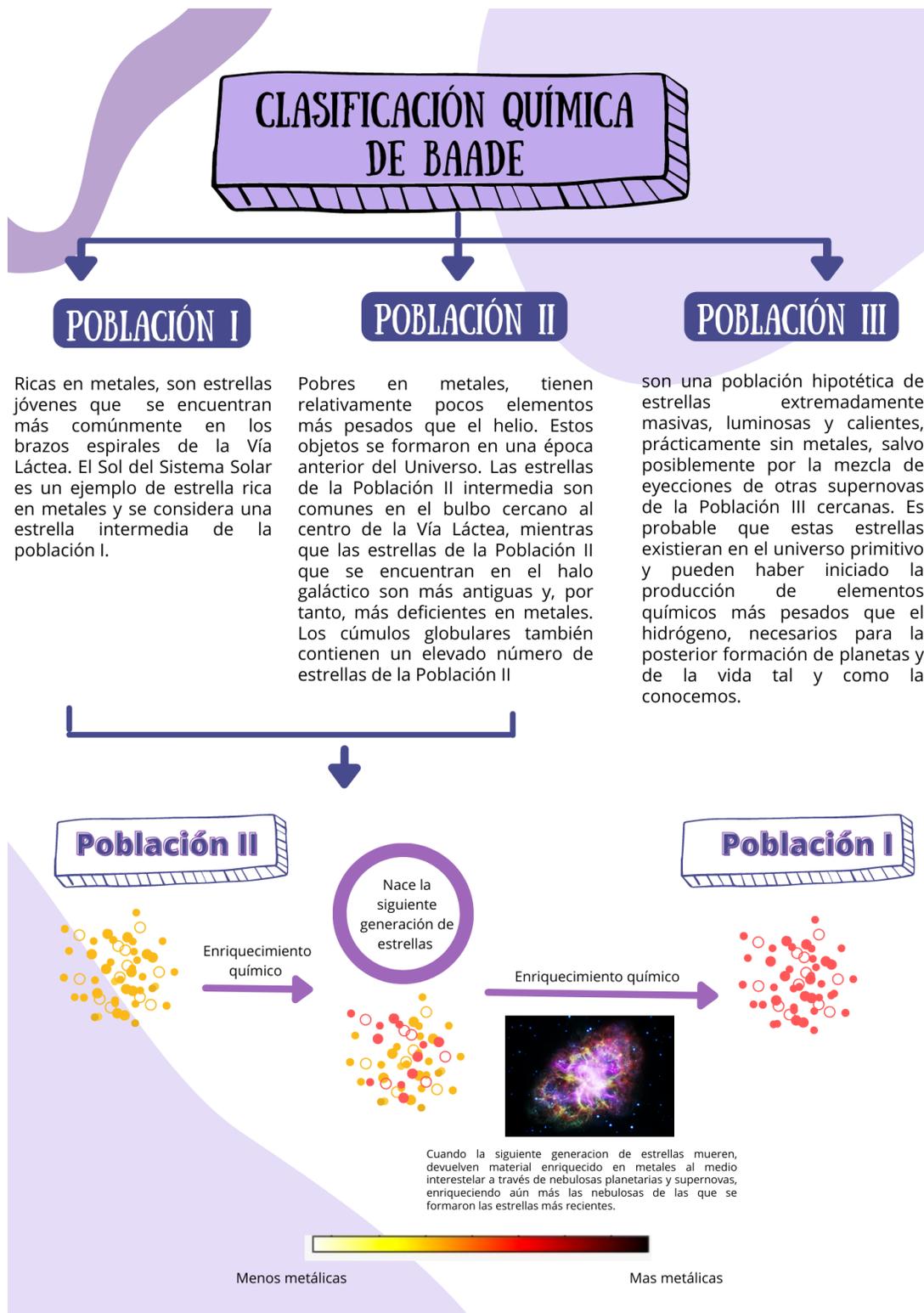


Figura 2.12: Infografía sobre la clasificación de Baade

Capítulo 3

Metodología

3.1. Illustris y TNG

En los últimos años, las simulaciones cosmológicas han desempeñado un papel importante en el estudio de la formación y evolución de galaxias. (por ejemplo, Puchwein, 2013 [119]; Baldi, 2012 [4] y Springel, 2013 [107]).

Las simulaciones cosmológicas son indispensables para desentrañar los muchos misterios del Universo incluyendo el de la materia oscura. En lo costoso que resulta, computacionalmente hablando, hacer simulaciones de alta resolución, actualmente existe una simulación con la mas alta resolución que es la que se utiliza en este trabajo: Illustris-TNG (TNG project).

Illustris es un conjunto de simulaciones cosmológicas hidrodinámicas con materia oscura que presenta diferentes resoluciones realizadas con el código de malla móvil AREPO (Springel, 2010 [145]), y que contiene partículas que modelan la materia oscura, el gas y las estrellas. Este conjunto de simulaciones consta de seis ejecuciones de volumen completo en una caja de $(75 h^{-1} Mpc)^3$, con tres niveles de resolución (1,2,3) siendo Illustris-1 la de mayor resolución (Nelson et al. 2019 [103]). Esta simulación utiliza simultáneamente una variedad de métodos numéricos de los cuales destacan, los de hidrodinámica de partículas suavizada lagrangiana (SPH; Lucy 1977 [80]; Gingold Monaghan 1977 [43]) y la hidrodin-

námica basada en malla euleriana (p. ej., Stone Norman 1992 [108]). La hidrodinámica del gas se integra con códigos de n-cuerpos para resolver la dinámica de las estrellas y de la materia oscura.

Illustris-TNG es la nueva generación de simulaciones del consorcio Illustris. Al igual que la versión anterior, utiliza el código de malla móvil AREPO , pero en esta nueva versión (Springel 2010b [145]), incluye campos magnéticos y sigue la evolución acoplada de materia oscura, gas, estrellas y agujeros negros desde corrimientos al rojo de $z = 127$ $z = 0$, incluye tres volúmenes distintos, 50, 100 y 300 Mpc de lado, que se nombran como TNG-50, TNG-100 y TNG-300 respectivamente.

Esta simulación usa parámetros cosmológicos obtenidos por el satélite Planck (Planck Collaboration et al. 2016 [114]). En particular la densidad de energía $\Omega_\lambda = 0.6911$, la densidad total de materia (bariones + materia oscura) $\Omega_m = 0.3089$, la densidad barionica $\Omega_b = 0.0486$, la amplitud de fluctuación de galaxias $\sigma_8 = 0.8159$, el índice espectral escalar $n_s = 0.9667$ y la constante cosmológica $h = 0.6774$, obtenidos por el satélite Planck.

En este trabajo se empleó el cubo de TNG-50 debido a que presenta la mas alta resolución numérica entre los tres cubos, unas 100 veces más resolución que TNG-300 (Nelson et al. 2019 [103]). Esto permite tener una visión más detallada de las estructuras y fenómenos galácticos.

3.2. Algoritmos utilizados para identificar galaxias y grupos de galaxias en TNG-50

Para definir los grupos y las galaxias en Illustris-TNG, se utilizan dos algoritmos: *friends of friends* (FoF), para encontrar los grupos o cúmulos de galaxias (halos), y Subfind, para encontrar las galaxias individuales (subhalos).

FoF

El algoritmo FoF (Huchra Geller 1982 [60] ; Press Davis 1982 [118] , Davis et al. 1985 [30]) es una herramienta utilizada para identificar grupos de partículas en una simulación numérica. Es utilizado para identificar halos de materia oscura en Illustris TNG. Este algoritmo usa un tamaño de conexión (linking length) l , de tal manera que las partículas que encuentren otra partícula dentro de una distancia l , son conectadas y forman parte del mismo grupo. Esto crea una red de conexión de partículas llamada grupo.

El tamaño del grupo será el número de partículas que contiene. Si una partícula no encuentra otra partícula a una distancia menor o igual a l , entonces esta partícula formaría un grupo independiente de tamaño 1. Para una distribución de partículas determinada, los grupos resultantes son únicos y definidos sin ambigüedad. Los grupos que superan la longitud de enlace son descartados.

Subfind

El algoritmo FoF es útil en la identificación de halos (o grupos). Sin embargo, la tarea de identificar halos dentro de halos (subhalos o galaxias individuales) es una tarea más compleja. Se ha propuesto un algoritmo similar a FoF llamado el FoF jerárquico (HFoF) (Gottlöber et al 1999 [46]; Klypin et al. 1999 [68]), donde la distancia de conexión l se reduce en una secuencia de pasos discretos, seleccionando grupos de cada vez mayor sobre-densidad hasta eventualmente obtener una subestructura.

Springel et al. 2001 [143] desarrollaron el algoritmo *Subfind* utilizando la idea del algoritmo HFoF. Con este algoritmo es posible extraer subestructura en los halos. Esta subestructura la definen como localmente sobre-densa, autogravitante que se encuentra dentro del grupo padre, el grupo al que pertenece la subestructura.

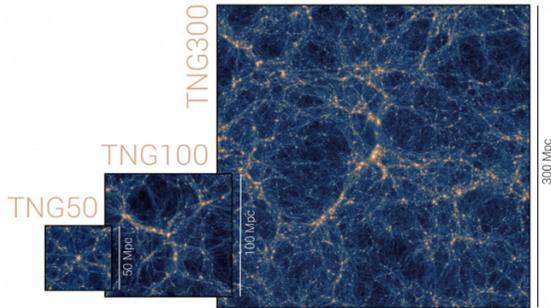
El algoritmo *Subfind* identifica las regiones localmente sobredensas. Se acomodan las partículas de acuerdo a su densidad, y se reconstruye la distribución de partículas en orden

PROYECTO ILLUSTRIS -TNG



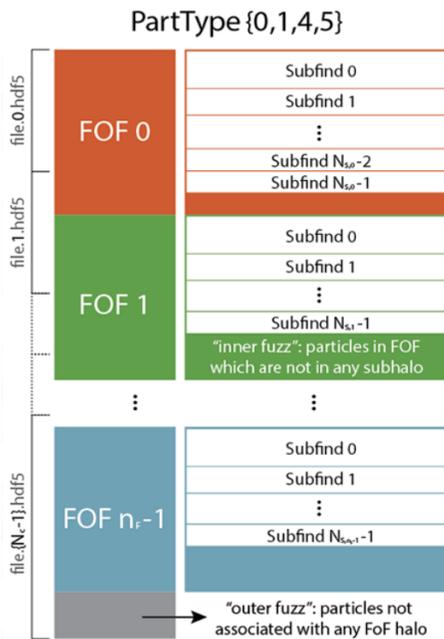
CONJUNTO DE 18 SIMULACIONES COSMOLÓGICAS PARA LA FORMACIÓN DE GALAXIAS . CADA SIMULACIÓN EN ILLUSTRIS TNG EVOLUCIONA DESDE POCO DESPUÉS DEL BIG-BANG HASTA EL DÍA DE HOY, TENIENDO EN CUENTA UNA AMPLIA GAMA DE PROCESOS FÍSICOS QUE IMPULSAN LA FORMACIÓN DE GALAXIAS.

SE EMPLEAN TRES TAMAÑOS DE CAJA DE SIMULACIÓN FÍSICA:



		TNG50	TNG100	TNG300
Volume	[Mpc ³]	51.7 ³	110.7 ³	302.6 ³
L_{box}	[Mpc/h]	35	75	205
N_{GAS}	-	2160 ³	1820 ³	2500 ³
N_{DM}	-	2160 ³	1820 ³	2500 ³
N_{TR}	-	2160 ³	2 × 1820 ³	2500 ³
m_{baryon}	[M _⊙]	8.5 × 10 ⁴	1.4 × 10 ⁶	1.1 × 10 ⁷
m_{DM}	[M _⊙]	4.5 × 10 ⁵	7.5 × 10 ⁶	5.9 × 10 ⁷
$\epsilon_{\text{gas,min}}$	[pc]	74	185	370
$\epsilon_{\text{DM,*}}$	[pc]	288	740	1480

DIAGRAMA ESQUEMÁTICO DE LA ORGANIZACIÓN DE LOS DATOS DE PARTICULAS



COSMOLOGIA EMPLEADA

Λ CDM

ALGORITMOS EMPLEADOS

- FOF: identifica halos
- Subfind: Identifica subestructuras en halos

NO OLVIDAR:

- El primer subgrupo (más masivo) de cada halo es el "Subgrupo primario" o el "Subgrupo central".
- Todos los demás subgrupos siguientes dentro del mismo halo son "Subgrupos secundarios" o "Subgrupos satélite"

MODULOS COMPLEMENTARIOS:

- (a) Trazadores
- (b) Tasas de formación de estrellas
- (c) Circularidades estelares, momento angular, relaciones de los ejes
- (d) Coincidencia de subhalo entre carreras
- (e) Tamaños estelares proyectados
- (f) Fusiones y detalles de Blackhole
- (g) Ensamblaje estelar
- (h) Lista de subhalo de Subbox
- (i) Contenido de galaxias de hidrógeno molecular y atómico (HI + H2)
- (j) Propiedades y evolución de las galaxias barradas
- (k) Fotometría SDSS, colores y espectros de fibra simulada
- (l) Imágenes sintéticas SKIRT y morfologías ópticas
- (m) Descomposiciones cinemáticas de Disk Galaxy
- (n) Modelo semi-analítico de galaxias L
- (o) Perfiles de lentes
- (p) Masas de apertura (total y estelar)
- (q) Estructura de halo
- (r) Morfologías de galaxias (aprendizaje profundo)



Figura 3.1: Infografía sobre proyecto Illustris TNG-50

decreciente en densidad. Cuando una partícula i con densidad ρ_i es considerada, se encuentra el número de vecinos más cercanos (N_{ngb}) dentro de todo el conjunto de partículas. Dentro de este conjunto A_i de N_{ngb} partículas, se determina el sub-conjunto de partículas con densidad mayor a ρ_i , y dentro de ellas se selecciona un conjunto B_i , el cual contiene las dos partículas más cercanas.

Hasta este punto se ha considerado a los candidatos de subestructura de manera puramente espacial. Una definición más física se obtiene requiriendo que la subestructura sea auto-gravitante. Entonces de los conjuntos descritos anteriormente, se eliminan las partículas cuyas energías totales sean positivas, de tal manera que sólo se tengan partículas ligadas en el conjunto de partículas (subhalo). Se define el centro del subhalo como la posición de la partícula más ligada, y el centro de velocidad se define como la velocidad promedio de las partículas que forman la subestructura.

Procedimiento:

Para cada una de las galaxias, Illustris TNG hace un seguimiento en el tiempo tal que, para cada snapshot de la simulación, podemos identificar cada galaxia individualmente En el conjunto de simulaciones de Illustris TNG. Las TDGc se identificaron en el desplazamiento al rojo $z = 0$, y después se rastrearon siguiendo sus IDs de subhalos (galaxias). Este seguimiento se hizo utilizando el algoritmo Subfind, para diferentes pasos de tiempo. El algoritmo de rastreo, se detiene cuando las partículas (estelares, gas o materia oscura) ya no pueden ser detectadas en un progenitor (anterior) del objeto considerado.

3.3. Características morfológicas de los grupos de galaxias (FoF) más masivos

Empezamos nuestro análisis tomando en cuenta los 9 grupos FoF más masivos de Illustris TNG-50, sin tomar en cuenta el grupo 1 debido a que el algoritmo FoF encuentra inicialmente el grupo mas masivo (grupo 1), el cual engloba la simulación completa (es decir, los grupos de todos los grupos). El número asociado a los grupos donde buscamos TDG corresponden a grupo 3, 5, 11, 14, 17, 18, 19, 31 y 35. El grupo 3, el grupo FoF mas masivo de nuestra muestra de grupos, y el grupo 35, el grupo FoF menos masivo. Con una primera inspección visual de la distribución de densidad de gas y densidad estelar, podemos notar diferentes características dentro de los grupos de galaxias. Se espera que en los grupos más masivos (análogos de los cúmulos de galaxias) existan más interacciones gravitacionales entre galaxias (subhalos) que den como resultado colas (o brazos) de marea.

Para todas las figuras en esta sección, el panel superior muestra la densidad de gas, mientras que el panel inferior muestra la densidad estelar. Los círculos trazan el radio virial (magenta), el cual se define como el radio dentro del cual la densidad es igual a la densidad crítica (ρ_c) del Universo en el corrimiento al rojo del sistema, multiplicado por una constante de sobredensidad (ψ), el radio R_{200} (verde) definido como el radio que encierra

la sobredensidad de 200 con respecto a la densidad crítica del universo (Kravtsov et al. 2013 [69]), y un radio de referencia galactocéntrico de 100 kpc (blanco). A continuación describimos de una manera cualitativa las características más relevantes de algunos de estos grupos (cúmulos de galaxias) fijándonos principalmente en los grupos que presentan evidentes colas de marea.

Grupo 3

La característica más obvia de el grupo 3, es la densidad de galaxias que presenta dentro de su radio R_{200} . La figura 3.2 muestra diferentes colas de marea en la componente estelar, siendo las mas notables las colas de marea asociadas a la galaxia en la región superior izquierda del panel inferior de la figura 3.2. Además de las colas de marea en estrellas, este grupo presenta largas columnas de gas en la región inferior derecha del panel superior de la figura 3.2, donde se muestra la distribución de gas.

Grupo 11

De igual manera en el grupo 11 se observan colas de marea (ver región inferior derecha del panel inferior de la figura 3.3). Dentro de la prominente cola de marea derecha, puede verse una sobre-densidad estelar indicado por una flecha. Favorablemente para nosotros, coincide con una sobreabundancia en gas. Lo que nos indica que esta región podría ser un buen candidato para ser una TDG.

Grupo 19

El grupo FoF 19 (figura 3.4) carece de gas; es una galaxia compuesta mayormente por estrellas. Esta observación en si misma ya es un punto interesante: ¿Cómo perdió su gas esta galaxia?. En la región inferior derecha de la misma figura 3.4, podemos observar tanto

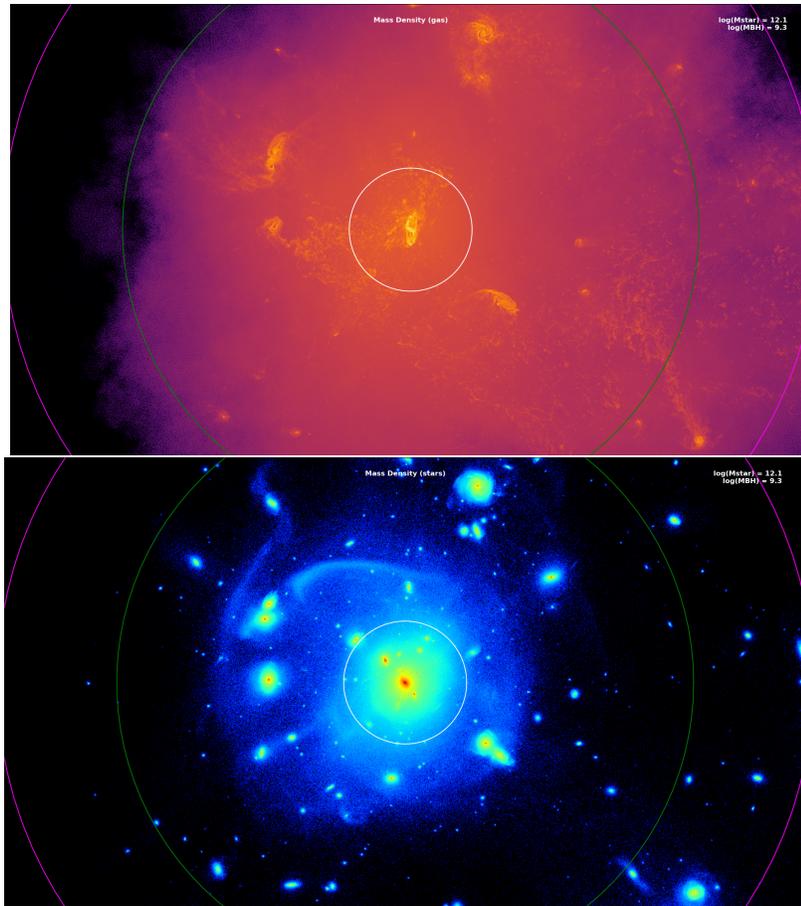


Figura 3.2: Distribución de la componente de gas (arriba) y Distribución de la componente de estrellas (abajo) del Grupo FoF 3, para el ID 117250 a $z=0$

en la componente de gas, como en la componente estelar, un par de colas de marea. La cola de marea superior muestra regiones de sobre densidad tanto estelar, como gaseosa. Esta región en la cola de marea será otra zona en la que podremos buscar un candidato a TDG.

Grupo 31

El grupo 31 es un grupo con un número de galaxias cuya masa total $M_{tot} > 10^{10} M_{\odot}$. Tanto en gas (ver panel superior de la figura 3.5), como en estrellas (ver panel inferior de la figura 3.5) se puede ver claramente en la parte central derecha, una larga cola de marea. Al final de esta cola de marea, pueden observarse sobre densidades de gas y estrellas, por

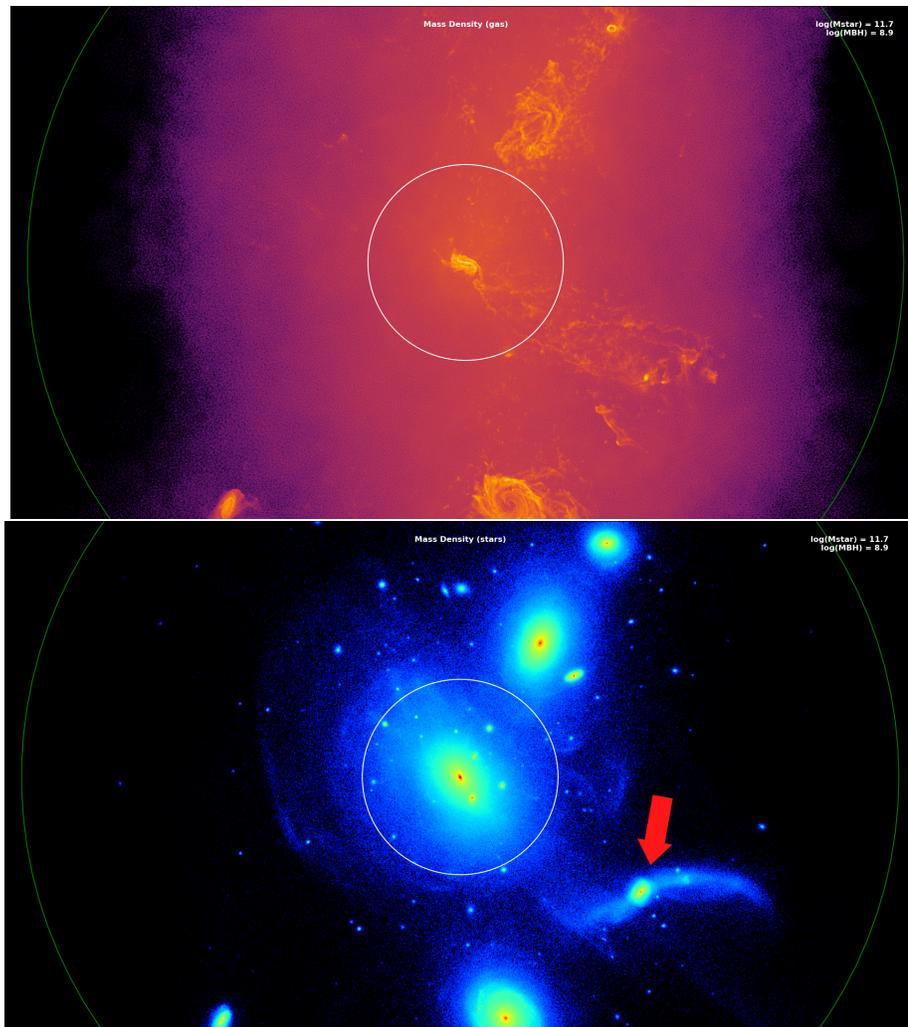


Figura 3.3: Distribución de la componente de gas (arriba) y Distribución de la componente de estrellas (abajo) del Grupo FoF 11, con ID 242788 a $z=0$

lo que esta región también será un buen candidato para encontrar una TDG.

