

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA
FACULTAD DE MATEMÁTICA, ASTRONOMÍA, FÍSICA Y COMPUTACIÓN

TRABAJO ESPECIAL DE LICENCIATURA EN ASTRONOMÍA

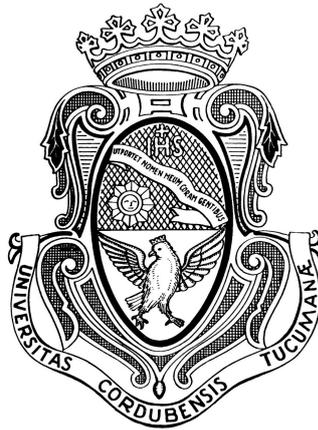
Simulaciones de las galaxias espirales del Grupo Local

Autor:

Ornela F. MARIONI

Director:

Dr. Mario G. ABADI



Marzo, 2017



Simulaciones de las galaxias espirales del Grupo Local por Ornela F. Marioni se distribuye bajo una [Licencia Creative Commons Atribución-NoComercial-SinDerivadas 2.5 Argentina](https://creativecommons.org/licenses/by-nc-nd/2.5/arg/)

«Y en la profunda oscuridad permanecí largo tiempo atónito, temeroso... Soñando sueños que ningún mortal se haya atrevido a soñar jamás.»

El Cuervo
Edgar Allan Poe

Universidad Nacional de Córdoba
Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación

Resumen

Trabajo Especial de Licenciatura en Astronomía

Simulaciones de las galaxias espirales del Grupo Local

por Ornela F. MARIONI

El Grupo Local es el sistema de galaxias mejor conocido en el Universo. Está formado por más de 50 galaxias de las cuales sus miembros más masivos son tres galaxias espirales. Las restantes son más pequeñas y, en su gran mayoría, satélites de las más masivas.

En este trabajo analizamos dos simulaciones pertenecientes al proyecto CLUES (Constrained Local Universe Simulations), las cuales mediante restricciones en sus condiciones iniciales buscan reproducir las propiedades estadísticas del Universo local. Estas simulaciones son realizaciones hidrodinámicas en alta resolución evolucionadas con diferentes códigos y física partiendo de las mismas condiciones iniciales.

Nos concentramos en el estudio de las tres galaxias análogas a las espirales del Grupo Local analizando las diferencias y semejanzas morfológicas en ambas simulaciones y comparando sus parámetros principales con los datos observacionales de las galaxias del Grupo Local. Realizamos su descomposición dinámica y analizamos la contribución de sus componentes estelares. Estudiamos la dinámica de las barras como así también la evolución de las galaxias a fin de comprender su historia de formación.

Nuestros resultados muestran que si bien la distribución espacial, masas y velocidades de las galaxias simuladas son propiedades robustas frente a la variación de los códigos numéricos y la astrofísica involucrada, las propiedades individuales tales como la presencia de distintas componentes estelares, la morfología, la distribución espacial el gas, etc. son propiedades extremadamente sensibles a esas variaciones. Mas aún, la existencia de una misma componente estelar puede deberse a dos mecanismos de formación completamente diferentes.

Clasificación

- 98.52.Nr** Galaxias espirales.
- 98.56.Ne** Galaxias espirales (M31 y M33).
- 98.62.Ai** Origen, formación, evolución, edad y formación estelar.
- 98.62.Ck** Masas y distribución de masas.
- 98.62.Dm** Cinemática, dinámica y rotación.
- 98.62.Hr** Brazos espirales y barras; discos galácticos.
- 98.62.Lv** Contenido y poblaciones estelares; radios; morfología y estructura general.

Palabras claves

Simulaciones cosmológicas - Grupo Local - Vía Láctea - Andrómeda - Galaxia del Triángulo - Galaxias espirales - Barras

Universidad Nacional de Córdoba
Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación

Abstract

Trabajo Especial de Licenciatura en Astronomía

Simulations of the Local Group's spiral galaxies

by Ornela F. MARIONI

The Local Group is the best known galaxy system in the Universe. It is formed by more than 50 galaxies of which its most massive members are three spiral galaxies. The remaining ones are smaller and, in their great majority, satellites of the massive ones.

In this work we analyze two simulations belonging to the CLUES (Constrained Local Universe Simulations) project, which through their initial conditions, seek to reproduce the statistical properties of the Local Universe. These simulations are hydrodynamic realizations in high resolution evolved with different codes and physics starting from the same initial conditions.