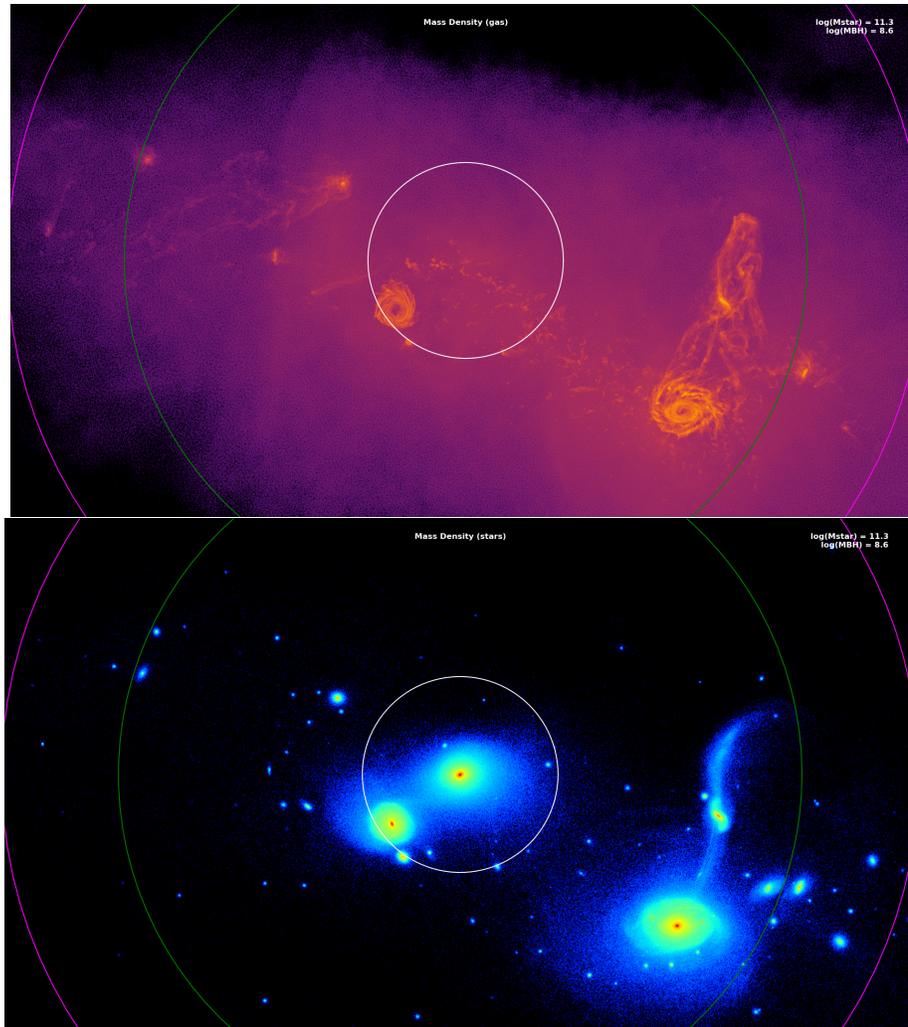


Figura 3.4: Distribución de la componente de gas (arriba) y Distribución de la componente de estrellas (abajo) del Grupo FoF 19, con ID 307485 a $z=0$

3.4. Selección de TDGs en TNG-50

Para seleccionar las candidatas a TDG, lo primero que hicimos fue buscar en los grupos FoF antes mencionados, aquellos subhalos (galaxias no centrales) que cumplieran con los siguientes criterios:

- Las candidatas a TDG no deben contener materia oscura, a fin de cumplir con la definición de TDG (Duc & Mirabel 1998 [36]).
- Las candidatas a TDG deben tener un radio a la mitad de la masa r_h mayor a 0.5 kpc/h, generalmente consistente con las simulaciones teóricas de Bournaud Duc,2006

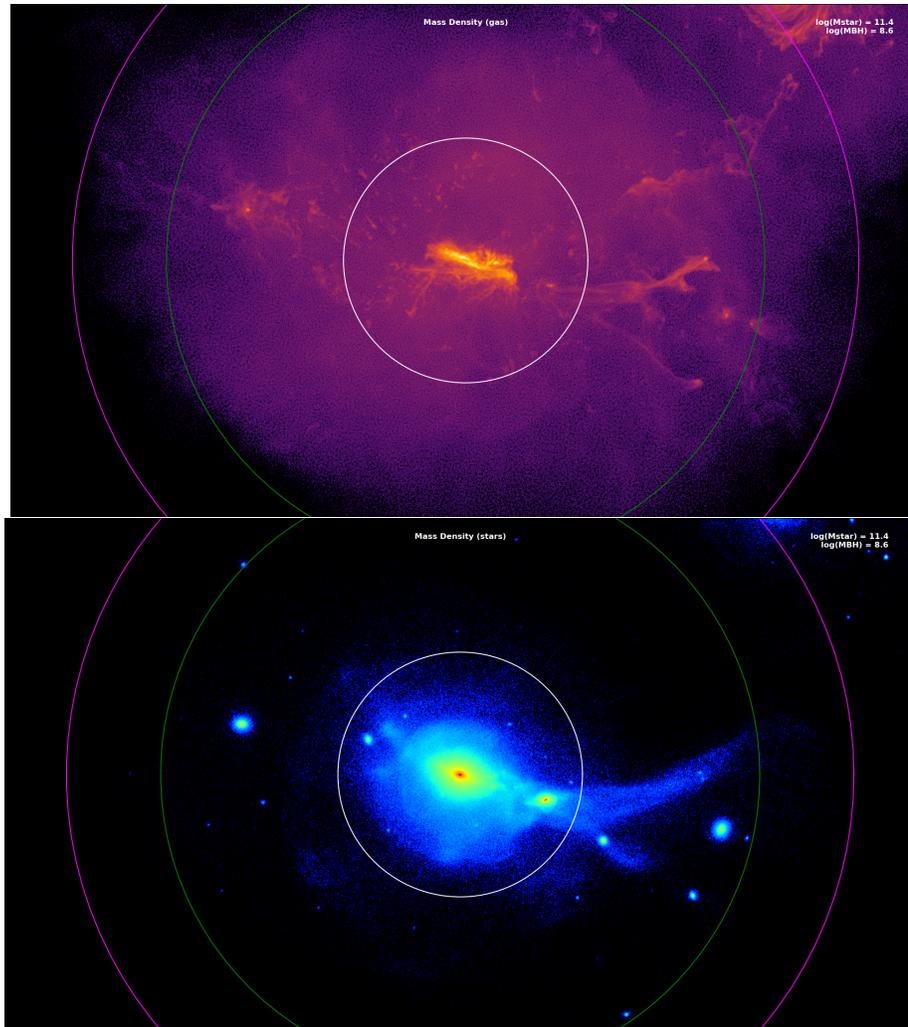


Figura 3.5: Distribución de la componente de gas (arriba) y Distribución de la componente de estrellas (abajo) del Grupo FoF 31, con ID 358608 a $z=0$

[12].

- Las candidatas a TDG deben tener formación estelar activa pues esta es una de sus características observacionales principales (Barnes Hernquist 1992b; [5])
- Las candidatas a TDG deben tener una metalicidad mayor a cero debido a su escenario de formación: por material rico en metales perteneciente a su galaxia progenitora. (e.g. Mirabel et al. 1992 [36]).
- Las candidatas a TDG deben contener un total de partículas mayor a 2000, entre partículas estelares y partículas de gas, para garantizar que las galaxias candidatas

a TDG son reales y no artefactos de la simulación.

Como anteriormente mencionamos, los grupos de galaxias que contenían colas de marea en estrellas y gas (Grupo 11, 19 y 31), fueron identificados como potenciales anfitriones de candidatos a TDG. Illustris TNG-50 modela la evolución de 4 tipos de partículas diferentes (gas, estrellas, DM y agujeros negros) y en la región delimitada por la TDG en cuestión existen menos de 6 partículas de DM lo cual no representa una componente gravitacional importante. En los grupos mencionados anteriormente encontramos cuatro TDG sin DM (ver tabla 3.6).

Grupo	ID	Edad de la TDGc [Gyr]
11	242993	0.4
19	307528	0.4
19	307614	0.8
31	358666	0.8

Figura 3.6: Tabla que muestra el grupo, el ID, y las edades estimadas de las TDGc.

3.5. FOTOMETRIA: Síntesis de poblaciones estelares para las TDGc

Las simulaciones numéricas son una herramienta importante para el estudio de los modelos de formación y evolución galáctica. Illustris TNG tiene la resolución suficiente para comparar con observaciones reales a través de los brillos estelares calculados usando los filtros del Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

Para obtener la fotometría de cada una de las partículas estelares dentro de la simulación, Illustris TNG utiliza los modelos de Bruzual & Charlot (2003)[20] que usan la librería *STELIB* (Le Borgne et al. 2003 [73]) y asumen una función de masa inicial tipo Chabrier con límites de masa de 0.1 a 100 M_{\odot} . Debido a que las partículas estelares tienen un rango de edades y metalicidades continuo, Dylan Nelson et al. 2018 [104] hacen una interpolación cúbica en 2 dimensiones de los modelos de Bruzual & Charlot 2003 obteniendo finalmente las magnitudes para distintos filtros: U, B, V, g, r, i, z.

En el presente trabajo se utilizaron los modelos de Bruzual más recientes (Bruzual 2022, comunicación privada) para disminuir el posible error debido a la interpolación, ya que cuenta con una mayor resolución y un rango mayor de metalicidades.

Para calcular las propiedades fotométricas de las partículas estelares de la simulación TNG50 se utilizó el código pyGALAXEV (Bruzual 2022, comunicación privada). Este código permite utilizar tanto los modelos descritos por Bruzual y Charlot (2003, modelos BC03 en lo sucesivo)[20], como los modelos descritos en Plat et al. (2019, modelos CB en lo sucesivo) [115].

Los modelos CB utilizan las trazas evolutivas de PARSEC (Bressan et al. 2012 [11]) para 16 valores de la metalicidad, mientras que los modelos BC03 utilizan las trazas de Padova

1994 (Alongi M. et al. 1993 [1]) para 6 valores de la metalicidad. pyGALAXEV permite utilizar las mismas bibliotecas estelares e IMFs para ambos conjuntos de modelos.

Para comparar la fotometría de Illustris TNG-50 con los modelos de Bruzual 2022, calculamos para cada partícula estelar perteneciente a la TDGc, la edad, y metalicidad. Posteriormente usando una interpolación bilineal (utilizando la función `interp2d` de `numpy`) se obtuvieron las magnitudes absolutas en los filtros u, g, r, i, z, de cada una de las partículas estelares dentro de la TDG.

Como se mencionó anteriormente, los resultados de las magnitudes por banda esta normalizada a $1 M_{\odot}$, por lo tanto para el cálculo de las magnitudes fue necesario emplear la siguiente relación:

$$m = m_1 - 2.5 \log_{10}(M_i/M_{\odot}) , \quad (3.1)$$

donde m_1 es la magnitud normalizada a una masa solar, y M_i corresponde a la masa del elemento de masa estelar de TNG-50 ($8.5 \times 10^4 M_{\odot}$). Con este cálculo fue posible replicar las magnitudes reportadas en Illustris TNG-50.

Por otra parte, comparamos la fotometría de una de nuestras candidatas a TDG con su contraparte: una galaxia con características similares pero que sí contenía DM.

Capítulo 4

Resultados

4.1. FOTOMETRÍA: Síntesis de poblaciones estelares para las TDGc

En el presente trabajo se utilizaron los modelos de Bruzual más recientes (Bruzual 2022, comunicación privada) para calcular las propiedades fotométricas de las partículas estelares de las TDG y estas se compararon con la fotometría reportada en la simulación illustris TNG- como se describió en el capítulo anterior.

Síntesis de población estelar para la TDGc 242993 perteneciente al Grupo 11

Se realizó la síntesis de población estelar de la TDGc con ID 242993 utilizando el procedimiento mencionado en la sección 4.1.1. La figura 4.1a muestra la fotometría reportada en Illustris TNG. La figura 4.1b muestra la fotometría calculada con los modelos de Bruzual 2022 en preparación. El análisis de síntesis estelares se realizó para las bandas del SDSS. Lo primero que observamos es que no hay una diferencia apreciable entre los modelos (a) y (b) para la TDGc 242993. La ganancia de utilizar los modelos de Bruzual del 2021, es que tienen una mayor resolución en metalicidades, con respecto a los modelos del 2003.

La tabla 4.2 muestra en la primer columna cada banda utilizada (g, r, i, z) para el análisis

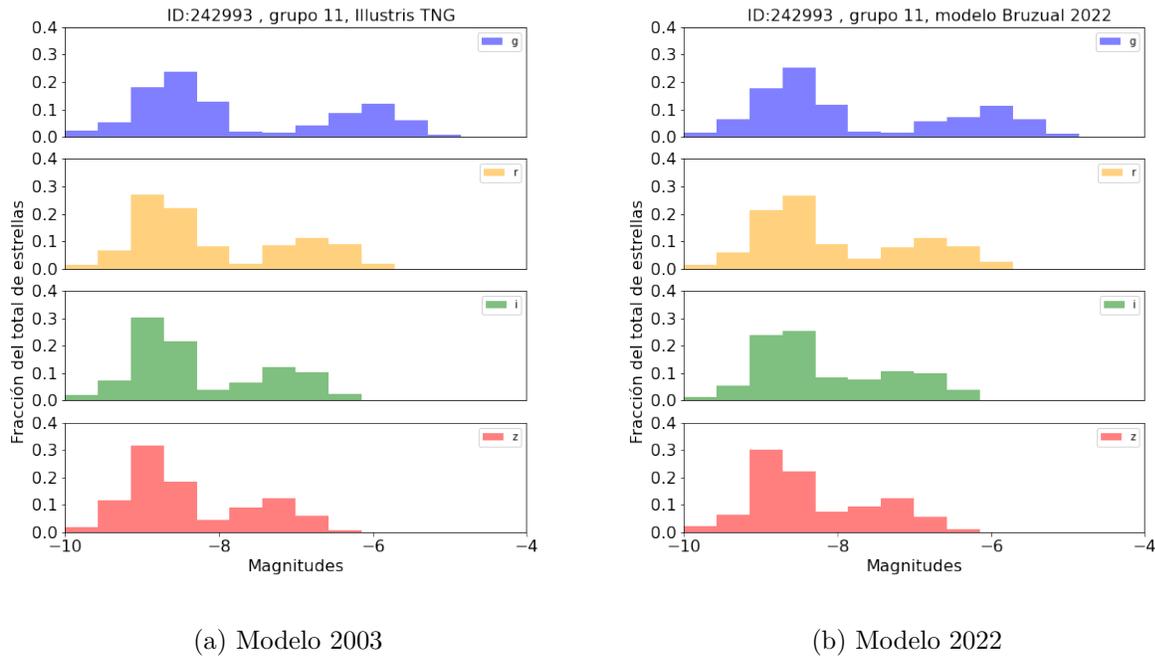


Figura 4.1: (a) Fotometría reportada en Illustris TNG. (b) Fotometría calculada con los modelos de Bruzual 2022 en preparación

de poblaciones estelares. En la segunda columna se muestra la magnitud (para cada banda) reportada en TNG-50 y las magnitudes calculadas con los modelos de Bruzual 2021 en la tercera columna. Como vemos ambos resultados son consistentes.

MAGNITUDES			
ID	242993	Grupo	11
Banda	IllustrisTNG-50	Bruzual & Charlot, (Modelo en preparación)	
g	-14.6676	-14.6701	
r	-14.7765	-14.7174	
i	-14.8724	-14.7751	
z	-14.9732	-14.8873	

Figura 4.2: Tabla comparativa entre las magnitudes reportadas en Illustris TNG y las calculadas con el modelo de Bruzual 2022 para la TDGc con ID 242993 del grupo 11.

4.1.1. Síntesis de población estelar para la TDGc 307528 perteneciente al Grupo 19

Se realizó la síntesis de poblaciones estelares para la TDGc 307528 utilizando el procedimiento mencionado en la sección 4.1.1. La figura 4.3a muestra las magnitudes reportadas en Illustris TNG. La figura 4.3b muestra las magnitudes calculadas con los modelos de Bruzual 2022.

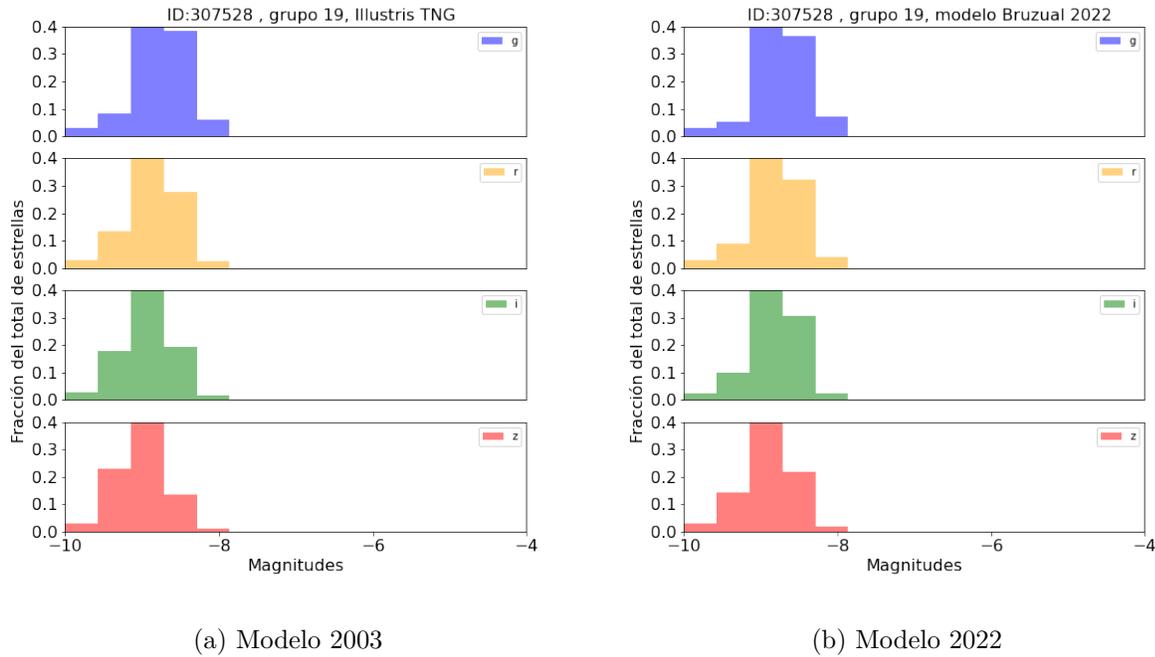


Figura 4.3: ((a) Fotometría reportada en Illustris TNG. (b) Fotometría calculada con los modelos de Bruzual 2022 en preparación).

Calculamos las magnitudes (g, r, i, z) con los modelos de Bruzual 2022 y comparamos directamente con las magnitudes reportadas en Illustris TNG-50. Observamos que las magnitudes tienen una ligera variación. Los resultados de las magnitudes por banda se muestran resumidos en la tabla 4.4.

MAGNITUDES			
ID	307528	Grupo	19
Banda	IllustrisTNG-50	Bruzual & Charlot, (Modelo en preparación)	
g	-14.7662	-14.7704	
r	-14.7446	-14.7547	
i	-14.746	-14.7679	
z	-14.7629	-14.8135	

Figura 4.4: Tabla comparativa entre las magnitudes reportadas en Illustris TNG y las calculadas con el modelo de Bruzual 2022 para la TDGc con ID 307528 del grupo 19.

Síntesis de población estelar para la TDGc 307614 perteneciente al Grupo 19

Realizamos la síntesis de poblaciones estelares para la TDGc 307614 utilizando el procedimiento mencionado en la sección . La figura 4.5a muestra las magnitudes reportadas en Illustris TNG mientras que la figura 4.5b muestra las magnitudes calculadas con los modelos de Bruzual 2022.