We focused on the study of the three galaxies analogous to the Local Group spirals by analyzing the morphological differences and similarities in both simulations and comparing their main parameters with the observational data of the Local Group galaxies. We perform its dynamic decomposition and analyze the contribution of its stellar components. We study the dynamics of the bars as well as the evolution of galaxies in order to understand their formation history.

Our results show that while the spatial distribution, masses and velocities of the simulated galaxies are robust properties against the variation of the numerical and astrophysical codes involved, the properties such as the presence of different stellar components, morphology, spatial distribution of gas, etc. Are extremely sensitive properties to such variations. Moreover, the existence of the same stellar component may be due to two completely different mechanisms of formation.

Clasification

- 98.52.Nr Spiral galaxies.
- 98.56.Ne Spiral galaxies (M31 and M33).
- 98.62.Ai Origin, formation, evolution, age, and star formation.
- 98.62.Ck Masses and mass distribution.
- 98.62.Dm Kinematics, dynamics, and rotation.
- 98.62.Hr Spiral arms and bars; galactic disks.
- 98.62.Lv Stellar content and populations; radii; morphology and overall structure.

Keywords

Cosmological simulations - Local Group - Milky Way - Andromeda - Triangulum Galaxy - Spiral galaxies - Bars

Agradecimientos

Quiero agradecer a mi familia por el apoyo incondicional que me han brindado durante todos estos años para transitar y concluir mi carrera. Principalmente a mis padres, porque además de sostén económico han sido la fuerza impulsora de todos mis logros y mis pilares para mantenerme en pie; a mi hermana y abuelos por estar siempre que los necesito.

Agradecer a mi director Dr. Mario Abadi, por sus enseñanzas, dedicación, paciencia y apoyo constante, durante no solo la realización de este trabajo, sino también, en gran parte de la carrera.

Quiero agradecer especialmente al Dr. David Algorry quien ha desempeñado la función de segundo director, trabajando conmigo codo a codo y brindándome su ayuda siempre que lo necesitaba. David junto con Mario han sabido guiarme a lo largo de mi trabajo que, sin ellos, no hubiese sido posible.

También quiero agradecer a FaMAF y al Observatorio porque durante todos estos años han sido los lugares donde alcancé todos mis logros y aprendizajes para el desarrollo de mi carrera y donde conocí gente grandiosa que aportaron mucho a mi formación como persona.

A mis amigos de la facu que están todo el tiempo apoyándome, aconsejándome y sobre todo aguantando mis locuras.

A mis compañeros de la carrera que de alguna manera contribuyeron con su granito de arena para que yo pueda llegar a donde estoy hoy.

Y por último, pero no menos importante, a mis amigas de la vida que a pesar de la distancia, siempre están cuando las necesito, brindándome buenas energías y regalándome bellos momentos.

Índice General

Resumen	VII
Abstract	XI
Agradecimientos	XV
Índice de Figuras	XIX
Índice de Tablas	XXI
Lista de Abreviaturas	XXIII
Constantes Físicas	XXV
1. Galaxias: Los bloques del Universo	1
1.1. Las primeras observaciones	1
1.2. Clasificación morfológica	2
1.3. Distribución de las galaxias en el Universo	5
1.3.1. Grupo Local	6
1.4. Espirales barradas	10
1.5. Formación de galaxias en el modelo cosmológico Λ CDM	13
2. Simulaciones	17
2.1. Simulaciones CLUES	17
2.2. Características de las simulaciones	19
3. Análisis de las simulaciones	21
3.1. Identificación de las galaxias	21
3.2. Cálculo de los parámetros generales de las galaxias	25
3.3. Análisis de barras	30
3.3.1. Intensidad y longitud de la barra	30
3.3.2. Energía de rotación normalizada	34
3.4. Descomposición dinámica	34
3.4.1. Barras	41
3.5. Evolución	42
4. Síntesis y conclusiones	49

Índice de Figuras

1.1. Clasificación morfológica de Hubble	3
1.2. Grupo y cúmulo de galaxias	5
1.3. Grupo Local de galaxias	6
1.4. Esquema de las componentes de la Vía Láctea	7
1.5. Imagen del plano de la Vía Láctea	8
1.6. Galaxia de Andrómeda (M31)	8
1.7. Galaxia del Triángulo (M33)	9
1.8. Galaxia espiral barrada NGC 1300	11
1.9. Mapa del fondo cósmico de microondas	14
2.1. Distribución de materia oscura simulaciones CLUES	18
3.1. Distribución espacial de las componentes estelares de las galaxias en la simulación	22
3.2. Densidad de estrellas en M31: Vistas de frente y de canto	24
3.3. Densidad de estrellas en MW: Vistas de frente y de canto	25
3.4. Densidad de estrellas en M33: Vistas de frente y de canto	26
3.5. Masa estelar de las galaxias en función de la masa virial del halo	27
3.6. Velocidades circulares de las galaxias	29
3.7. Densidad estelar en el centro de M31	30
3.8. Densidad estelar en el centro de MW	31
3.9. Densidad estelar en el centro de M33	31
3.10. Parámetro A_2 en función del radio de la galaxia	33
3.11. Masa estelar de la galaxia en función de la intensidad de la barra	33
3.12. Intensidad de la barra en función de la energía de rotación normalizada	35
3.13. Descomposición dinámica M31	38
3.14. Descomposición dinámica MW	39
3.15. Descomposición dinámica M33	40
3.16. Selección de las barras	42
3.17. Circularidad en función de la energía total: barras	43
3.18. Evolución de las masas las galaxias	44
3.19. Evolución parámetros κ_{rot} y A_2^{max}	45
3.20. Evolución de M31 (GADGET)	46
3.21. Evolución de M31 (GASOLINE)	47
3.22. Evolución de MW (GASOLINE)	48

Índice de Tablas

2.1. Parámetros comológicos WMAP3	19
2.2. Parámetros de las simulaciones	20
3.1. Distancias relativas entre las galaxias del Grupo Local	23
3.2. Parámetros de las galaxias en las simulaciones	26
3.3. Masas observacionales de las espirales del Grupo Local	27

Lista de Abreviaturas

AGN	Active Galactic Nuclei (Galaxia de núcleo activo)
CDM	Cold Dark Matter (Materia oscura fría)
CLUES	Constrained Local UniversE Simulations (Simulaciones restringidas del Universo Local)
CMB	Cosmic Microwave Background (Fondo cósmico de microondas)
COBE	Cosmic Background Explorer (Explorador del fondo cósmico)
LMC	Large Magellanic Cloud (Nube Mayor de Magallanes)
MW	Milky Way (Vía Láctea)
NGC	New General Catalog (Nuevo Catálogo General)
SBF	Surface Brighthness Fluctuations (Fluctuaciones de Brillo Superficial; Catálogo)
SMC	Small Magellanic Cloud (Nube Menor de Magallanes)
WMAP	Wilkinson Microwave Anisotropy Probe

Constantes Físicas

Constante gravitacional	$G = 6.674 \times 10^{-8} \text{ cm}^3 \text{ g}^{-1} \text{ s}^{-1}$ $= 4.299 \times 10^{-9} \text{ Mpc } M_{\odot}^{-1} (\text{km/s})^2$
Constante de Hubble	$H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$
Masa del Sol	$M_{\odot} = 1.99 \times 10^{33} \text{ g}$
Parsec	$1 \text{ pc} = 3.086 \times 10^{18} \text{ cm}$

Para mis viejos...

«No espero ni pido que alguien crea el extraño aunque simple relato que me dispongo a escribir. Loco estaría si lo esperara, cuando mis sentidos rechazan su propia evidencia. Pero no estoy loco y sé muy bien que esto no es un sueño.»

El gato negro
Edgar Allan Poe

Capítulo 1

Galaxias: Los bloques del Universo

«El vasto océano del espacio esta repleto de resplandecientes islas llamadas galaxias. Estos objetos maravillosos de diversas formas y tamaños, no sólo son el lugar de nacimiento y evolución de las estrellas, sino que también actúan como faros que nos permiten explorar el Universo a enormes distancias. El entendimiento de la grandeza y diversidad de las galaxias en un contexto cosmológico es una importante y aún desalentadora tarea. Particularmente alucinante es el hecho de que, en el paradigma actual, las galaxias sólo representan la punta del iceberg en un Universo dominado por una desconocida “materia oscura” y una forma aún más elusiva de “energía oscura”»

Prefacio - Galaxy Formation and Evolution

Mo, van den Bosch y White (2010)