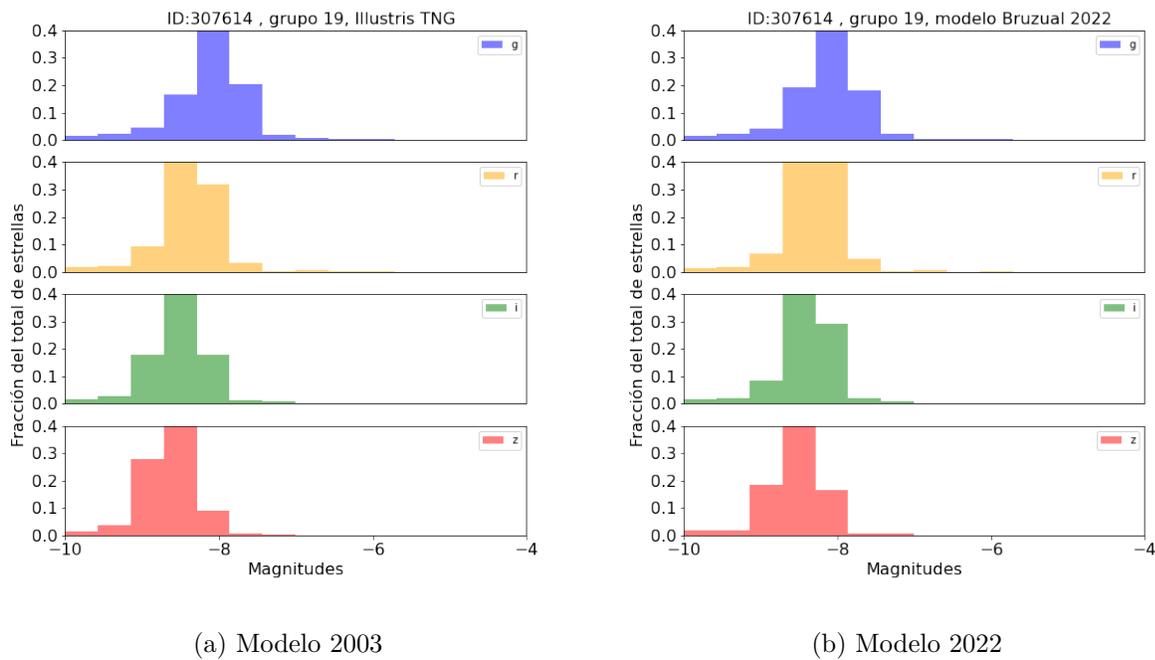


Figura 4.5: (a) Fotometría reportada en Illustris TNG. (b) Fotometría calculada con los modelos de Bruzual 2022 en preparación).

Las magnitudes para la TDGc con ID 307614 tienen un ligero cambio entre el modelo 2003 y el 2019, esto es debido a que los modelos utilizan un rango mas amplio en metalicidades. Los resultados de las magnitudes por banda se muestran resumidos en la tabla 4.6.

MAGNITUDES			
ID	307614	Grupo	19
Banda	IllustrisTNG-50	Bruzual & Charlot, (Modelo en preparación)	
g	-15.342	-15.3472	
r	-15.5551	-15.4853	
i	-15.674	-15.5737	
z	-15.7788	-15.6996	

Figura 4.6: Tabla comparativa entre las magnitudes reportadas en Illustris TNG y las calculadas con el modelo de Bruzual 2022 para la TDGc con ID 307614 del grupo 19.

4.1.2. Síntesis de población estelar para la TDGc 358666 perteneciente al Grupo 31

La figura 4.7a muestra el resultado del análisis de poblaciones estelares para las magnitudes reportadas en Illustris TNG. La figura 4.7b muestra los resultados del análisis de las poblaciones estelares para las librerías de Bruzual 2022.

Debido a que los modelos de Bruzual 2022 presentan una mejor resolución que el modelo 2003, se puede observar un ligero cambio en las magnitudes calculadas, ver tabla 4.8.

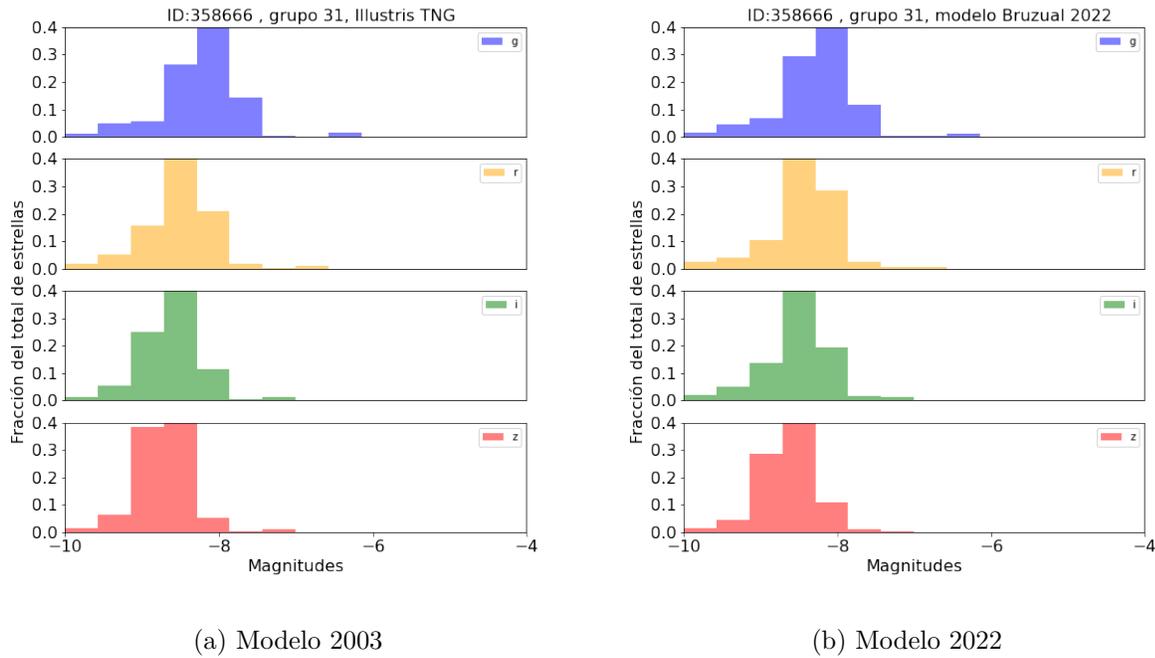


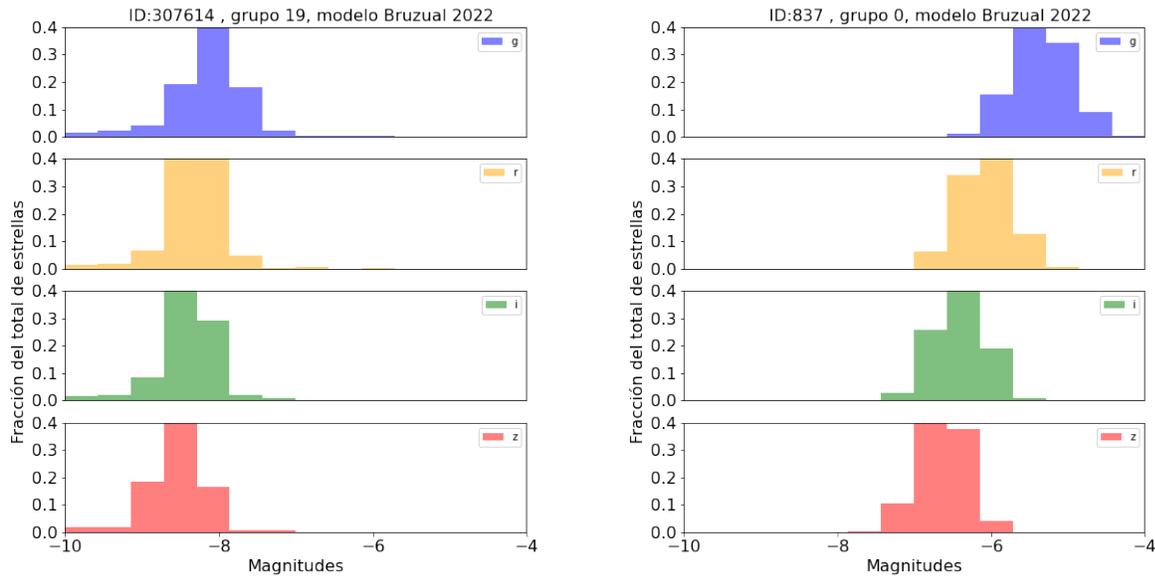
Figura 4.7: (a) Fotometría reportada en Illustris TNG. (b) Fotometría calculada con los modelos de Bruzual 2022 en preparación).

MAGNITUDES			
ID	358666	Grupo	31
Banda	IllustrisTNG-50	Bruzual & Charlot, (Modelo en preparación)	
g	-14.654	-14.5849	
r	-14.7514	-14.6635	
i	-14.8159	-14.7139	
z	-14.8794	-14.8027	

Figura 4.8: Tabla comparativa entre las magnitudes reportadas en Illustris TNG y las calculadas con el modelo de Bruzual 2022 para la TDGc con ID 358666 del grupo 31.

4.2. Comparación de una TDGc con su contraparte (una galaxia con DM)

La mayoría de las galaxias enanas presentan halos de DM mientras que las TDG carecen de ella, por lo que resulta interesante comparar la fotometría de una de nuestras candidatas a TDG con su contraparte: una galaxia con características similares pero que sí contiene DM.



(a) Sin DM, ID: 307614.

(b) Con DM, ID: 837.

Figura 4.9: (a) Fotometría de la TDG sin DM. (b) Fotometría de una galaxia con DM.

Estudiamos a $z = 0$ la galaxia con ID 837, que contiene 2128 partículas estelares, una masa total de $1.20 \times 10^9 M_{\odot}$ y un $r_{1/2}$ de 1.4 kpc. Encontramos que las magnitudes de las TDG en diferentes filtros suelen ser más negativas (ver Fig. 4.9) esto debido a que nuestra TDGc tiene una población joven con formación estelar activa, mientras que la contraparte con DM (ID 837) es una galaxia reliquia cuyas estrellas son viejas y es menos brillante en todos los filtros.

4.3. Diagramas color-color

Para finalizar el análisis fotométrico, podemos construir diagramas color-color, para las TDGc. El catálogo "GFM_StellarPhotometrics" de ilustris TNG incluye las magnitudes U (ultravioleta), B (azul) y V (visible) de cada estrella, así como los efectos del oscurecimiento por polvo que corresponden al modelo C de polvo fiducial de Nelson et al. 2018a [104] que siguen la distribución del gas neutro dentro y alrededor de cada galaxia simulada. A partir

de su contenido metálico se modela la subsiguiente atenuación por el polvo de la luz óptica emitida por las estrellas. Con esto, es posible construir los diagramas (U-V)-(B-V). Para las partículas estelares de cada galaxia. Los diagramas de color en las bandas azul, visible y ultravioleta, nos dan información sobre la edad de las poblaciones estelares en una galaxia determinada.

4.3.1. TDGc: ID 242993, grupo 19

La figura 4.10 muestra los diagramas (U-V)-(B-V) para la TDGc 242993. La línea negra corresponde a las estrellas de secuencia principal, los puntos de colores indican las partículas estelares pertenecientes a la TDG y la barra de color indica las edades de las estrellas pertenecientes a ella, siendo las partículas estelares azules las más jóvenes y las rojas las más viejas. La estrella color rojo indica la magnitud absoluta de la TDGc 242993. Existe una mezcla de poblaciones pero observamos que la contribución principal se debe a estrellas de la secuencia principal, no obstante se ve un ligero desplazamiento en ambos colores debido al enrojecimiento interestelar que desplaza las posiciones de las estrellas en el diagrama.

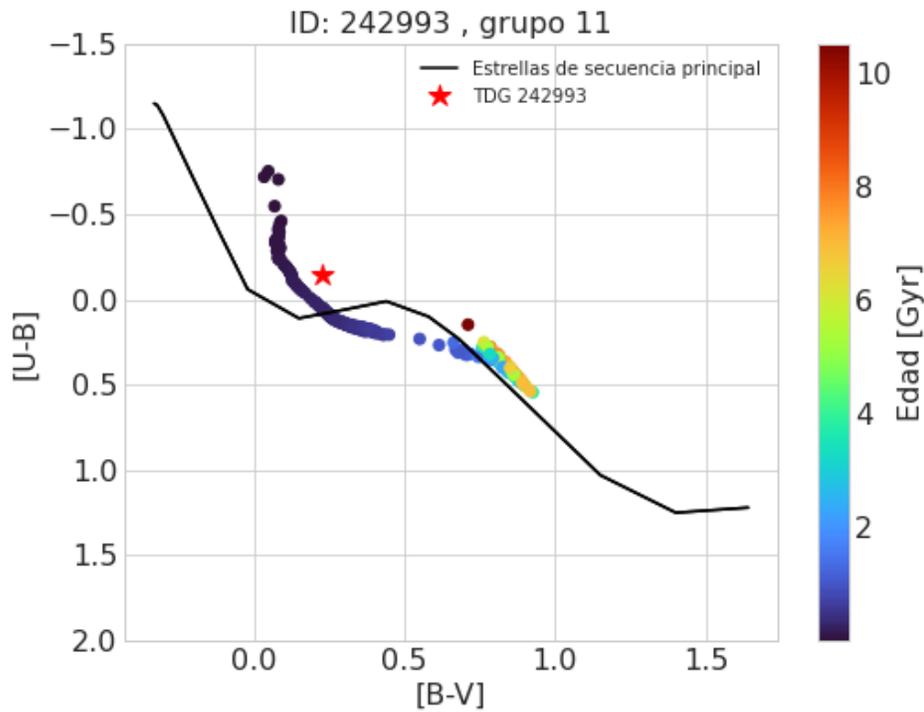


Figura 4.10: Diagrama color-color de las magnitudes (U-B) y (B-V) para la TDGc 242993.

4.3.2. TDGc: ID 358666, grupo 31

Para la TDGc 358666 realizamos los diagramas color-color (U-V)-(B-V). De la figura 4.11) podemos ver que existen muy pocas estrellas que corresponden a una población vieja, del orden de 5 Gyr. El resto de las partículas estelares en la TDGc tienen una contribución principal de secuencia principal por lo que podemos decir que esta TDG presenta una población muy joven, de menos de 1 Gyr de edad.

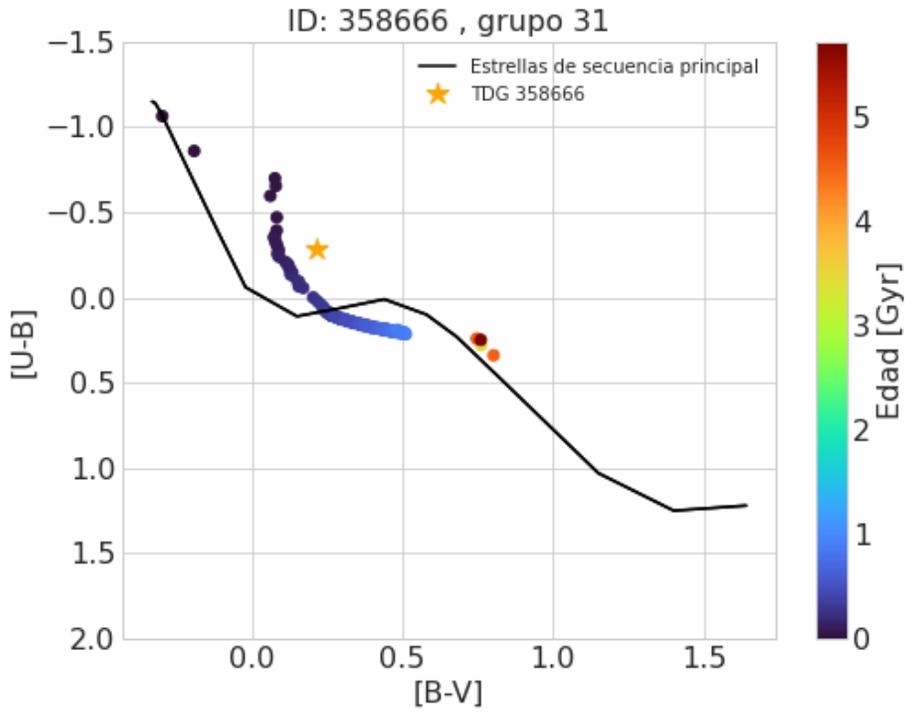


Figura 4.11: Diagrama color-color de las magnitudes (U-B) y (B-V) para la TDGc 358666.

4.3.3. TDGc: ID 307528, grupo 19

La figura 4.12 muestra los diagramas (U-V)-(B-V) para la TDGc 307528. Nuevamente, en la parte superior izquierda de la figura se encuentra la región en donde se encuentran estrellas jóvenes con edades del orden de 0.1 Gyr. Esta galaxia carece de una población vieja, todas las partículas estelares pertenecientes a esta galaxia tienen menos de 1 Gyr y la mayoría de las estrellas que contribuyen a esta TDG, son de secuencia principal.

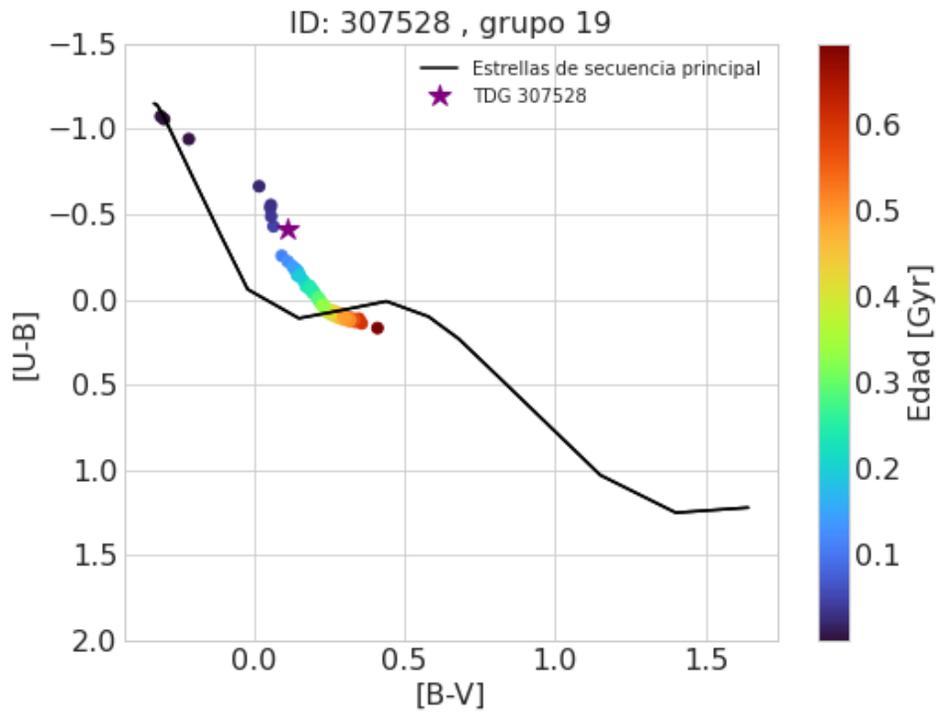


Figura 4.12: Diagrama color-color de las magnitudes (U-B) y (B-V) para la TDGc 307528.

4.3.4. TDGc: ID 307614, grupo 19

En esta galaxia, existen estrellas que pueblan principalmente la secuencia principal. En la figura 4.13 podemos ver que las partículas estelares mas viejas de esta galaxia tienen alrededor de 5 Gyr y el resto menos de 2 Gyr.

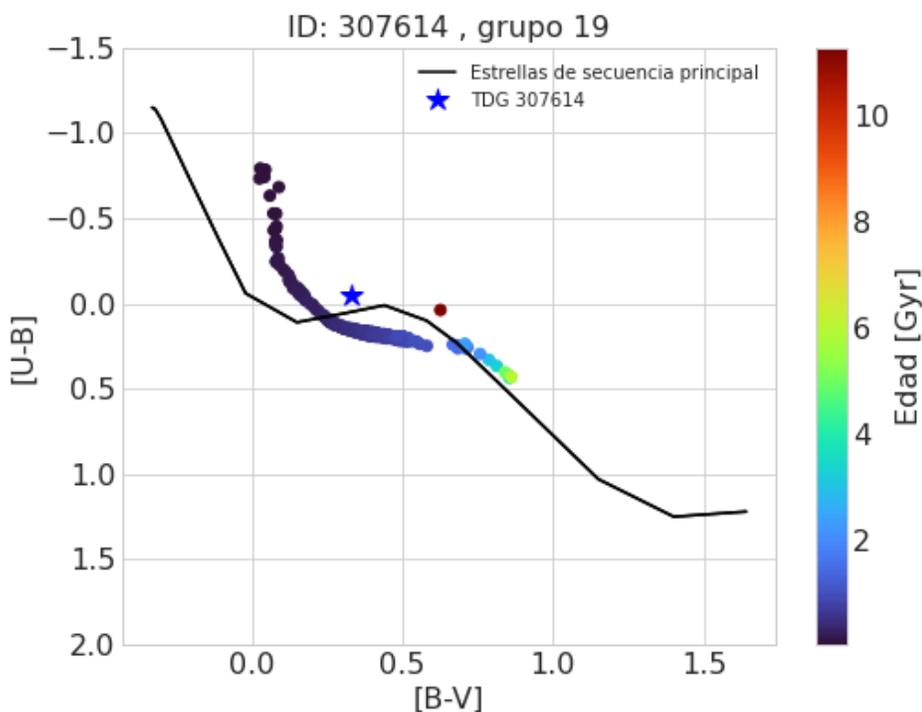


Figura 4.13: Diagrama color-color de las magnitudes (U-B) y (B-V) para la TDGc 307614.

Para finalizar con el análisis de los diagramas color-color graficamos las magnitudes absolutas de cada TDGc indicadas con una estrella en la figura 4.14. La línea magenta corresponde a estrellas de secuencia principal mientras que la línea verde corresponde a estrellas supergigantes, de luminosidad clase I. De este gráfico, podemos inferir que las TDGc se encuentran conformadas por una población que principalmente está compuesta por estrellas de secuencia principal pero se ve desplazado en el diagrama debido al enrojecimiento. Se observa que la magnitud promedio de cada TDGc debería coincidir con la posición de los últimos brotes estelares en nuestros diagramas color-color anteriores que a su vez corresponde a las partículas estelares mas jóvenes del diagrama. No obstante se ve un desplazamiento probablemente por la extinción.

De igual manera graficamos una galaxia con características similares pero que sí contenía materia oscura y encontramos que su posición en el diagrama coincide con la posición de las estrellas de mayor edad pero de igual forma, desplazado hacia la derecha por extinción.

Confirmamos una vez mas que las TDG tienen poblaciones jóvenes que están formando estrellas, mientras que sus análogas, pero que si contienen materia oscura, cuentan con poblaciones viejas que ya no tienen formación estelar activa.