1.1. Las primeras observaciones

En algunas civilizaciones antiguas se pensaba que la Tierra estaba rodeada por una enorme esfera celeste en la cual se encontraban soldados todos los objetos observados en el cielo. Esta esfera de radio infinito giraba sublimemente alrededor de la Tierra. Galileo fue quien realizó las primeras observaciones con un telescopio en el año 1610, quien notó que la famosa nube blanca o “Vía Láctea” que surcaba el cielo, no era otra cosa que una vasta colección de estrellas. Con la intención de poder explicar el origen de esa asombrosa distribución circular a lo largo del cielo, a mediados del siglo XVIII, Immanuel Kant (1724-1804) y Thomas Wright (1711-1786), sugirieron que la extensa nube podría tratarse de un disco de estrellas y que la Tierra junto con el Sistema Solar formaban parte de este. Como extensión a este argumento, Kant sugirió que si la Galaxia¹ tuviese una dimensión finita, por consiguiente, los objetos difusos y muy débiles que vemos en el cielo nocturno podrían ser en realidad sistemas con forma de disco extremadamente distantes similares al nuestro. A estos objetos los denominó *universos islas*.

La verdadera naturaleza de los universos islas se convirtió en materia de investigación cuando en 1781 Charles Messier (1730-1817) publicó un catálogo compuesto por 103 objetos difusos, que él mismo denominó *Catálogo de Nebulosas y Cúmulos de*

¹A lo largo de este trabajo utilizaremos la palabra Galaxia con G en mayúsculas para referirnos a la Vía Láctea

Estrellas. Su catálogo resultó ser una recopilación de objetos astronómicos de naturaleza muy diferente, como nebulosas, cúmulos de estrellas abiertos y globulares, y galaxias. Una búsqueda más sistemática de nebulosas fue llevada a cabo por William Herschel y subsecuentemente expandida por su hijo, Sir John Herschel (1792-1871), quien en 1864 publicó su *Catálogo General de Galaxias*, el cual contenía 5079 objetos nebulares. Más adelante, en 1888, John Dreyer (1852-1926) publicó una versión expandida que le llamó *Nuevo Catálogo General de Nebulosas y Cúmulos de Estrellas*, también conocido por sus siglas en inglés NGC, el cual estaba basado en el trabajo de Herschel y contenía casi 8000 objetos.

No fue hasta 1845 que William Parsons (1800-1867) construyó lo que fue el telescopio más grande del mundo (1.8 m), este instrumento fue capaz de resolver, por primera vez, la estructura espiral de algunas nebulosas. Su apariencia espiral, fuertemente sugería que esa *nebulosa espiral* debería estar rotando. Esta suposición fue eventualmente verificada por Vesto Slipher (1875-1969) en 1912 cuando detectó el corrimiento Doppler de las líneas espectrales en varios de estos objetos.

La naturaleza de estos objetos nebulares estuvo por muchos años en controversia. Había dos ideas compitiendo: algunos astrónomos afirmaban que las nebulosas eran objetos pertenecientes a la Vía Láctea, mientras que otros aseguraban que la naturaleza de estos objetos era extragaláctica, ‘universos islas’ individuales como nuestra galaxia. Así fue como en Abril de 1920, en la Academia Nacional de Ciencias en Washington, Harlow Shapley (1885-1972) y Heber Curtis (1872-1932) se reunieron para debatir los méritos de cada punto de vista. Esto fue conocido como “El Gran Debate” en astronomía donde Shapley argumentaba que las nebulosas eran miembros de nuestra galaxia, mientras que Curtis, proponía la interpretación extragaláctica de estos objetos.

La controversia permaneció sin resolver hasta 1925 cuando Edwin Hubble (1889-1953) utilizó distancias determinadas a partir de variables Cefeidas para demostrar conclusivamente que algunas nebulosas son extragalácticas, galaxias individuales comparables con la Vía Láctea tanto en tamaño como en luminosidad. Los resultados obtenidos por Hubble fueron considerados conclusivos por sus contemporáneos y marcó el comienzo de la astronomía extragaláctica.

1.2. Clasificación morfológica

Las galaxias son sistemas complejos autogravitantes, dinámicamente ligados, formados principalmente por gas, polvo, estrellas y materia oscura. La clasificación de estos objetos depende del tipo de observación de acuerdo a la cual la clasificación es hecha. Históricamente, la fotometría óptica fue el método utilizado para observar galaxias. Es por eso que en 1936, Hubble propuso que las galaxias sean agrupadas en cuatro categorías principales, basadas en su morfología (ver Fig. 1.1):

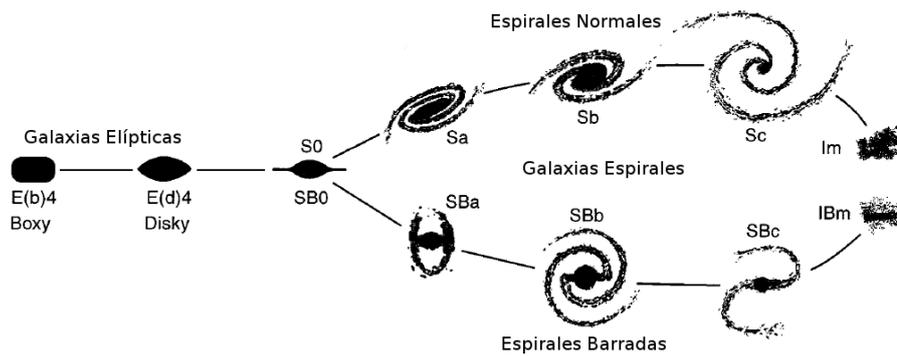


FIG. 1.1: Representación esquemática de la clasificación morfológica de Hubble. [Crédito: Kormendy & Bender 1996, ApJ 464, 119]

- *Galaxias Elípticas* (E's), son galaxias que presentan isofotas suaves y aproximadamente elípticas sin ninguna estructura claramente definida. Son divididas en subtipos E0, E1, ..., E7 donde el número representa el entero más cercano a 10 veces su elipticidad. La elipticidad de una galaxia se define como $\epsilon = 1 - b/a$, donde a y b denotan el semieje mayor y menor respectivamente.
- *Galaxias Espirales*, tienen discos finos con una estructura de brazos espirales. Este tipo se divide en dos ramas: *Espirales Normales* (S's) y *Espirales Barradas* (SB's) de acuerdo a si presentan o no una estructura tipo barra en su centro. En cada uno de estas ramas, a su vez, las galaxias se dividen en subclases a, b y c de acuerdo a cuán compactos están sus brazos espirales y la fracción de luz en la región central o *bulge* de la galaxia.
- *Galaxias Lenticulares* (S0's), ésta clase es una intermedia entre las elípticas y las espirales. Al igual que las elípticas, las galaxias S0 contienen una distribución de luminosidad suave sin brazos espirales o regiones HII. Como las espirales, tienen un disco fino y un *bulge*, pero el *bulge* es más dominante que en el caso de las espirales. Estas galaxias también pueden ser subdivididas en S0 y SB0, dependiendo si muestran o no la presencia de una barra.
- *Galaxias Irregulares* (Irr's), son galaxias que tienen una estructura regular poco definida o carecen de ella. No poseen un *bulge* dominante ni un disco rotacionalmente simétrico. Su estructura es más bien irregular dominada por unas pocas regiones HII. Esta clase no pertenecía a la secuencia original que propuso Hubble porque no sabía si debía incluir este grupo como extensión de alguna otra clase. Hoy en día, las galaxias irregulares se incluyen como una extensión de las galaxias espirales.

Antiguamente se creía que la secuencia de Hubble era una secuencia evolutiva. Es por eso que en muchas bibliografías podemos encontrar referidas a las galaxias elípticas y lenticulares como galaxias de tipo temprano y a las espirales e irregulares como galaxias de tipo tardío. Actualmente se sabe que esta nomenclatura no tiene

bases físicas, por esto, no debe ser interpretada como una propiedad de la etapa evolutiva de una galaxia.

Además de la clasificación impuesta por Hubble, una gran variedad de nuevos esquemas de clasificación fueron introducidos posteriormente. Una comunmente utilizada es la introducida por el astrónomo Gerard de Vaucouleurs (1974), la cual hace una nueva subdivisión en la secuencia de espirales de Hubble, añadiendo nuevos subtipos como S0a, Sab, Sbc (y sus correspondientes tipos barradas). Además extendió la secuencia de las espirales a las irregulares, incorporando tipos como Scd, Sd, Sdm, Sm, Im e I0, en orden de regularidad decreciente, donde la “m” se refiere a “Magallanes” debido a que las Nubes de Magallanes son un prototipo de esta clase de irregulares.

Si bien la clasificación de Hubble abarca a la gran mayoría de las galaxias que encontramos en el Universo, existen otro tipo de galaxias con apariencias extrañas que se oponen a esta clasificación. A estas galaxias, debido a su morfología, se las denomina *galaxias peculiares* (Pec).