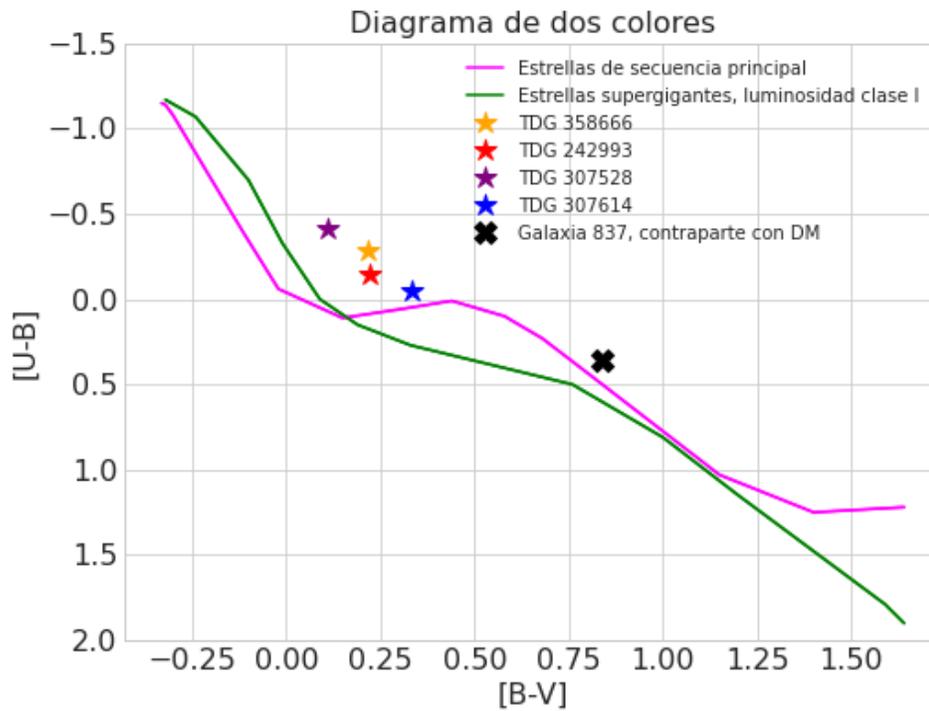


Figura 4.14: Diagrama color-color de las magnitudes $(U-B)$ y $(B-V)$ para las 4 TDGc.

4.4. Análisis de los candidatos a TDGc en Illustris TNG-50

A continuación describiremos el análisis para cada uno de los cuatro candidatos a TDG encontradas en Illustris TNG-50.

Grupo FoF	ID	No. de estrellas	No. de Gas	No. de DM	Masa Total [M_{\odot}]	R1/2 [ckpc/h]
11	244993	287	2074	4	2.04×10^8	1.4186
19	307528	170	13337	6	1.28×10^9	6.1997
19	307614	630	2038	1	2.23×10^8	1.4506
31	358666	247	2116	0	2.29×10^8	1.3575

Figura 4.15: Tabla con el resumen de los resultados encontrados; Las columnas muestran el grupo FoF al cual pertenece la TDGc, el ID de la TDGc, el número de partículas de estrellas, el número de partículas de gas, el número de partículas de materia oscura, la masa total de la TDGc, y el radio a la mitad de la masa.

4.4.1. Poblacion exitu e insitu y edades de las TDGc

Usando las edades y las posiciones de nacimiento de cada partícula estelar reportada en Illustris TNG-50 fue posible comprobar que las TDG presentan una población joven, con formación estelar mayormente insitu. Las edades de las partículas estelares pertenecientes a la TDG son menores que la edad de las partículas estelares *madre* que interaccionaron dando lugar a las TDG. Esto proporciona pistas importantes sobre su historia de formación. Por ejemplo, anteriormente Makarova et al. 2002 [82] estudió regiones de formación estelar dentro del puente de marea entre M81 y M82, dando como resultado a poblaciones estelares tanto jóvenes (<1 Gyr) como viejas (>1 Gyr), y por tanto se especula que la población vieja podría estar compuesta por los restos estelares de marea procedentes de la interacción entre las galaxias madre.

Las cuatro TDGc presentadas en este trabajo (ver tabla 3.6) están formadas por dos componentes estelares principales: estrellas jóvenes recientemente formadas y una población

estelar más antigua, de al menos 1 Gyr, que muy probablemente fue arrancada del disco de las galaxias progenitoras. En nuestro trabajo futuro queremos estudiar las edades y la química de las galaxias progenitoras de las TDGs reportadas en esta tesis.

Grupo 11:

Para cada una de las partículas estelares, Illustris TNG-50 crea un registro con la edad de las mismas. Para comprender el contenido de población estelar de las TDGc, se trazaron los histogramas de la edad de las partículas estelares (en Gyr) que contenía cada candidata; figura 4.16.

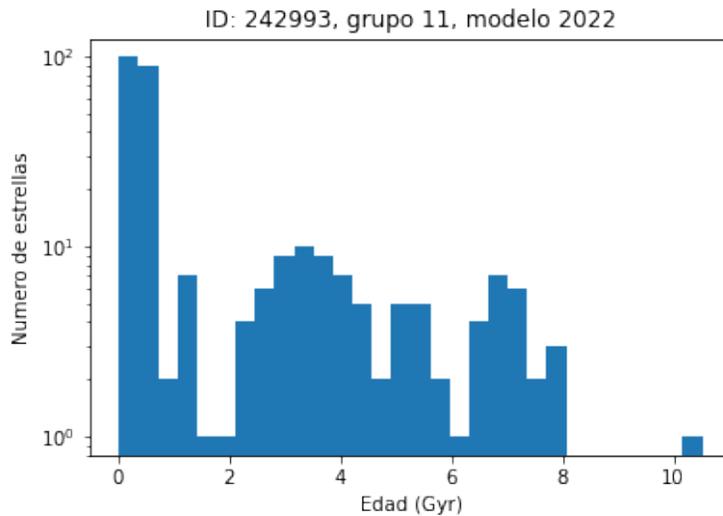


Figura 4.16: Histograma de las edades de formación de las estrellas en la TDGc con ID 242993 del grupo 11.

En el grupo 11 encontramos un fuerte brote estelar a menos de 1 Gyr, y una distribución de partículas estelares cuya edad se encuentra en el rango de 2 – 8 Gyr. Calculando la mediana de los datos, inferimos que la edad promedio de la TDGc con ID 242993 es de 0.48 Gyr.

La cola de partículas estelares cuya formación se da desde 2 a ~ 10 Gyr (figura 4.16), muestra que en este grupo encontramos estrellas que ya se habían formado mucho antes de que se formara la TDG. Posiblemente estrellas (ya formadas) que fueron atrapadas por la TDG durante la interacción entre galaxias masivas, que dio paso a la formación de

la cola de marea donde se formó la TDGc. Estas partículas estelares que ya habían sido formadas, corresponderán a la población exsitu de la TDGc.

Grupo 19:

La figura 4.17 muestra el histograma de las edades de la TDGc con ID 307528 del grupo 19. En este caso la distribución de edades tiene un brote de formación estelar a un tiempo de 0.4 Gyr. No se observan partículas estelares cuyas edades sean mayores a 0.7 Gyr. Por lo tanto esta galaxia probablemente no contiene una población estelar exsitu proveniente de las galaxias de disco padres.

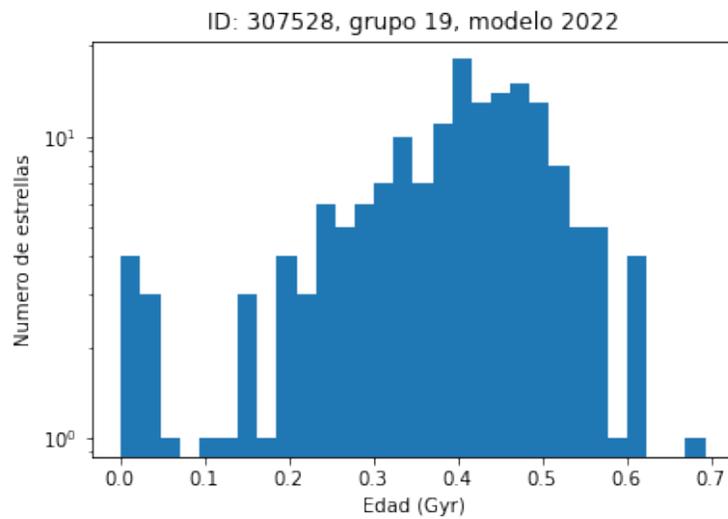


Figura 4.17: Histograma de las edades de formación de las estrellas en la TDGc con ID 307528 del grupo 19.

En el mismo grupo 19, encontramos una segunda TDGc con ID 307614, donde existe un brote estelar a 0.7 Gyr, con lo que podemos asociarle una edad a la TDGc (ver figura 4.18), y donde encontramos una contribución mínima de formación exsitu de estrellas.

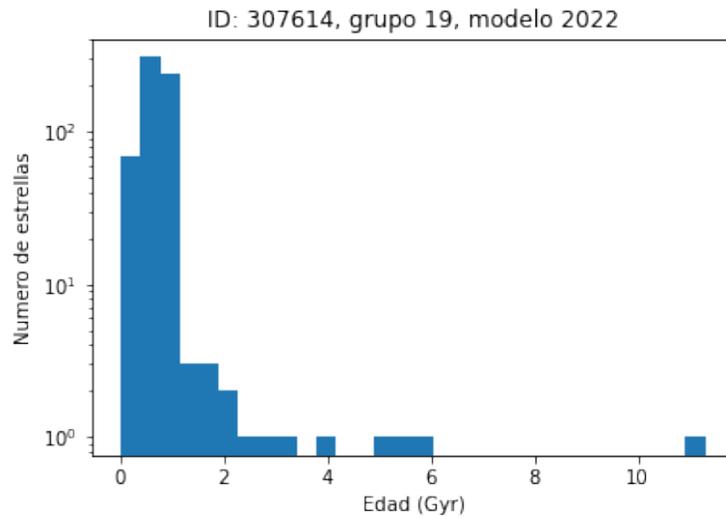


Figura 4.18: Histograma de las edades de formación de las estrellas en la TDGc con ID 307614 del grupo 19.

Grupo 31:

En el grupo 31, encontramos la TDGc 358666. La figura 4.19, muestra el histograma de las edades de las partículas estelares para esta galaxia. Podemos observar que existe un brote estelar a ~ 0.6 Gyr y solo 4 partículas estelares se han formado hace mas de 1 Gyr; esta será la población exitu de la TDGc 358666.

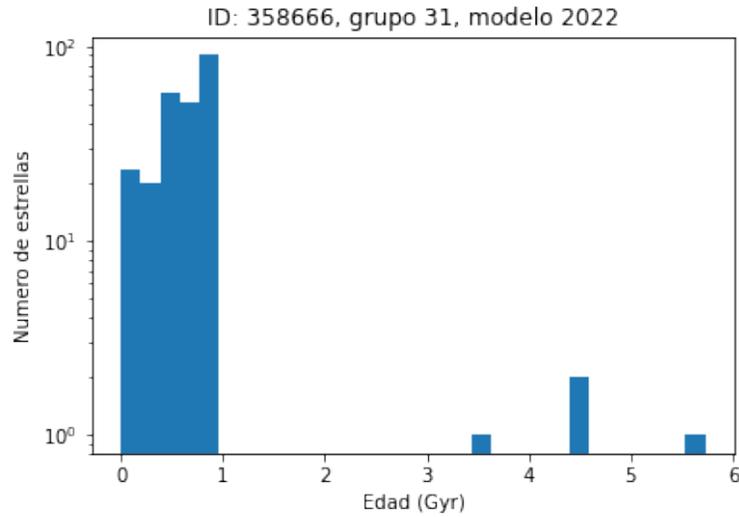


Figura 4.19: Histograma de las edades de formación de las estrellas en la TDGc con ID 307614 del grupo 19.

4.4.2. Distribución de las partículas estelares en las TDGc: Posición de nacimiento de las estrellas.

Las estrellas insitu las definimos como aquellas partículas estelares que se formaron en la galaxia en cuestión; en nuestro caso las partículas estelares formadas en nuestras TDGc. De esta manera, las poblaciones estelares exsitu son aquellas partículas estelares que se forman en otra galaxia (galaxias padre). En el presente trabajo, se calculó la posición espacial de las partículas estelares donde se formaron inicialmente, y con ello pudimos percatarnos que nuestras candidatas a TDG presentan en su mayoría, una población de estrellas insitu. Este resultado está de acuerdo con el hecho de que estas galaxias (TDGs) se forman por interacciones entre galaxias de disco masivas. Estas interacciones arrancan el gas de las galaxias en interacción y este gas “arrancado” puede formar estrellas, y a su vez convertirse en una región auto-gravitante que dará paso a ser una galaxia enana independiente, una TDG.

Para cada una de las partículas estelares, Illustris TNG-50 crea un registro con la posición de nacimiento de cada estrella (birth position). Esta información nos es útil para identificar

las poblaciones estelares que se formaron dentro o fuera de las galaxias estudiadas.

Grupo 11:

La figura 4.20 muestra la la posición $(x - y)$ donde nacieron las partículas estelares que al día de hoy ($z=0$) forman parte de la galaxia. La TDGc 242993 al día de hoy, se localiza en la posición $(0,0)$. Este tipo de diagrama espacial nos muestra la posición de nacimiento de las partículas estelares de una galaxia. La barra de color muestra la edad de las partículas estelares de azules a rojos; siendo los colores azules las partículas estelares formadas recientemente (antes que 1 Gyr), y los colores rojos las partículas estelares formadas desde hace ~ 10 Gyr. Es claro ver que en la figura 4.20, las estrellas mas alejadas de la posición al día de hoy de la TDGc 242993 (ubicada en $(0,0)$) son las estrellas mas viejas de la población estelar de la TDGc.

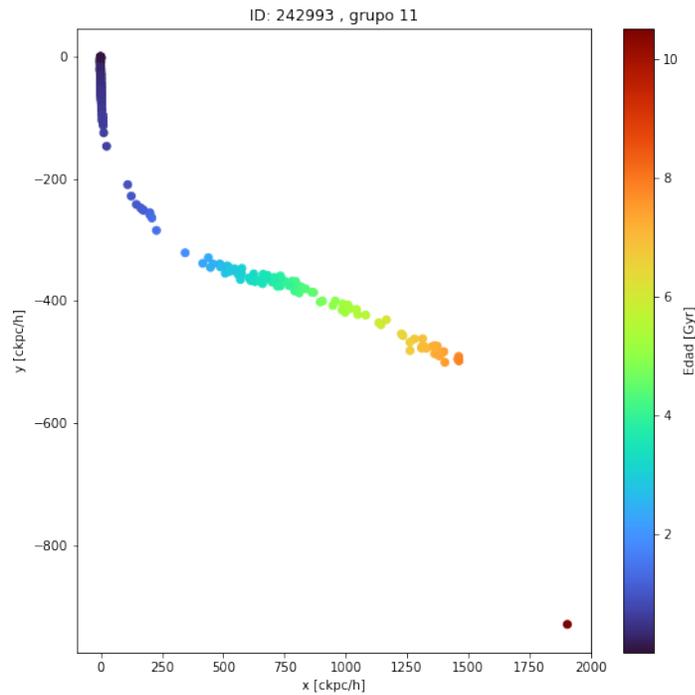


Figura 4.20: Distribución de las estrellas en la TDGc con ID 242993 del grupo 11. La barra de color indica sus edades correspondientes siendo el azul una población de estrellas mas joven mientras que el rojo una población mas vieja.

Grupo 19:

En el grupo 19 encontramos dos TDGc; TDGc 307528 y TDGc 307614. Graficamos las posiciones de las partículas estelares ($x - y$) al momento del nacimiento de cada una de ellas (ver figura 4.21). Hay que notar que en este caso la barra de colores va desde una edad de cero (azules), hasta una edad de ~ 0.7 Gyr (colores rojos). Una característica importante de los diagramas de posición de las partículas estelares en las galaxias, es que las edades de cada estrella trazan el *camino* recorrido por la TDGc 307528, lo cual nos muestra la trayectoria de la galaxia como un todo.

Nuevamente, construimos el diagrama de la otra galaxia en el grupo 19, la TDGc 307614. Graficamos las posiciones de las partículas estelares ($x - y$) al momento del nacimiento de cada una de ellas (ver figura 4.22). Hay que notar que en este caso la barra de colores va

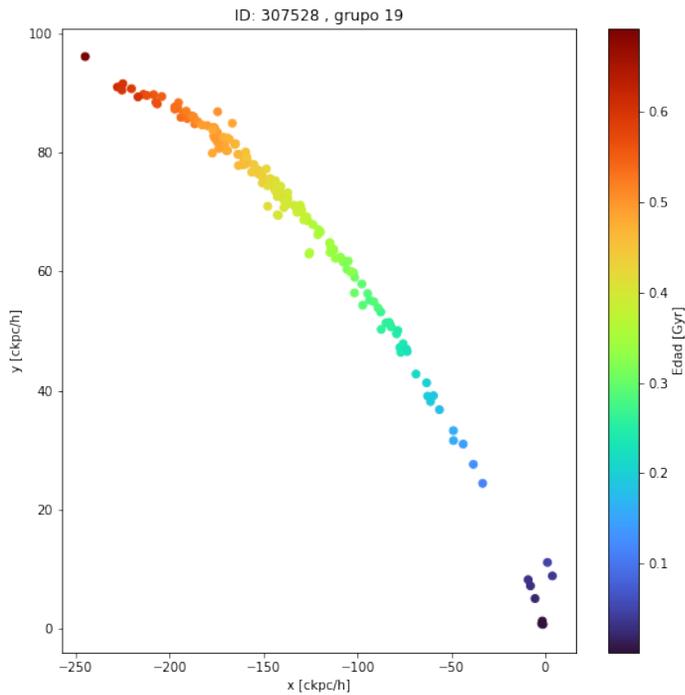


Figura 4.21: Distribución de las estrellas en la TDGc con ID 307528 del grupo 19. La barra de color indica sus edades correspondientes siendo el azul una población de estrellas mas joven mientras que el rojo una población mas vieja.

desde una edad de cero (el día de hoy; azules), hasta una edad de 11 Gyr (colores rojos). Las partículas estelares mas jóvenes (azul oscuro; región inferior derecha de la figura 4.22) se muestran a distancias en el eje x de $\sim 250ckpc/h$, y en y de $\sim 100ckpc/h$. Esta región muestra la trayectoria de la TDGc 307614 como un todo.

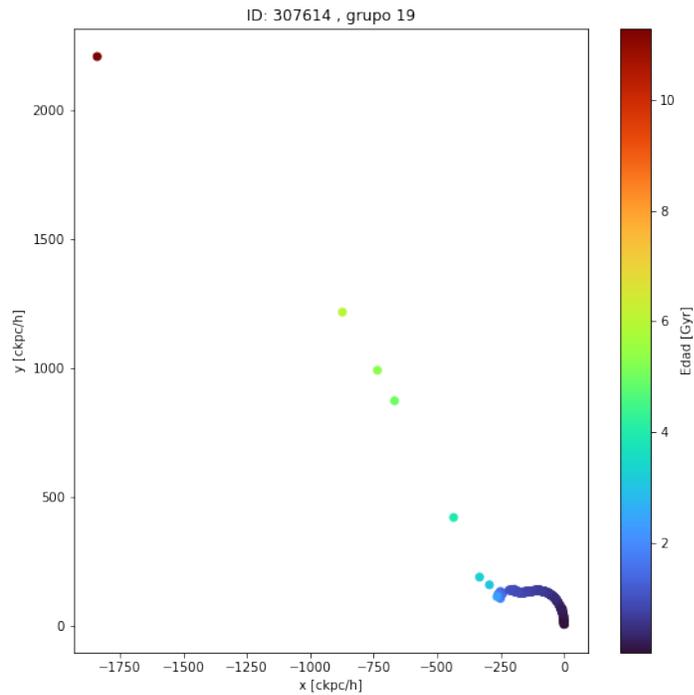


Figura 4.22: Distribución de las estrellas en la TDGc con ID 307614 del grupo 19. La barra de color indica sus edades correspondientes, siendo el azul una población de estrellas joven, y siendo las poblaciones mas viejas rojas.

Grupo 31:

Casi todas las estrellas de esta TDGc son insitu, con la excepción de 4 partículas estelares. La figura 4.23, muestra la posición de las partículas estelares en la TDG y la edad de cada partícula. Vemos en la región superior derecha de la imagen antes mencionada, la línea que muestra la trayectoria de la TDGc 358666, la cual está compuesta de estrellas con edades menores a un Gyr.

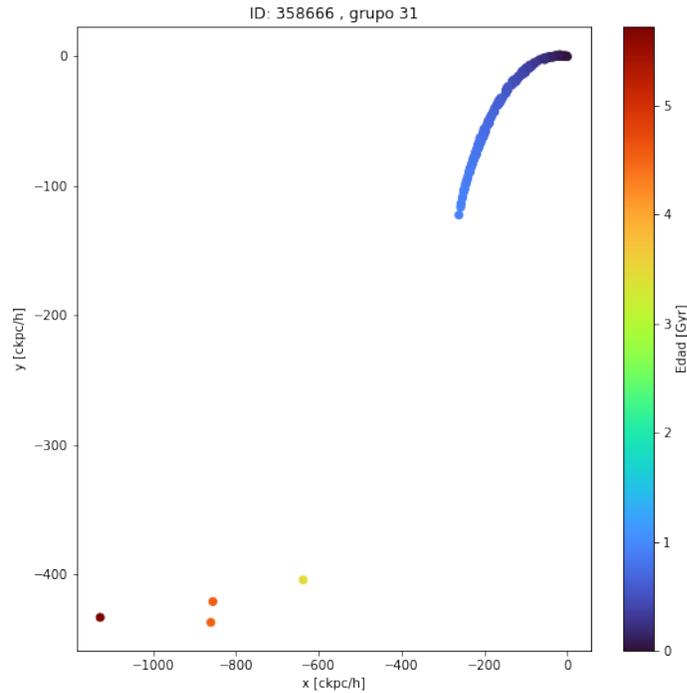


Figura 4.23: Distribución de las estrellas en la TDGc con ID 358666 del grupo 31. La barra de color indica sus edades correspondientes siendo el azul una población de estrellas mas joven mientras que el rojo una población mas vieja.

4.5. Metalicidad de las TDGc

A continuación se realiza el análisis de las metalicidades de las cuatro TDGc reportadas en esta tesis.

Grupo 11:

En la figura 4.24a presentamos la distribución $(x - y)$ de las partículas estelares de la TDGc 242993. Los colores están asociados a las metalicidades de la TDGc, los cuales se encuentran en un rango entre ($\sim 0.004 \sim 0.035$) dex, esto indicado en la barra de color.

Podemos observar que las estrellas que se han formado mas recientemente tienen metalicidades ~ 0.02 dex. En la población de estrellas mas viejas se ve una componente claramente menos metálica (colores más amarillos). Sin embargo, existe una mezcla de metalicidades en las estrellas que a $z = 0$ componen la TDGc 242993, i.e. no observamos un gradiente en metalicidad como función de la posición en la galaxia, como lo vimos para las edades de las estrellas (ver figura 4.20).

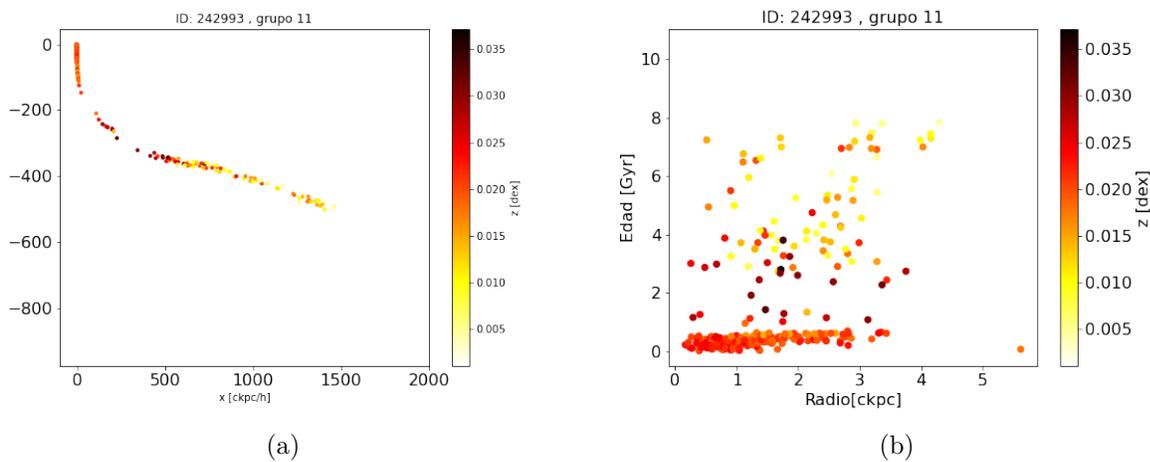


Figura 4.24: (b) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 242993 del grupo 11. Gráfica del radio galactocéntrico en el eje "x", y la edad de las partículas estelares en el eje "y". La barra de color indica las metalicidades correspondientes, siendo el amarillo la población estelar pobre en metales, y el color (rojo) oscuro corresponde a la población estelar mas metálica.

Como se mencionó anteriormente, las abundancias químicas dependen fundamentalmente de la edad y el radio galactocéntrico. En la figura 4.24 b trazamos la edad, el radio galactocéntrico, y la metalicidad de las estrellas pertenecientes a la TDGc 242993. Nos percatamos que las estrellas en esta galaxia se encuentran hasta una distancia galactocéntrica de ~ 3 kpc. Las estrellas mas jóvenes presentan en su mayoría metalicidades entre (0.015-0.025) dex, y conforme aumenta la edad (después de 2 Gyr) se ve una mezcla entre estrellas muy pobres en metales y estrellas con metalicidades muy altas (0.005-0.030 dex).

Para un análisis más detallado de metalicidades, realizamos histogramas bidimensionales

para cada TDGc. En la figura 4.25 se muestra un histograma que muestra las metalicidades respecto a la posición galactocéntrica de la TDGc 242993, perteneciente al grupo 11. La barra de color indica el contenido de partículas estelares que van de color morado a amarillo siendo de menor a mayor cantidad respectivamente. Los puntos negros indican la metalicidad (eje y) y la posición (eje x) de cada una de las partículas estelares, mientras que la barra de color indica la densidad de partículas estelares en este diagrama. Los cuadros amarillos tienen alrededor de 10 partículas estelares mientras que los cuadros morados tienen solo 1 partícula estelar. De este histograma, podemos inferir que la mayoría de las estrellas de la TDG 242993 presenta metalicidades alrededor de 0.20 - 0.025 dex y encontramos que la mayoría de estas partículas estelares se encuentran concentradas a menos de 2 kpc del centro galáctico.

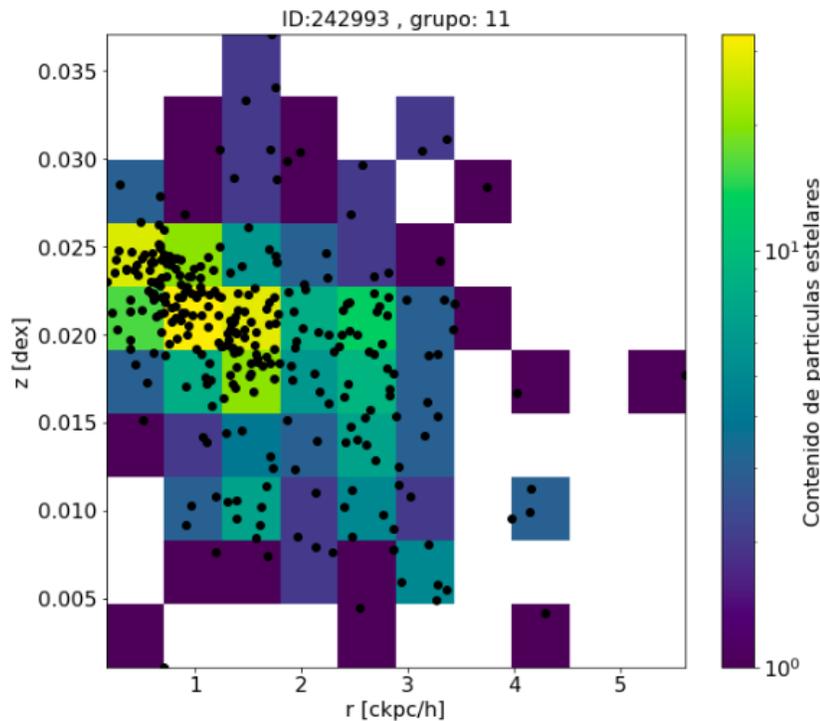


Figura 4.25: Histograma bidimensional que muestra las metalicidades de las partículas estelares respecto a su radio galactocéntrico. La barra de color indica el contenido de partículas estelares

Grupo 19:

En la figura 4.26a presentamos la distribución $(x - y)$ de las partículas estelares de la TDGc 307528. Los colores están asociados a las metalicidades de la TDGc, los cuales se encuentran en un rango entre ($\sim 0.007 \sim 0.012$) dex, esto indicado en la barra de color.

Particularmente la TDGc con ID 307528 del grupo 19, presenta una mezcla de metalicidades a lo largo de todo el árbol de nacimiento de sus partículas estelares. Esta distribución *mezclada* se podría explicar del proceso de formación de la TDGc. El gas expulsado de las galaxias madres, que dan paso a la formación de la TDGc, es un gas previamente enriquecido en metales, por lo que las estrellas nacidas de este gas (componente insitu de la TDGc) heredará la huella química de sus progenitores.

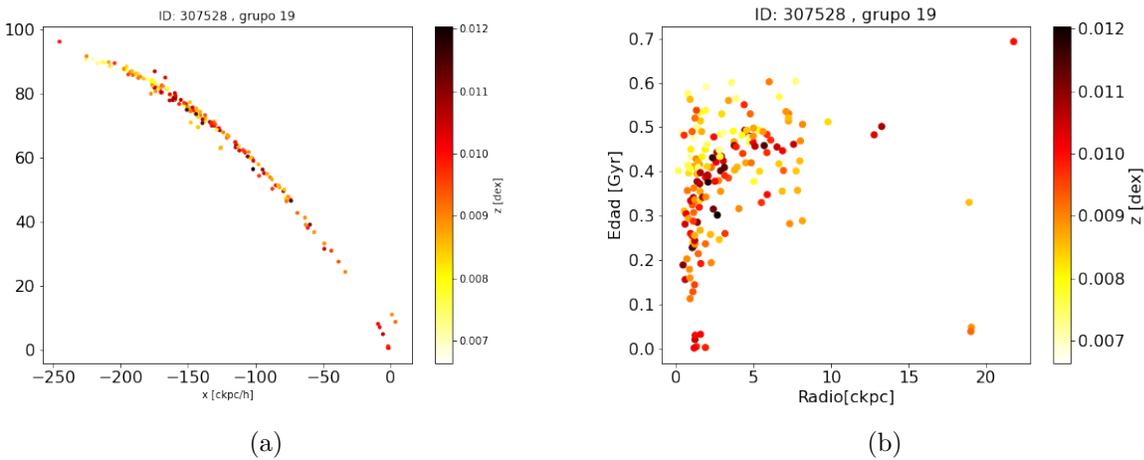


Figura 4.26: (a) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 307528 del grupo 19. La barra de color indica las metalicidades, siendo el amarillo la población estelar pobre en metales, y el color (rojo) oscuro corresponde a la población estelar mas metálica. (b) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 307528 del grupo 19. Gráfica del radio galactocéntrico en el eje x , y la edad en el eje y . La barra de color indica las metalicidades correspondientes, siendo el amarillo la población estelar pobre en metales, y el color (rojo) oscuro corresponde a la población estelar mas metálica.

A diferencia de la TDGc anterior (TDGc 242993), esta candidata tiene una mezcla mas notoria de metalicidades que abarcan una distribución radial (galactocéntrica) de aproximadamente 8 kpc (ver 4.26b). En la misma figura se aprecia una separación (*gap*) después

de 1 Gyr. Esta separación será interesante de analizar con mas detalle, y ver si puede corresponder a la población estelar exitu de esa galaxia.

En el histograma bidimensional 4.27 podemos notar que el mayor contenido de partículas estelares se encuentra a menos de 1 kpc del centro galáctico, pero a diferencia de la TDG 242993, esta candidata presenta una mezcla de metalicidades que van desde 0.007 hasta 0.012 dex y la mayoría de las partículas estelares se concentran hacia el centro de la TDGc.

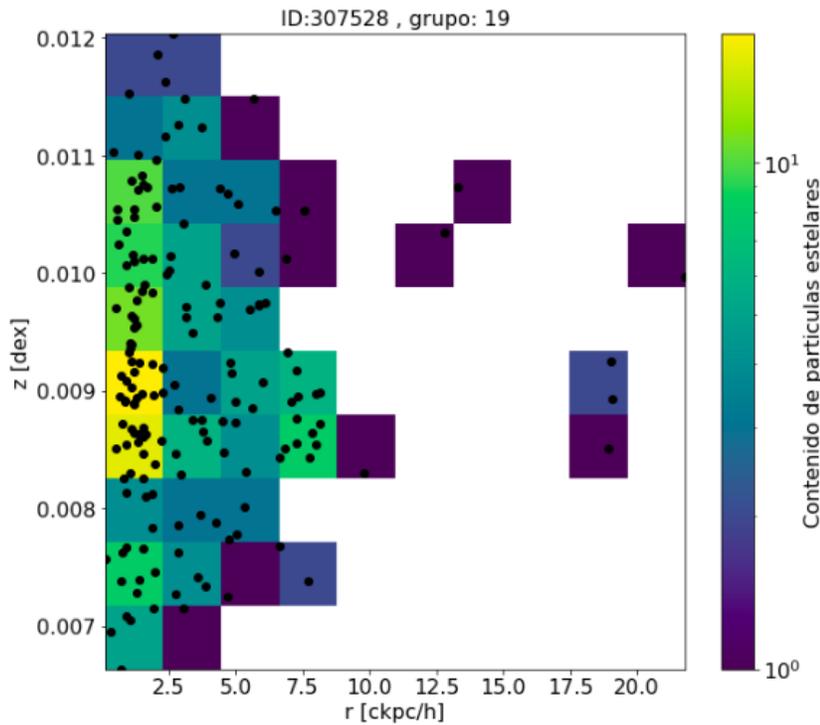


Figura 4.27: Histograma bidimensional que muestra las metalicidades de las partículas estelares respecto a su radio galactocentrico. La barra de color indica el contenido de partículas estelares

En el mismo grupo 19 encontramos una segunda candidata con ID 307614. En la figura 4.28a presentamos la distribución $(x - y)$ de las partículas estelares de la TDGc 307614. Los colores están asociados a las metalicidades de la TDGc, los cuales se encuentran en un rango entre ($\sim 0.005 \sim 0.02$) dex, esto indicado en la barra de color.

A diferencia de la TDGc 307528, la cual fue producto de la misma interacción de galaxias que formaron la TDGc 307614, se aprecia que en general esta última es mas metálica. No

obstante, se muestra una mezcla de metalicidades a lo largo del diagrama (i.e. posición (x-y) del nacimiento de cada partícula estelar que a $z = 0$ forma parte de la galaxia TDGc 307614).

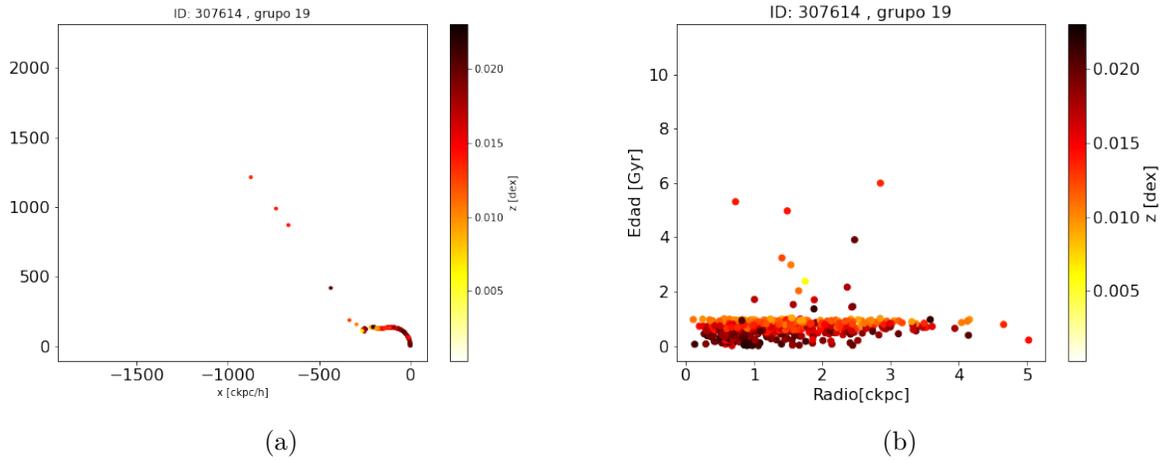


Figura 4.28: (a) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 307614 del grupo 19. La barra de color indica sus metalicidades correspondientes siendo el amarillo la población estelar pobre en metales mientras que el color oscuro corresponde a la población estelar mas metálica. (b) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 307614 del grupo 19. Gráfica del radio en el eje x , y la edad en el eje y . La barra de color indica sus metalicidades correspondientes siendo el amarillo la población estelar pobre en metales mientras que el color oscuro corresponde a la población estelar mas metálica

Esta galaxia alberga estrellas muy jóvenes, con edades de menos de 1 Gyr, y metalicidades relativamente altas como se muestra en la figura 4.28b. La distribución radial (galactocéntrica) se extiende hasta casi 4 kpc, y conforme el radio galactocéntrico disminuye, se alcanzan metalicidades de casi 0.020 dex.

Con esta galaxia podemos seguir el pensamiento intuitivo sobre el escenario de formación de estas TDG: la galaxia presenta metalicidades altas, lo cual indica que sus estrellas (in-situ) se formaron del material reciclado químicamente enriquecido perteneciente a la(s) galaxia(s) progenitora(s).

Realizamos el histograma bidimensional para la TDGc 307614 (figura 4.29) y encontra-

mos que también existe una mezcla de metalicidades que van desde 0.01 hasta 0.020 dex, pero a diferencia de la TDGc 307528 que también se formó de la misma interacción, concluimos que esta última es mas metálica y sus partículas estelares se extienden hasta 4 kpc.

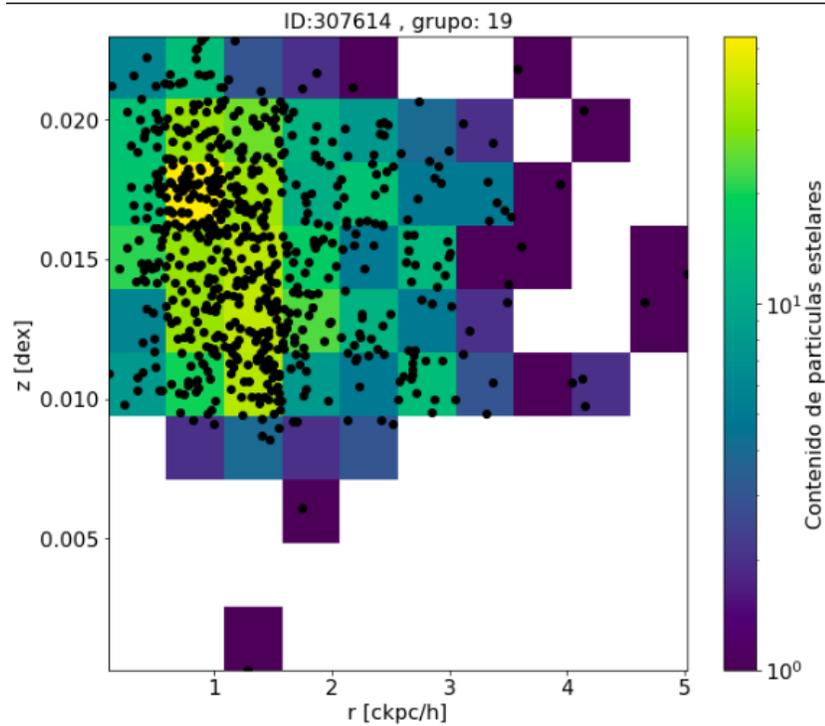


Figura 4.29: Histograma bidimensional que muestra las metalicidades de las partículas estelares respecto a su radio galactocentrico. La barra de color indica el contenido de partículas estelares

Grupo 31:

En la figura 4.30a presentamos la distribución $(x - y)$ de las partículas estelares de la TDGc 358666. Los colores están asociados a las metalicidades de la TDGc, los cuales se encuentran en un rango entre ($\sim 0.006 - \sim 0.016$) dex, esto indicado en la barra de color. En la misma figura, observamos un (leve) gradiente de color en las metalicidades.

Esta galaxia presenta una distribución en radio galactocéntrico hasta 3.5 kpc, y al igual que la TDGc anterior (TDGc 307614), esta galaxia es mas metálica hacia el centro de la galaxia (ver figura 4.30b). Podemos observar como las estrellas mas jóvenes presentan

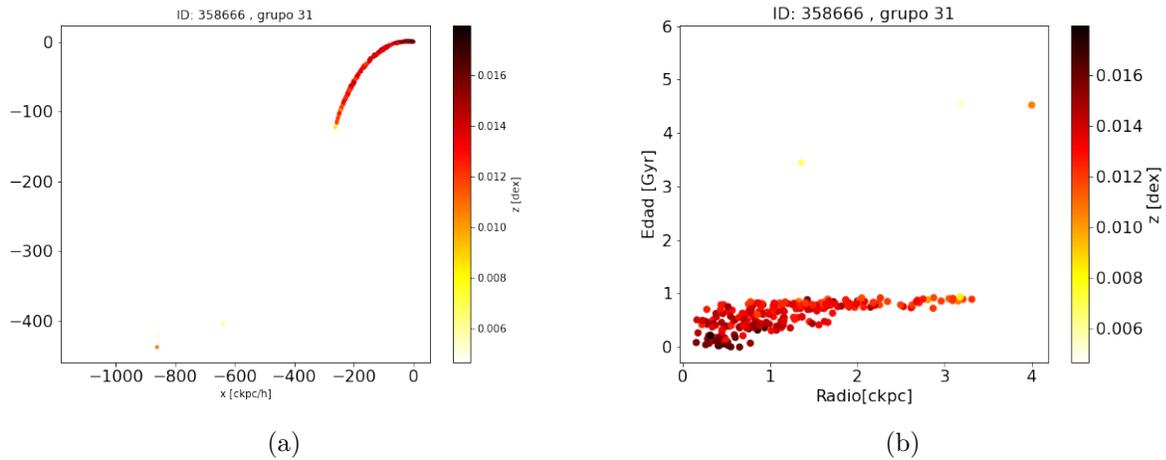


Figura 4.30: (a) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 358666 del grupo 31. La barra de color indica sus metalicidades correspondientes siendo el amarillo la población estelar pobre en metales mientras que el color oscuro corresponde a la población estelar mas metálica. (b) Distribución de las estrellas de la TDGc con ID 358666 del grupo 31. Gráfica del radio galactocéntrico en el eje $-x$ y la edad en el eje $-y$. La barra de color indica sus metalicidades correspondientes, siendo el amarillo la población estelar pobre en metales, y el color (rojo) oscuro corresponde a la población estelar mas metálica.

metallicidades mas altas y conforme aumenta la edad, la metalicidad disminuye.

Con esta galaxia podemos seguir nuevamente el pensamiento intuitivo sobre el escenario de formación de estas TDG donde se espera que la TDG presente metalicidades altas, un indicador de que sus estrellas (insitu) se formaron del material reciclado químicamente enriquecido perteneciente a la(s) galaxia(s) progenitora(s).

Realizamos el histograma bidimensional para la TDGc 358666 (figura 4.31). Encontramos que hay una mayor concentración de partículas estelares hacia el centro de la galaxia que presenta metalicidades mas altas (entre 0.012 y 0.14 dex).

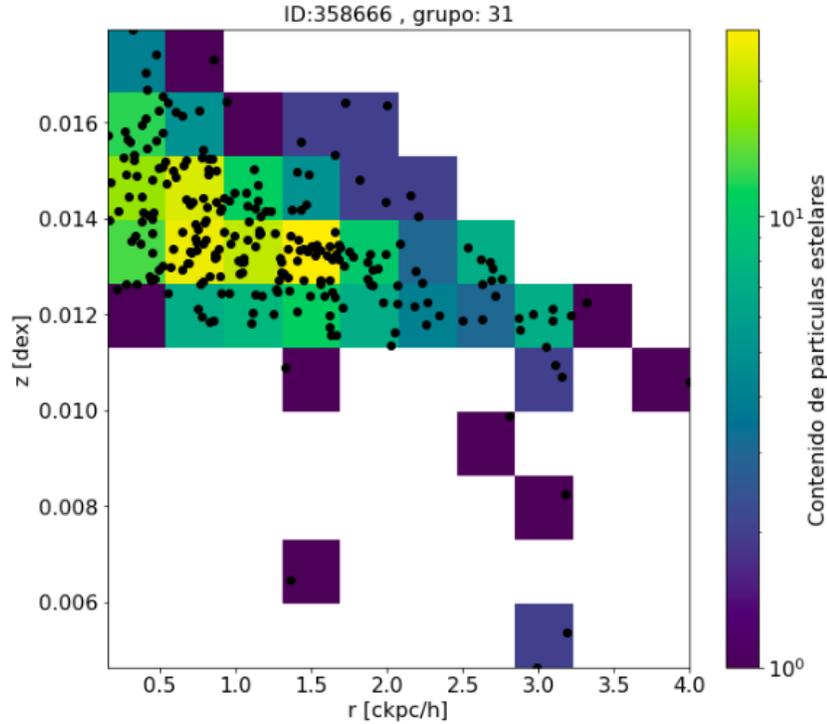


Figura 4.31: Histograma bidimensional que muestra las metalicidades de las partículas estelares respecto a su radio galactocéntrico. La barra de color indica el contenido de partículas estelares

4.6. Evolución temporal de las cuatro TDGc

En esta sección estudiamos la evolución temporal de las cuatro TDGc. Mostramos diferentes momentos evolutivos de los grupos donde se forman las TDGc. Para cada una de las TDGc, realizamos mapas de densidad de estrellas donde la escala de colores muestra regiones estelares densas en rojo, y menos densas en azul; densidad de gas donde la escala de colores muestra regiones de gas densas en amarillo, y menos densas en morado; y densidad de materia oscura, donde la escala de colores muestra regiones de materia oscura densas en blanco, y menos densas en gris.

Pudimos identificar las TDGc individualmente a diferentes pasos de tiempo. Los círculos de color amarillo y magenta en los mapas de densidad de estrellas, gas y materia oscura

corresponden a las TDGc encontradas en cada grupo. El *lookbacktime* y el ID se indican en la parte superior de cada mapa.

La barra de colores no se anexó en los mapas antes mencionados, ya que el propósito de tener los mapas de las diferentes componentes de las TDGc, es distinguir de forma cualitativa las regiones de donde vienen las TDGc.

Grupo 11, TDGc con ID 242993

Como mencionamos anteriormente, realizamos una inspección visual de la galaxia central del grupo 11, con ID 242788 en $z = 0$ (snapshot 99) para buscar candidatas a TDG. Hace aproximadamente 0.47 Gyr (snapshot 96) se formó una cola de marea (como se muestra en los paneles *D* de las figuras 4.32, 4.33 y 4.34). Estas colas de marea son un producto de la interacción de una galaxia proyectil; (siendo proyectil la galaxia de menor masa), con la galaxia blanco central del grupo 11 (ID 242788), cuya masa total es $M = 10^{13.38} M_{\odot}$. La galaxia que interacciona con la galaxia central del grupo 11 puede distinguirse en el panel *A* (hace 0.8 Gyr) de densidad estelar (región inferior derecha de la figura 4.32). En el panel *A*, podemos ver a la galaxia proyectil antes de desarrollar colas de marea.

Después de 0.134 Gyr, a un snapshot posterior (snapshot 97; *look back time* de 0.34 Gyr), se forma la TDGc (marcada con un círculo amarillo en el panel *E* de la figura 4.32). La TDGc se mantiene sin ser destruida hasta el tiempo actual ($z = 0$; panel *F* de la figura 4.32). Esto quiere decir que la TDGc se ha mantenido como un objeto autogravitante independiente, desde que fue detectada hace 0.34 Gyr, hasta $z = 0$.

Al igual que las estrellas, en la componente gaseosa (figura 4.33), podemos observar una zona de alta densidad delimitada por círculos amarillos en los paneles *C*, *D*, *E*, y *F*, cuyo centro corresponde a la TDGc 242993. Lo anterior quiere decir que al día de hoy (panel *F* correspondiente a $z = 0$; snapshot 99) la TDGc 242993 contiene gas, del cual aún se podrían formar estrellas.

A diferencia de las estrellas y el gas, la distribución de materia oscura dentro de los círculos amarillos (centrados en el centro de la TDGc 242993) de los paneles *C*, *D*, *E*, y *F* de la figura , carecen de material. Esto es esperado, pues como hemos mencionado en esta tesis las TDGs carecen de materia oscura por definición. El mapa 4.34 de materia oscura nos sirve para reafirmar que la TDGc 242993 está compuesta solo de estrellas y gas.

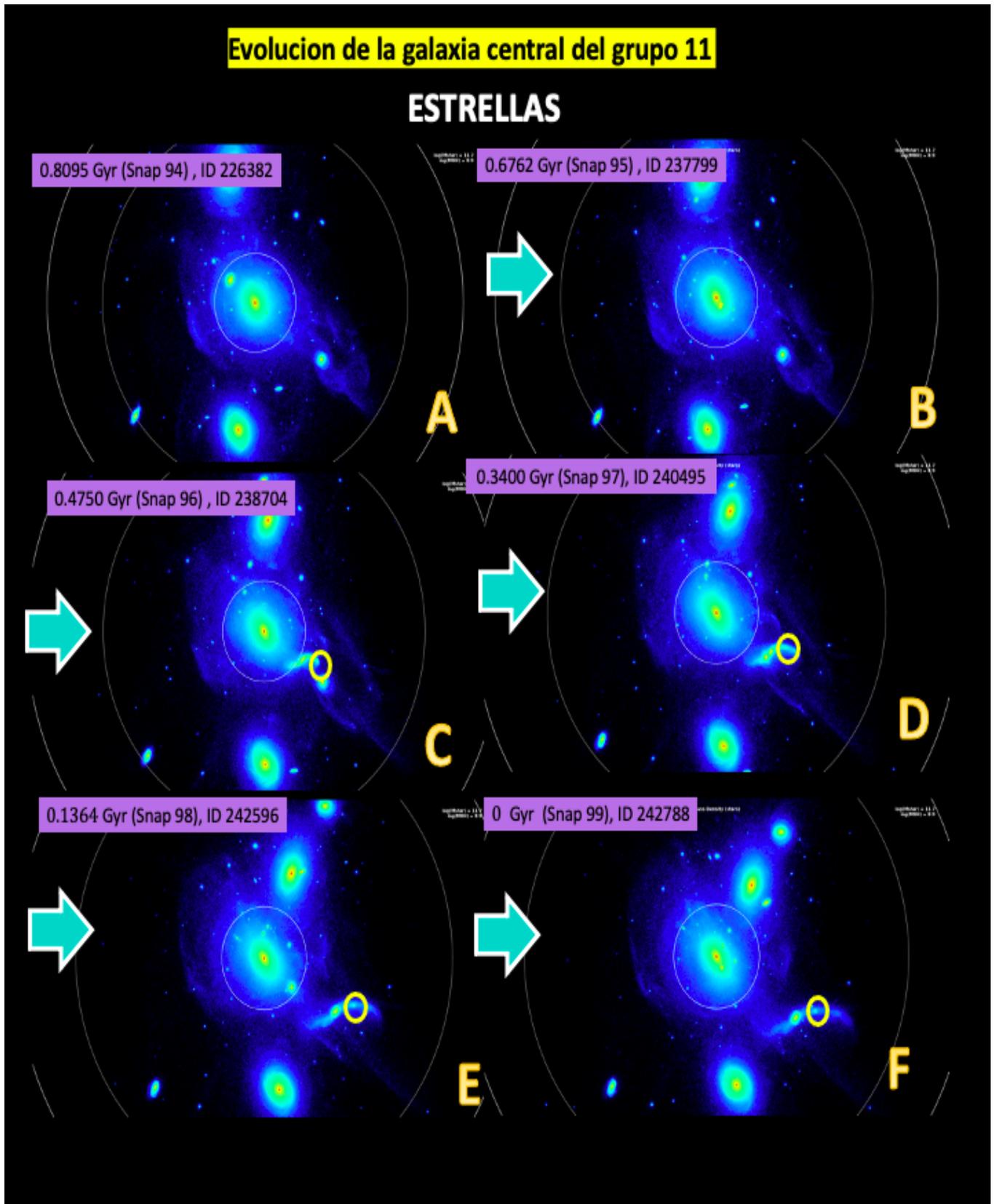


Figura 4.32: Mapa de la evolución de la TDGc en estrellas perteneciente al ID 242993 en el grupo 11.

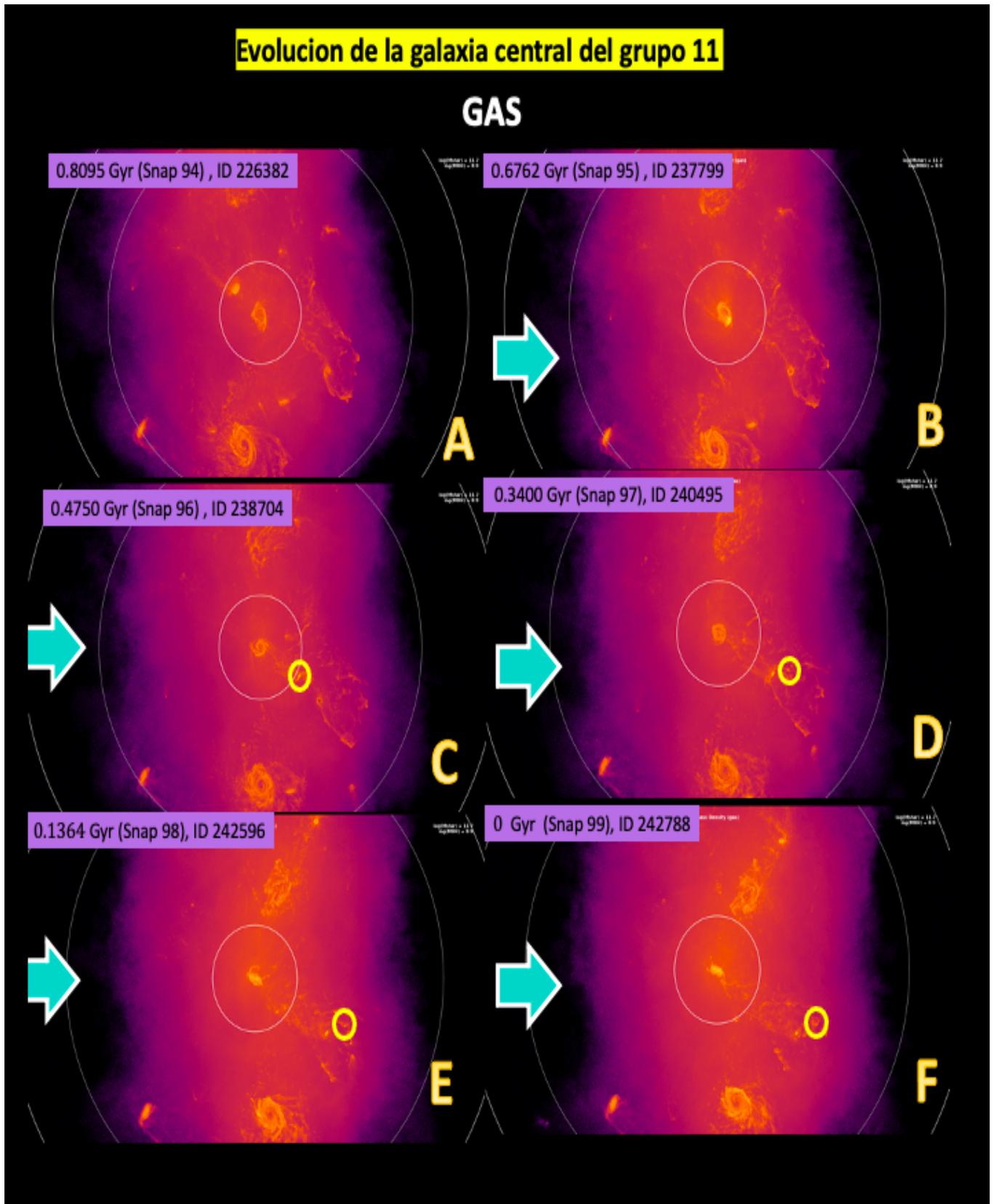


Figura 4.33: Mapa de la evolución de la TDGc en gas perteneciente al ID 242993 en el grupo 11.

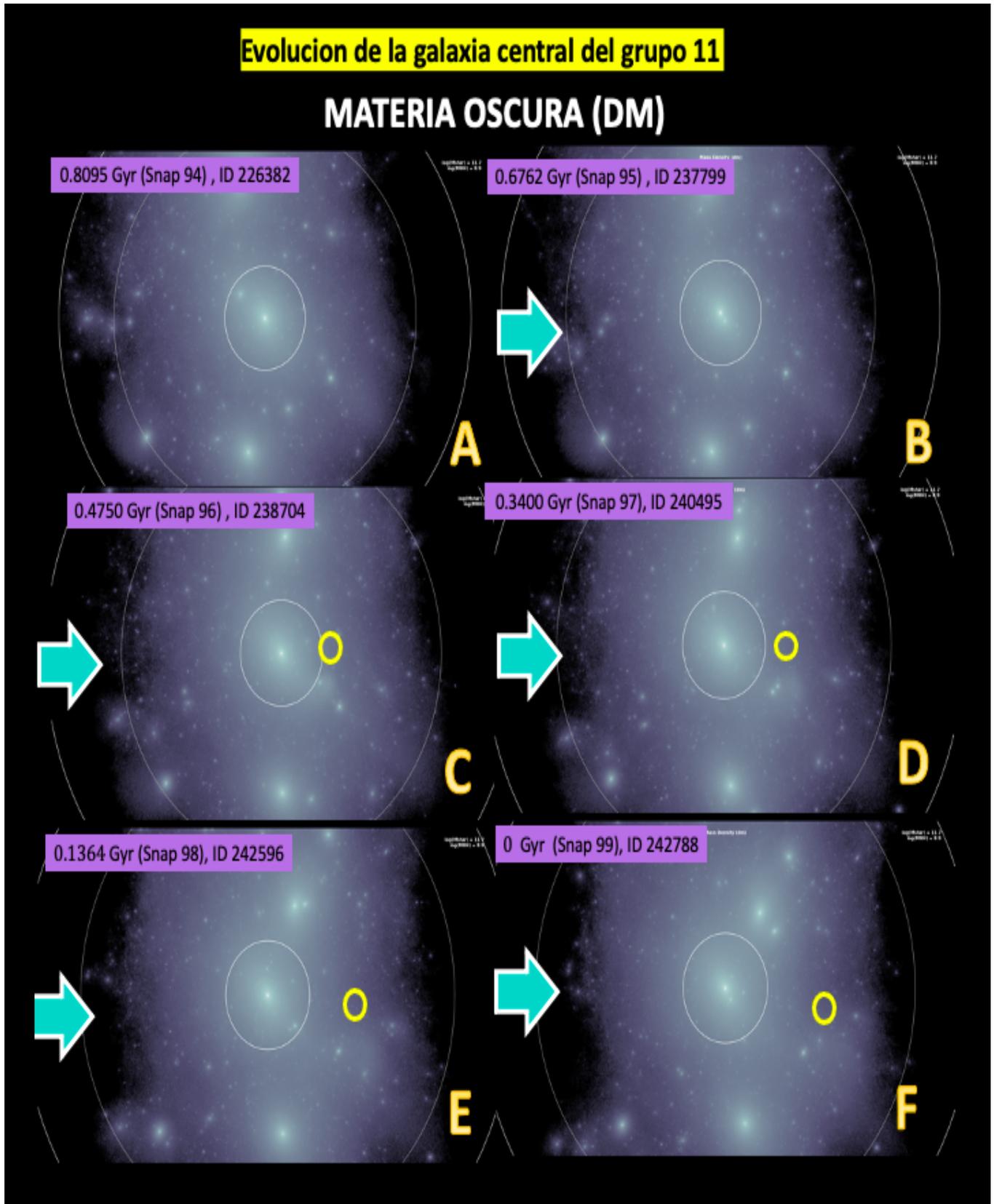


Figura 4.34: mapa de la evolución de la TDGc en materia oscura perteneciente al ID 242993 en el grupo 11.

Grupo 19, TDGc con ID 307528 y 307614

Posteriormente estudiamos la evolución del grupo 19, cuya galaxia central tiene un número de identificación ID 307485, a un desplazamiento al rojo $z = 0$ (snapshot 99). En este caso la galaxia central del grupo 19, no es una de las progenitoras de la TDGc 307528, sino un par de galaxias ubicadas en la región inferior derecha, del panel *B* de la figura 4.35.

El grupo 11, como hemos mencionado antes, alberga dos TDGc en una cola de marea estelar y gaseosa muy prominente, resultado de la interacción de las galaxias antes mencionadas (paneles *D*, *E*, y *F* de las figuras 4.35 y 4.36).

Esta prominente cola de marea se formó por un encuentro cercano con otra galaxia masiva hace ~ 0.7 Gyr (snapshot 95 de la figura 4.35). Podemos ver el acercamiento entre las galaxias progenitoras a la TDGc en la región inferior derecha, del panel *B* de la figura 4.36, y el nacimiento de la cola de marea a un snapshot siguiente (snapshot 96; *look back time* de ~ 0.5 Gyr).

Una vez que se formaron las colas de marea, pudimos identificar la TDGc 307528, la cual mostramos dentro de un círculo amarillo en los paneles *E* y *F* de las figuras 4.35, 4.36, y 4.37. Esta TDGc se forma en la cola de marea superior del sistema de galaxias en interacción. Podemos ver una concentración de estrellas y gas dentro de los círculos amarillos, los cuales están centrados en el centro de la TDGc 307528. Nuevamente (y correctamente), observamos que no hay una componente de materia oscura dentro de los círculos amarillos en los paneles *F* y *E* de la figura 4.37.

Al hacer un análisis sobre la región en interacción, encontramos que existía una segunda TDGc formada en la cola de marea inferior del sistema de galaxias en interacción. Ver círculos rosas en los paneles *E* y *F* de las figuras 4.35, 4.36, y 4.37; Esta es la TDGc 307614.

Ambas TDGs se formaron recientemente en una cola de marea que se formó hace ~ 0.5 Gyr. Es importante resaltar aquí, que de una fusión entre galaxias masivas es posible crear dos TDGs en la misma cola de marea. Las primeras partículas estelares en los subhalos (galaxias) de ambas TDGs identificadas a $z = 0$, aparecen después de dos snapshots después de la interacción inicial, lo que nos permite estimar las edades de las TDGs (aproximadamente 0.34 Gyr). Ambas TDGs son galaxias recién formadas, con formación estelar activa, sin materia oscura, y con gas.

Hay que notar una característica muy interesante del grupo 19, que estudiaremos en el futuro (doctorado). La galaxia central del grupo 19 no contiene gas (ver el centro de los paneles *A-F* de la figura 4.36). Pero sí tiene una componente estelar importante (ver el centro de los paneles *A-F* de la figura 4.35), al igual que de materia oscura (ver el centro de los paneles *A-F* de la figura 4.37). La pregunta clave aquí será ¿Cómo es que perdió el gas esta galaxia? ¿Será también una consecuencia de haber sufrido colisiones o mergers con otra (u otras) galaxias?

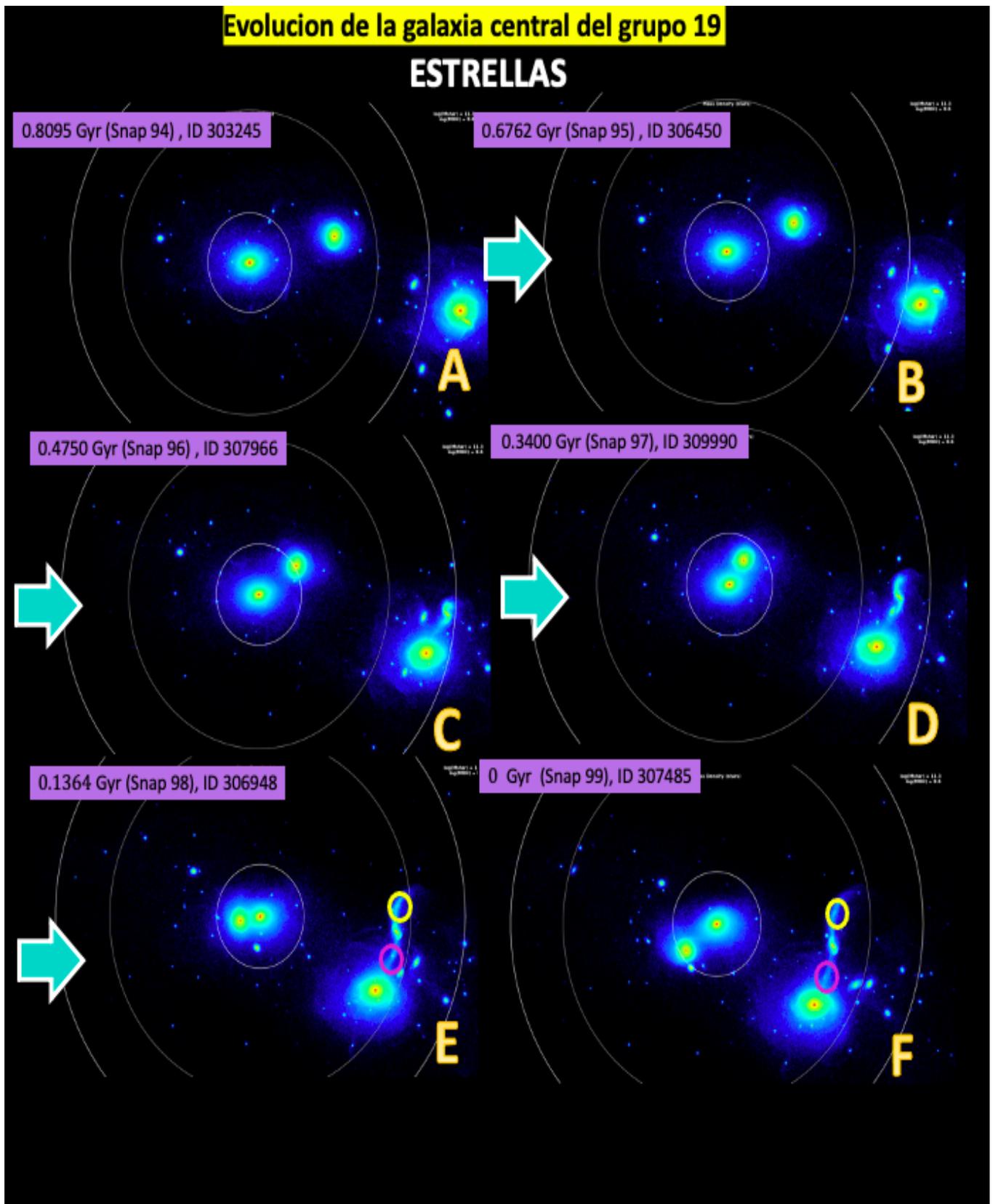


Figura 4.35: Mapa de la evolución de la TDGc en estrellas perteneciente al grupo 19 donde albergan dos TDGc: ID 307528 y ID 307614.

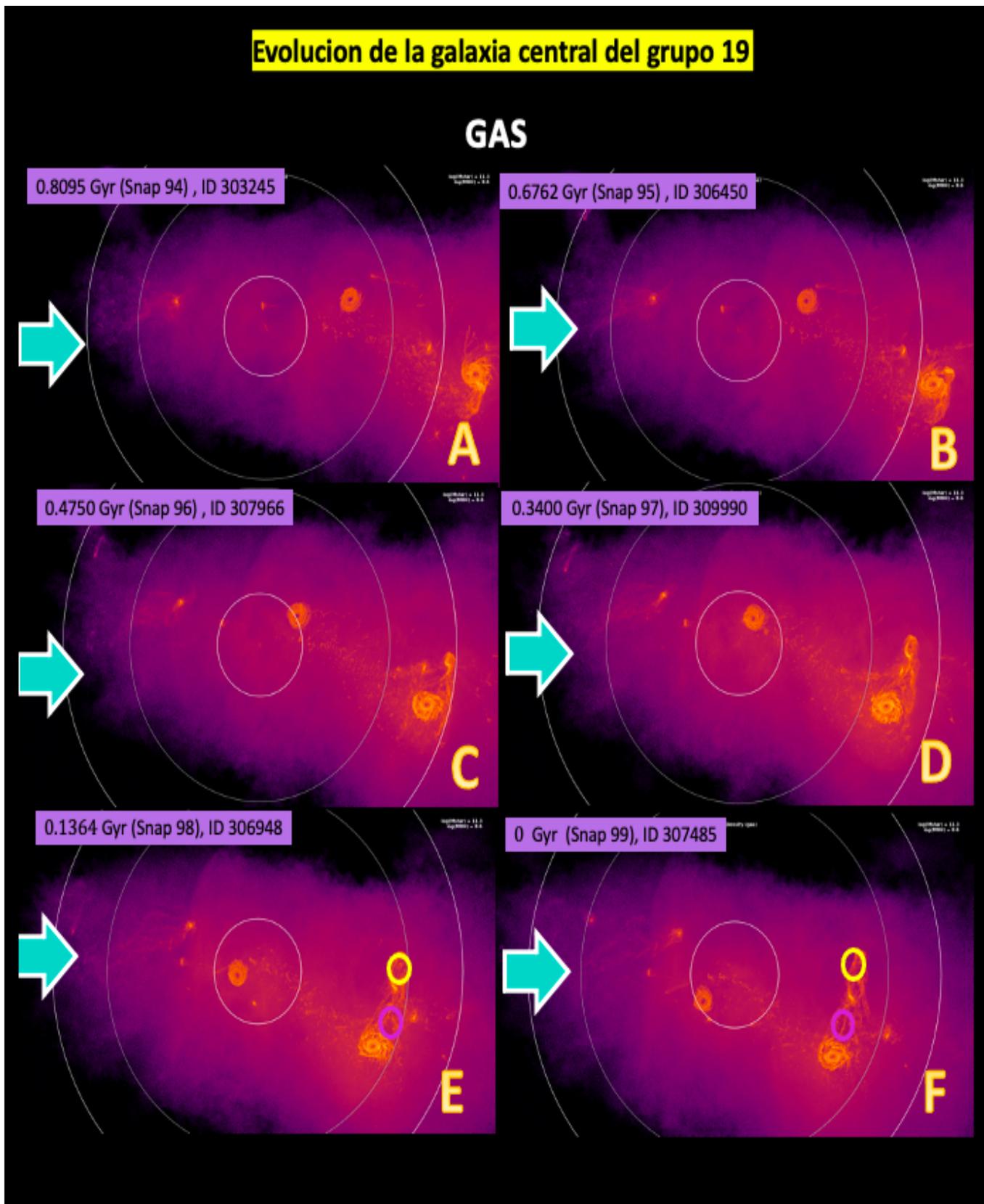


Figura 4.36: Mapa de la evolución de la TDGc en gas perteneciente al grupo 19 donde albergan dos TDGc: ID 307528 y ID 307614.

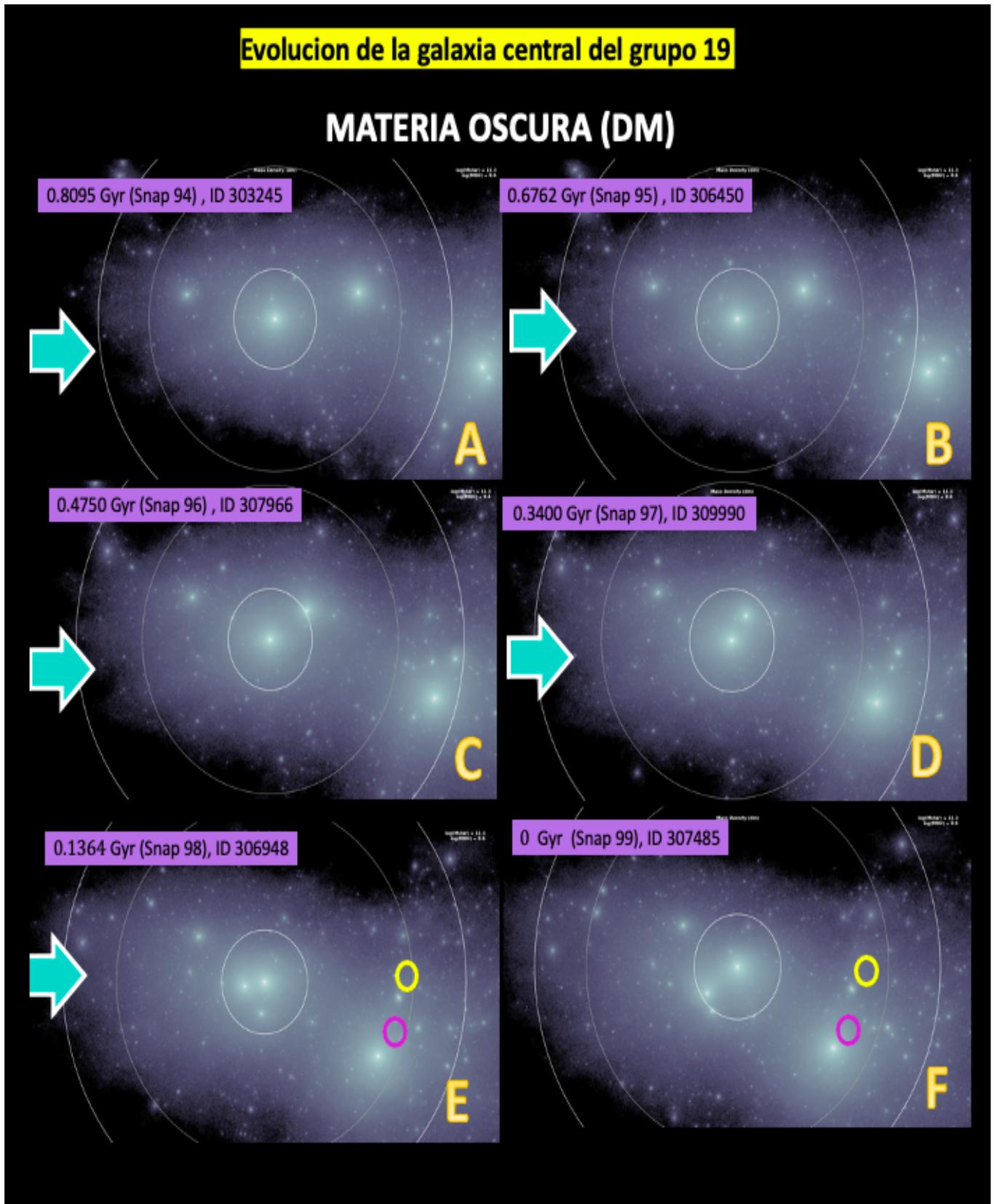


Figura 4.37: Mapa de la evolución de la TDGc en materia oscura perteneciente al grupo 19 donde albergan dos TDGc: ID 307528 y ID 307614.

Grupo 31, TDGc con ID 358666

La subestructura pobre en DM con ID 358666 (ver círculo amarillo, en las figuras 4.38, 4.39, y 4.40) en el grupo FoF numero 31, identificado a $z = 0$ (snapshot 99,) cumple nuestros criterios de selección para ser una TDGc.

En este caso, la galaxia central es una de las galaxias progenitoras de la TDGc 358666. En el centro del panel *A* de la figura 4.38, podemos observar dos galaxias donde una de ellas, como mencionamos, es la galaxia central del grupo 31. En un tiempo de retrosección (*look back time*) de ~ 0.7 Gyr, vemos el nacimiento de las colas de marea, debido a la interacción entre esas dos galaxias.

A un snapshot posterior (snapshot 97; panel *C* de la figura 4.38) podemos apreciar la cola de marea extendida, donde se identifica la TDGc 358666 marcada dentro de un círculo amarillo. La TDGc 358666 muestra una componente densa de gas, como se muestra en los paneles *C* a *F* de la figura 4.39 (círculo amarillo) Este subhalo (galaxia) no contiene de materia oscura (ver círculos amarillos en los paneles *C* a *F* de la figura 4.40).

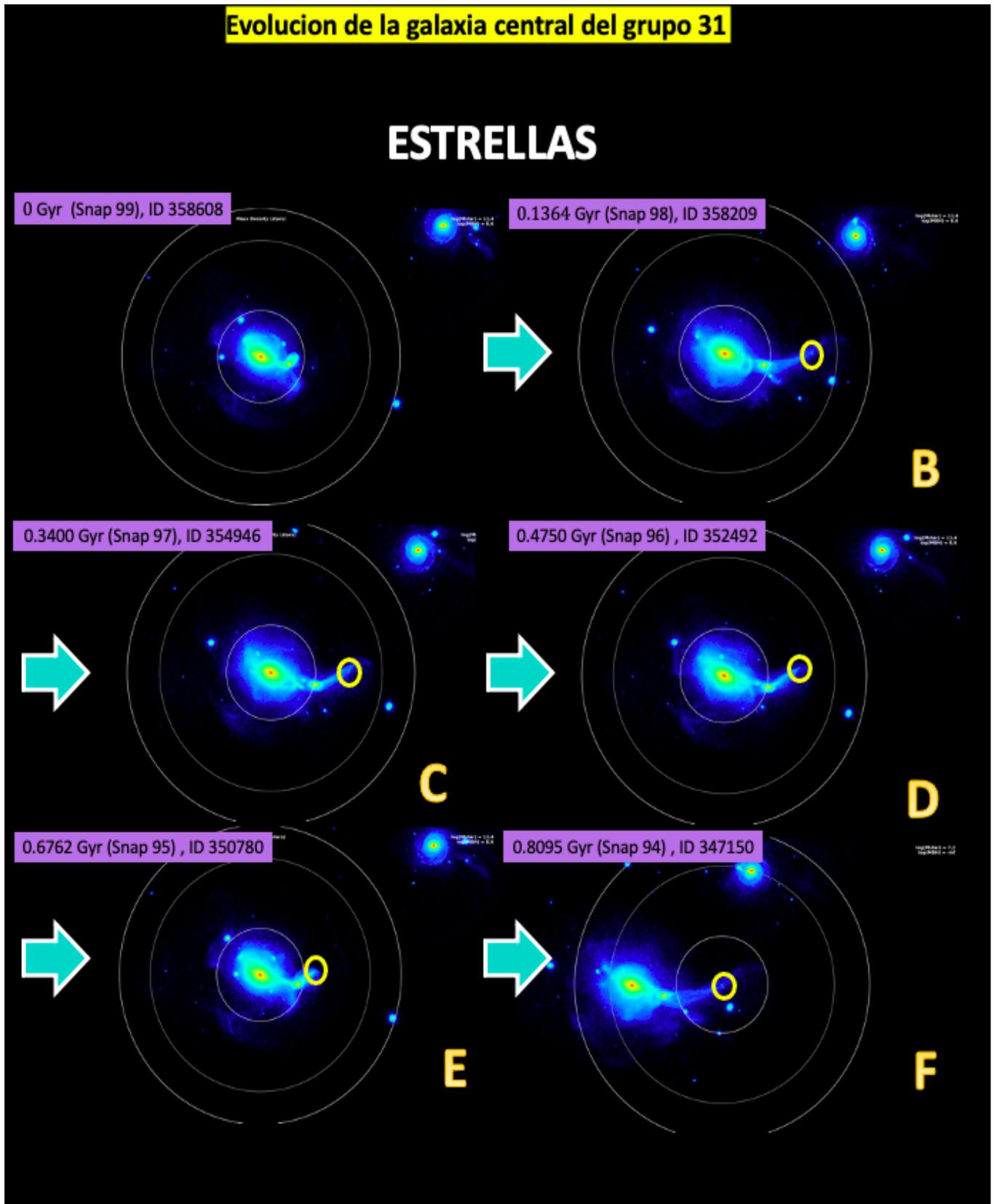


Figura 4.38: Mapa de la evolución de la TDGc en estrellas perteneciente al ID 358666 en el grupo 31.

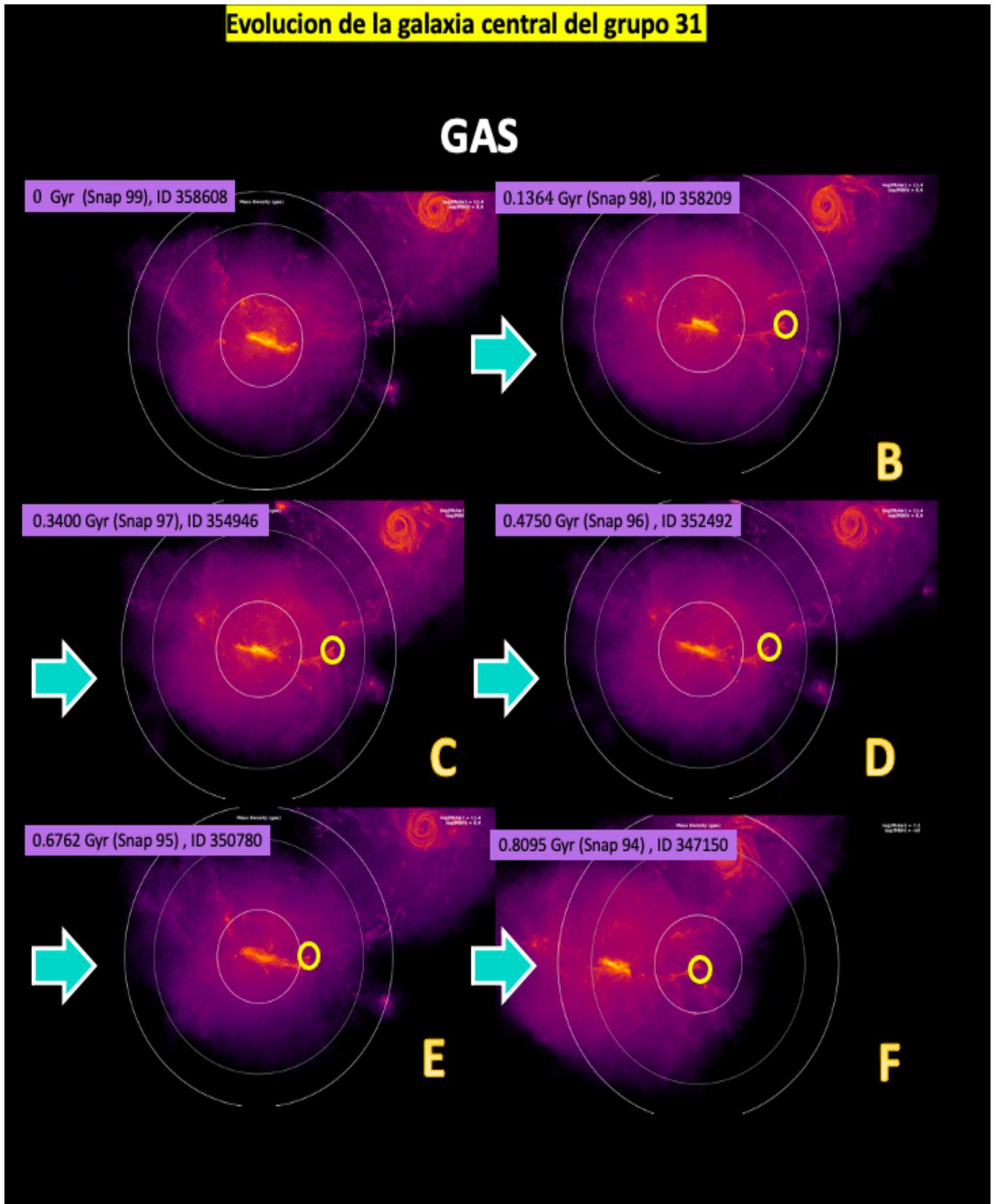


Figura 4.39: Mapa de la evolución de la TDGc en gas perteneciente al ID 358666 en el grupo 31.

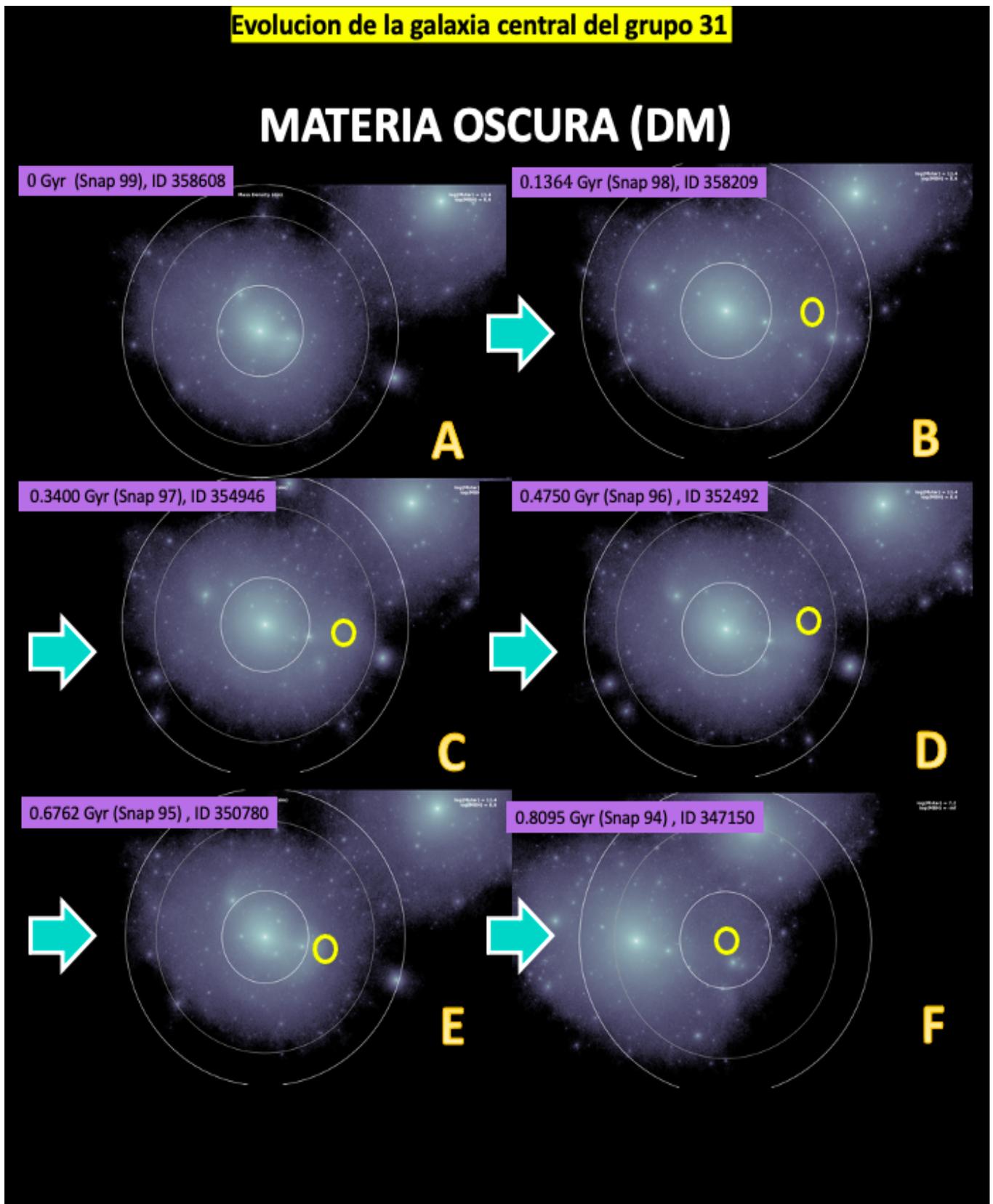


Figura 4.40: Mapa de la evolución de la TDGc en materia oscura perteneciente al ID 358666 en el grupo 31.

Capítulo 5

Discusión y Conclusiones

El estudio de las TDG es de gran importancia, ya que contribuye a la comprensión de los procesos de formación de las estrellas a partir del gas en las galaxias. Estudiamos las propiedades físicas de las galaxias enanas que carecen de DM en Illustris TNG-50, la cual utiliza una cosmología Λ -CDM con lo que fue posible identificar 4 objetos estelares sin materia oscura (en 3 grupos de galaxias distintos) en el volumen de 50 Mpc co-móviles a un desplazamiento al rojo $z = 0$.

Por primera vez se utilizó Illustris TNG-50 para el estudio de las galaxias de marea. Nuestro estudio presenta una mejor resolución que lo que se ha reportado anteriormente con simulaciones cosmológicas (p.ej. Ploekinger et al. 2018, [116] y Haslbauer et al. 2019 [48]).

Utilizamos la base de datos Illustris TNG-50 para identificar las TDGc, seleccionando los nueve grupos FoF mas masivos. Realizamos una inspección visual de las galaxias anfitrionas y su entorno inmediato en diferentes instantáneas consecutivas, donde fue posible observar el momento en que estos objetos sin materia oscura se convierten en estructuras ligadas gravitacionalmente.

Creamos mapas de densidad de gas, estrellas, y DM para confirmar la naturaleza de marea de las TDG para tres grupos pertenecientes a los 9 grupos mas masivos. Identificamos una TDGc en el grupo 11 con ID 242993, y una segunda en el grupo 31 con ID 358666. En el

grupo 19 rastreamos la galaxia central del grupo y curiosamente, esta galaxia alberga dos TDGc ricas en gas (ID: ID 307528 y ID 307614) como se ve en una serie de instantáneas en el capítulo 4.6. Los resultados de las componentes que constituyen cada TDGc, se encuentran resumidos en la tabla 4.15.

El evento de la creación simultánea de dos TDGs en la misma cola de marea, ya se había reportado anteriormente en la simulación Illustris-1 por (Haslbauer et al. 2019 [48]).

Las cuatro candidatas encontradas cumplen nuestros criterios de selección iniciales; No contienen materia oscura, tienen radios a la mitad (r_h) de la masa entre 1 y 6 ckpc/h, tienen una tasa de formación estelar > 0 (en particular mayor a $0.007 M_\odot/yr$). Tienen metalicidades con rangos entre 0.004 y 0.035 dex, contienen un total de partículas mayor a 2000, entre partículas estelares y partículas de gas (con esto garantizamos que las galaxias candidatas a TDG son reales y no artefactos de la simulación).

Como se espera, las TDG tienen masas (entre masa estelar y masa de gas) entre $1 \times 10^6 M_\odot$, y $1 \times 10^9 M_\odot$ (Haslbauer, 2019 [48]). La TDGc más masiva encontrada en nuestro estudio presenta una $M_{tot} = 10^9 M_\odot$ y la menos masiva presenta una $M_{tot} = 10^8 M_\odot$. Todas nuestras TDGc se formaron a partir del gas expulsado por las fuerzas de marea de galaxias masivas en interacción. Confirmamos que es posible encontrar TDGc, y objetos similares libres de materia oscura ligados gravitacionalmente en simulaciones cosmológicas.

Por otro lado, se hizo un estudio de fotometría con los modelos de síntesis de poblaciones estelares más recientes de Bruzual (Bruzual 2022, comunicación privada) y con ello, fue posible calcular las magnitudes en diferentes bandas (g,r,i,z) y compararlas con las magnitudes reportadas en Illustris TNG que utiliza los modelos de (Bruzual et al. 2003 [20]). Los modelos de Bruzual 2022 tienen mayor resolución y un rango más amplio en metalicidades. Encontramos que las TDG tienen poblaciones jóvenes que están formando estrellas, mientras que sus análogas en masa estelar, pero que si contienen materia oscura, cuentan con poblaciones viejas que ya no tienen formación estelar activa.

Realizamos diagramas color-color (B-V *vs* U-B) y encontramos que las TDG están mayormente constituidas por una población joven en secuencia principal de ~ 1 Gyr. Las TDGs muestran formación estelar activa, eso quiere decir que contienen estrellas que se formaron hace a penas ~ 1 Myr. Es interesante hacer notar que la componente exsitu de las estrellas en las TDG, se muestran en el diagrama color-color como poblaciones viejas con edades > 5 Gyr mientras que la componente insitu de las estrellas muestran poblaciones jóvenes con edades de < 1 Gyr.

Las interacciones y fusiones galácticas juegan un papel primordial en la formación de galaxias de segunda generación, como lo son las TDGs. No obstante, no descartamos la idea de que galaxias sin materia oscura, lo que llamamos galaxias de segunda generación, también se formen en otros escenarios.

Se sabe que las TDGs son ricas en metales, lo que indica que estas galaxias son formadas a partir de material reciclado proveniente de una galaxia huésped que ha sido previamente enriquecida químicamente. Sin embargo, encontramos que en algunas TDGc no se logra apreciar un gradiente de metalicidad como esperaríamos. Esto debido a que el material que se encuentra hacia las afueras del disco de gas de las galaxias progenitoras es menos metálico, y además se encuentra menos ligado gravitacionalmente. Este gas arrancado en la interacción entre galaxias, da como consecuencia que la TDGc contenga una población estelar menos metálica de lo que se esperaría intuitivamente, i.e. que en promedio las estrellas de la TDG son mas metálicas. Además, debido a que la TDG estará compuesta por una mezcla entre los gases de las galaxias en interacción, es esperado que las TDG presenten una mezcla de metalicidades.

Capítulo 6

Trabajo Futuro

Exploraremos la física que subyace a la evolución de las galaxias enanas de marea a mas altos corrimientos al rojo para averiguar cual es el desenlace final de estas galaxias:

¿Será que las TDGs evolucionarán a ser tragadas por sus galaxias progenitoras?

¿Qué sucede con las colas de marea?

¿Cuánto tiempo sobreviven las colas de marea y las TDGs?

¿La TDG es una fase evolutiva de otros sistemas?.

Bibliografía

- [1] Alongi M., Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Greggio L., Nasi E., 1993, AAS, 97, 851
- [2] Arimoto N., Yoshii Y, 1987, AA, 173, 23
- [3] Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J. & Scott P., 2009, ARA&A, 47, 481
- [4] Baldi, M. Dark Energy simulations. Phys. Dark Universe 1, 162–193 (2012).
- [5] Barnes J. E., Hernquist L., 1992, Natur, 360, 715.
- [6] Barnes J. E., 2016, MNRAS, 455, 1957
- [7] Belokurov V. et al., 2010, ApJL, 172, L103
- [8] Binney, J., & Tremaine, S. 1987, Galactic Dynamics, Princeton: Princeton Univ. Press
- [9] Binney J.,& Merrifield M., 1998, Galactic Astronomy
- [10] Blumenthal G. R., Faber S. M., Primack J. R., Rees M. J., 1984, Natur, 311, 517.
- [11] Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, MNRAS, 427, 127
- [12] Bournaud F., Duc P.-A., 2006, A&A, 456, 481.
- [13] Bournaud, F., Bois, M., Emsellem, E., Duc, P.-A. 2008a, Astron. Nachr., 329, 1025
- [14] Bournaud, F., Duc, P.-A., Emsellem, E. 2008b, MNRAS, 389, L8
- [15] Braine J., Duc P.-A., Lisenfeld U., Charmandaris V., Vallejo O., Leon S., Brinks E., 2001, A&A, 378, 51.

- [16] Braine, J., & Combes, F., 1993, AA, 269, 7
- [17] Braine, J., Duc, P. A., Lisenfeld, U., Charmandaris V., Vallejo O., et al. 2001, A&A 378, 51
- [18] Bridge, C. R., et al. 2007, ApJ, 659, 931
- [19] Bruzual G. 1983. Ap. J. 273:105–127
- [20] Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000.
- [21] Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. (2007). An introduction to modern astrophysics.
- [22] Casas R. A., Arias V., Peña Ramírez K., Kroupa P., 2012, MNRAS, 424, 1941
- [23] Cattaneo, A.; Dekel, A.; Faber, S. M.; Guiderdoni, B., 2008, MNRAS, 389, 567
- [24] Cautun M., van de Weygaert R., Jones B. J. T., 2013, MNRAS, 429, 1286.
- [25] Charles Lada; Fred Adams (1992). "Interpretación de diagramas de color-color infrarrojos - discos circunestelares alrededor de objetos estelares jóvenes de masa baja e intermedia". *Revista astrofísica* . 393 : 278–288. Código bibliográfico : 1992ApJ ... 393..278L . doi : 10.1086 / 171505 .
- [26] Crain, R. A. et al. 2015, MNRAS, 450, 1937
- [27] Cole S., Lacey C., 1996, MNRAS, 281, 716
- [28] Conroy C., 2013, ARA&A, 51, 393.
- [29] Conselice C. J., Bershady M. A., Dickinson M., Papovich C., 2003, AJ, 126, 1183.
- [30] Davis, M., Efstathiou, G., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1985, ApJ, 292, 371
- [31] Davies L. J. M., et al., 2015, MNRAS, 452, 616
- [32] de Lapparent V., Geller M., Huchra J., 1986, ApJ, 302, L1
- [33] Dekel, A., Devor, J., & Hetzroni, G. 2003, MNRAS, 341, 326

- [34] van Dokkum, P., Danieli, S., Abraham, R., Conroy, C., Romanowsky, A. J. 2019, *ApJ*, 874, L5
- [35] Dubinski J., Mihos J. C., Hernquist L., 1996, *ApJ*, 462, 576.
- [36] P. A. Duc & I. F. Mirabel, 1998, *A&A*, 333, 813
- [37] Duc P.-A., Bournaud F., Masset F., 2004, *A&A*, 427, 803.
- [38] Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, *AA*, 500, 391
- [39] Ellison S. L., Patton D. R., Simard L., McConnachie A. W., 2008, *AJ*, 135, 1877
- [40] Faber S.M., 1972, *AA*, 20, 361
- [41] Freeman K. C., 1999, *Ap&SS*, 269, 119.
- [42] Fouquet, S., Hammer, F., Yang, Y., Puech, M., Flores, H. 2012, *MNRAS*, 427, 1769
- [43] Gingold R. A., Monaghan J. J., 1977, *MNRAS*, 181, 375.
- [44] E. K. Grebel, 2001, Conference in Bad Honnef, Germany Aachen: Shaker Verlag, 2001 317 p. *Berichte aus der Astronomie*. Edited by Klaas S. De Boer, Ralf-Juergen Dettmar, and Uli Klein. ISBN 3826592646, p.45.
- [45] Gregory S. A., Thompson L. A., 1978, *ApJ*, 222, 784
- [46] Gottlöber S., Klypin A. A., Kravtsov A. V., 1999, in Banday A. J., Sheth R. K., da Costa L. N., eds, *Evolution of Large-scale Structure: From Recombination to Garching*, Proceedings of the MPA/ESO conference, Garching, Germany, 2–7 Aug 1998. European Southern Observatory, p. 358
- [47] Guo Q., Hu H., Zheng Z., Liao S., Du W., Mao S., Jiang L., et al., 2020, *NatAs*, 4, 246.
- [48] Haslbauer M., Dabringhausen J., Kroupa P., Javanmardi B., Banik I., 2019, *A&A*, 626, A47.

- [49] Hibbard, J. E. and Yun, M. S. (1999) *Astron. J.* 118,162.
- [50] Hibbard, J. E., et al. 2005, *ApJ*, 619, L8
- [51] Higdon S. J. U., Higdon J. L., 2008, *IAUS*, 244, 356.
- [52] Hilz M., Naab T., Ostriker J. P., 2013, *MNRAS*, 429, 2924.
- [53] Hinshaw G. et al., 2013, *ApJS*, 208, 19
- [54] Hinshaw G. et al., 2013, *ApJS*, 208, 19
- [55] Holmberg, E. 1940, *ApJ*, 92, 200.
- [56] Holmberg, E. 1941, *ApJ*, 94, 385.
- [57] Hopkins, P. F., Hernquist, L., Cox, T. J., Di Matteo, T., Robertson, B., & Springel, V. 2006, *ApJS*, 163, 1
- [58] Hopkins P. F., Somerville R. S., Cox T. J., Hernquist L., Jogee S., Kereš D., Ma C.-P., et al., 2009, *MNRAS*, 397, 802.
- [59] Hubble, E.P. 1926, *ApJ*, 64, 32 33, 252
- [60] Huchra J. P., Geller M. J., 1982, *ApJ*, 257, 423.
- [61] Jackson R. A., Kaviraj S., Martin G., Devriendt J. E. G., Slyz A., Silk J., Dubois Y., et al., 2021, *MNRAS*, 502, 1785.
- [62] Ren Jian., Zheng X. Z., Valls-Gabaud D., Duc P.-A., Bell E. F., Pan Z., Qin J., et al., 2020, *MNRAS*, 499, 3399.
- [63] Karachentsev I.D. 1987, *Binary Galaxies*, Moscow, Nauka
- [64] Karachentsev I. D., 2005, *AJ*, 129, 178.
- [65] Kaviraj S., Darg D., Lintott C., Schawinski K., Silk J., 2012, *MNRAS*, 419, 70.
- [66] Khan F. M., Holley-Bockelmann K., 2021, *MNRAS*, 508, 1174.

- [67] Kirshner R. P., Oemler A. J., Schechter P. L., Shectman S. A., 1981, *ApJ*, 248, L57
- [68] Klypin A. A., Gottlöber S., Kravtsov A. V., Khokhlov A. M., 1999, *ApJ*, 516, 530
- [69] Kravtsov A. V., 2013, *ApJL*, 764, L31.
- [70] Kroupa P., 1997, *NewA*, 2, 139.
- [71] Kroupa P., 2012, *PASA*, 29, 395.
- [72] Larson R. B., 1974, *MNRAS*, 169, 229
- [73] Le Borgne J.-F. et al., 2003, *AA*, 402, 433
- [74] Lee-Waddell K., Madrid J. P., Spekkens K., Donzelli C. J., Koribalski B. S., Serra P., Cannon J., 2018, *MNRAS*, 480, 2719.
- [75] Lemasle, B., François, P., Genovali, K., et al. 2013, *AA*, 558, A31
- [76] Lelli, F., Duc, P. A., Brinks, E., et al. 2015, *A&A*, 584, A113
- [77] Lin, L. et al. 2007, *ApJ*, 660, L51
- [78] Lin L. et al., 2008, *ApJ*, 681, 232
- [79] Lokas E. L. & Mamon G. A., 2001, *MNRAS*, 321, 155
- [80] Lucy, L. B. 1977, *AJ*, 82, 1013
- [81] Diemand J., Kuhlen M., Madau P., 2007, *ApJ*, 667, 859
- [82] Makarova L. N. et al., 2002, *AA*, 396, 473
- [83] Martin, D. C., et al. 2005, *ApJ*, 619, L1
- [84] Martin N. F., Ibata R. A., Irwin M. J., Chapman S., Lewis G. F., Ferguson A. M. N., Tanvir N., McConnachie A. W., 2006, *MNRAS*, 371, 1983
- [85] Martin G., Jackson R. A., Kaviraj S., Choi H., Devriendt J. E. G., Dubois Y., Kimm T., et al., 2021, *MNRAS*, 500, 4937.

- [86] Marzke R. O., da Costa L. N., 1997, *AJ*, 113, 185.
- [87] Massey R., Kitching T., Richard J., 2010, *RPPh*, 73, 086901.
- [88] Mateo M. L., 1998, *ARA&A*, 36, 435.
- [89] A. W. McConnachie, 2012, *AJ*, 144, 4
- [90] Mendes de Oliveira C., Plana H., Amram P., Balkowski C., Bolte M., 2001, *AJ*, 121, 2524
- [91] Melnick, J. and Mirabel. I.F. 1990. *AA*, 231, L19
- [92] Mihos J. C., Hernquist L., 1996, *ApJ*, 464, 641.
- [93] Minchev, I., Anders, F., Recio-Blanco, A., et al. 2018, *MNRAS*, 481, 1645
- [94] Mirabel, I.F., Lutz, D., and Maza, J. 1991, *AA* 243, 367
- [95] Mirabel, I. F., Dottori, H., & Lutz, D. 1992, *A&A*, 256, L19
- [96] Moreno J., Danieli S., Bullock J. S., Feldmann R., Hopkins P. F., çatmabacak O., Gurvich A., et al., 2022, *NatAs*, 6, 496.
- [97] Morgan, W.W. 1959a, *PASP*, 71, 394
- [98] R. R. Muñoz et al., 2018, *ApJ*, 860, 66
- [99] Naab, T., Khochfar, S., & Burkert, A. 2006, *ApJ*, 636, L81
- [100] Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1995, *MNRAS*, 275,720
- [101] Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1996, *ApJ*, 462, 563
- [102] Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1997, *ApJ*, 490, 493
- [103] Nelson D., Springel V., Pillepich A., Rodriguez-Gomez V., Torrey P., Genel S., Vogelsberger M., et al., 2019, *ComAC*, 6, 2.

- [104] Nelson D., Pillepich A., Springel V., Weinberger R., Hernquist L., Pakmor R., Genel S., et al., 2018, MNRAS, 475, 624.
- [105] Oman K. A., Navarro J. F., Sales L. V., Fattahi A., Frenk C. S., Sawala T., Schaller M., et al., 2016, MNRAS, 460, 3610.
- [106] Oser L., Ostriker J. P., Naab T., Johansson P. H., Burkert A., 2010, ApJ, 725, 2312.
- [107] Pakmor R., Springel V., 2013, MNRAS, 432, 176.
- [108] Stone J. M., Norman M. L., 1992, ApJS, 80, 791
- [109] Papovich, C., Finkelstein, S. L., Ferguson, H. C., Lotz, J. M., & Giavalisco, M. 2011, MNRAS, 412, 1123
- [110] Pasha I., Lokhorst D., van Dokkum P. G., Chen S., Abraham R., Greco J., Danieli S., et al., 2021, ApJL, 923, L21.
- [111] Peter Schneider, Extragalactic Astronomy and Cosmology An Introduction (2015, Springer)
- [112] J. Peñarrubia, Y. Z. Ma, M. G. Walker, & A. McConnachie, 2014, MNRAS, 443, 2204
- [113] Pillepich A., Springel V., Nelson D., Genel S., Naiman J., Pakmor R., Hernquist L., et al., 2018.
- [114] Planck Collaboration et al. 2016, A&A, 594, A1
- [115] Plat A., Charlot S., Bruzual G., Feltre A., Vidal-García A., Morisset C., Chevallard J., et al., 2019, MNRAS, 490, 978.
- [116] Ploekinger S., Sharma K., Schaye J., Crain R. A., Schaller M., Barber C., 2018, MNRAS, 474, 580.
- [117] Plummer, H. C. 1911, MNRAS, 71, 460
- [118] Press W. H., Davis M., 1982, ApJ, 259, 449.

- [119] Puchwein, E., Baldi, M. & Springel, V. Modified-Gravity-GADGET: a new code for cosmological hydrodynamical simulations of modified gravity models. *MNRAS* 436, 348–360 (2013).
- [120] Querejeta M., Lelli F., Schinnerer E., Colombo D., Lisenfeld U., Mundell C. G., Bigiel F., et al., 2021, *A&A*, 645, A97.
- [121] Reshetnikov, V. P. (2000) *Astron. Astrophys.* 363, 92.
- [122] Recchi S., Theis C., Kroupa P., Hensler G., 2007, *A&A*, 470, L5.
- [123] Ren J., Zheng X. Z., Valls-Gabaud D., Duc P.-A., Bell E. F., Pan Z., Qin J., et al., 2020, *MNRAS*, 499, 3399.
- [124] Renaud F., Boily C. M., Fleck J., Naab T., Theis C., 2008, *MNRAS*, 391, L98
- [125] Renaud F., Gieles M., Boily C. M., 2011, *MNRAS*, 418, 759
- [126] Renaud F., 2010, PhD thesis, PhD Thesis, Universities of Vienna and Strasbourg
- [127] Duc P.-A., Renaud F., 2013, *LNP*, 861, 32
- [128] Roberts M. S., Haynes M. P., 1994, *ARA&A*, 32, 115.
- [129] Rodriguez-Gomez V., Pillepich A., Sales L. V., Genel S., Vogelsberger M., Zhu Q., Wellons S., et al., 2016, *MNRAS*, 458, 2371.
- [130] Rubin V. C., Burbidge E. M., Burbidge G. R., Prendergast K. H., 1964, *ApJ*, 140, 80.
- [131] Sánchez S. F., Barrera-Ballesteros J. K., López-Cobá C., Brough S., Bryant J. J., Bland-Hawthorn J., Croom S. M., et al., 2019, *MNRAS*, 484, 3042.
- [132] Sanders D. B., Soifer B. T., Elias J. H., Madore B. F., Matthews K., Neugebauer G., Scoville N. Z., 1988, *ApJ*, 325, 74.
- [133] Sanders, D.B., Mirabel, I.F. 1996, *ARAA*, 34, 725

- [134] Sawala T., Scannapieco C., Maio U., White S., 2010, MNRAS, 402, 1599.
- [135] Schaye, J. et al. 2015, MNRAS, 446, 521
- [136] Sharma S., Hayden M. R., Bland-Hawthorn J., Stello D., Buder S., Zinn J. C., Spina L., et al., 2022, MNRAS, 510, 734.
- [137] Schweizer, f. 1978, structure and properties of Nearby Galaxies, ed.E.M. Berkhuijsen and R. Wielebinski, page 279.
- [138] Schönrich, R., Binney, J. 2009, MNRAS, 396, 203
- [139] Searle L, Sargent WLW, Bagnuolo WG. 1973. Ap. J. 179:427–438
- [140] ski B., Soida M., Bomans D. J., Urbanik M., 2014, ApJ, 786, 144.
- [141] Somerville R. S., 2002, ApJ, 572, L23
- [142] Spinrad H., Taylor B.J., 1971, ApJS, 22, 445
- [143] V. Springel, S. D. M. White, G. Tormen & G. Kauffmann, 2001, MNRAS, 328, 726
- [144] Springel V., Wang J., Vogelsberger M., Ludlow A., Jenkins A., Helmi A., Navarro J. F., et al., 2008, MNRAS, 391, 1685.
- [145] Springel, V. 2010, MNRAS, 401, 791
- [146] Stewart, K. R., Bullock, J. S., Barton, E. J., & Wechsler, R. H. 2009, ApJ, 702, 1005
- [147] Tadashi Tokieda, Tides in Astronomy and Astrophysics, Volume 861, Springer-Verlag Berlin Heidelberg 2013
- [148] Toomre A., Toomre J., 1972, ApJ, 178, 623.
- [149] Treister, E., Schawinski, K., Urry, C. M., & Simmons, B. D. 2012, ApJL, 758, L39
- [150] van den Bergh S., 1998, gmc..book
- [151] de Vaucouleurs, G. (1958). Tilt Criteria and Direction of Rotation of Spiral Galaxies. ApJ, 127:487.

- [152] Vulcani B., Moretti A., Poggianti B. M., Fasano G., Fritz J., Gullieuszik M., Duc P.-A., et al., 2017, *ApJ*, 850, 163.
- [153] Weillbacher P. M., Duc P.-A., Fritze v. Alvensleben U., Martin P., Fricke K. J., 2000, *AA*, 358, 819
- [154] Wetzstein, M., Naab, T., & Burkert, A. 2007, *MNRAS*, 375, 805
- [155] Yanny B. et al., 2003, *ApJ*, 588, 824
- [156] Zwicky F., 1937, *ApJ*, 86, 217.
- [157] Zwicky, F. 1956, *Erge. Exakten Naturwiss.*, 29, 344
- [158] Zwicky, F. 1959, *Handb. Phys*, 53, 373.