Como hemos mencionado anteriormente, esta clasificación de las galaxias, esta basada únicamente en su morfología. Existen otros tipos de clasificaciones de acuerdo a diferentes propiedades. Se pueden clasificar según su luminosidad en, *brillantes* o *débiles*, dependiendo de su *brillo superficial*, se las clasifica en galaxias de *alto* o *bajo brillo superficial*, de acuerdo a su color en *rojas* o *azules*, en *ricas* o *pobres en gas* según su contenido de gas, en *quiescent* y *starburst* de acuerdo a si poseen baja o alta tasa de formación estelar respectivamente y también en *normales* y *activas* conforme a la presencia de un núcleo activo.

Un aspecto importante de la secuencia de Hubble es que las propiedades de las galaxias varían a lo largo de la secuencia permitiendo correlaciones entre la clasificación morfológica y las propiedades físicas de las galaxias. En particular, se encuentra que las galaxias elípticas contienen poca cantidad de gas y polvo, y por ende una baja tasa de formación estelar. Además la población estelar de este tipo de galaxias, se distingue por estar formada por estrellas viejas, lo que causa que este tipo de galaxias presente colores rojizos.

Por otra parte, las galaxias de tipo espiral revelan grandes cantidades de gas y polvo contenido en sus brazos espirales, lo que permite el nacimiento de nuevas estrellas, que se refleja en una alta tasa de formación y gran población de estrellas jóvenes, esto a su vez, hace que los brazos espirales de estas galaxias presenten colores azules.

Dinámicamente, se encuentra que, en general, las galaxias elípticas están soporadas por la dispersión de velocidades de las estrellas a diferencia de las espirales que presentan un alto grado de momento angular, lo que explica su forma aplanada.

Si bien en el Universo local encontramos que la mayoría de las galaxias son de tipo espiral, estas presentan un rango de masas relativamente estrecho ($10^9 M_{\odot}$ a $10^{12} M_{\odot}$) comparado con el amplio rango de las elípticas que va desde unas $10^5 M_{\odot}$ para las galaxias enanas a unas $10^{13} M_{\odot}$ para las gigantes. También encontramos que

para una dada masa las galaxias elípticas tienden a ser más grandes y más brillantes que las espirales.

1.3. Distribución de las galaxias en el Universo

Cuando nos referimos al Universo en grandes escalas tomamos como principio fundamental, que el Universo es homogéneo e isotrópico. Sin embargo, cuando nos vamos a escalas más pequeñas esto no es cierto.

Las galaxias no están distribuidas aleatoriamente en el espacio sino que tienden a estructurarse en *grupos* o *cúmulos* de galaxias (ver Fig. 1.2). Los grupos consisten en menos de 50 miembros concentrados en regiones de menos de $1.5 h^{-1}$ Mpc de diámetro.



FIG. 1.2: Izquierda: Grupo compacto de galaxias, Quinteto de Stephan. [Crédito: : NASA, ESA, and the Hubble SM4 ERO Team]. Derecha: Cúmulo de galaxias, Abell 1869. [Crédito: NASA, ESA, J. Blakeslee (NRC Herzberg Astrophysics Program, Dominion Astrophysical Observatory), and K. Alamo-Martinez (National Autonomous University of Mexico). Agradecimiento: H. Ford (JHU)]

Las galaxias de grupo tienen dispersiones de velocidades de aproximadamente 150 km s^{-1} y la masa promedio de un grupo es del orden de $2 \times 10^{13} M_{\odot}$. Además la relación masa-luminosidad de un grupo típico es de aproximadamente $260 M_{\odot}/L_{\odot}$, lo cual es indicador de grandes cantidades de materia oscura.

Por otra parte, los cúmulos de galaxias son las estructuras más grandes virializadas que encontramos en el Universo. Estos mismos consisten en agrupaciones que van desde unos 50 miembros para los cúmulos más *pobres* a miles de galaxias para los cúmulos más *ricos*. Las galaxias en los cúmulos se concentran en regiones del espacio de aproximadamente unos $6 h^{-1}$ Mpc de diámetro. Estas se mueven muy rápidamente dentro del cúmulo con dispersiones de velocidades que pueden ir desde unos 800 km s^{-1} a unos 1000 km s^{-1} dependiendo de la riqueza del cúmulo. La

de longitud es similar a la del disco fino, posee una escala vertical de altura que llega hasta ~ 1 kpc y su velocidad de rotación en el radio solar es de $\sim 175 \text{ km s}^{-1}$, remarcablemente menor a la que encontramos en el disco fino.

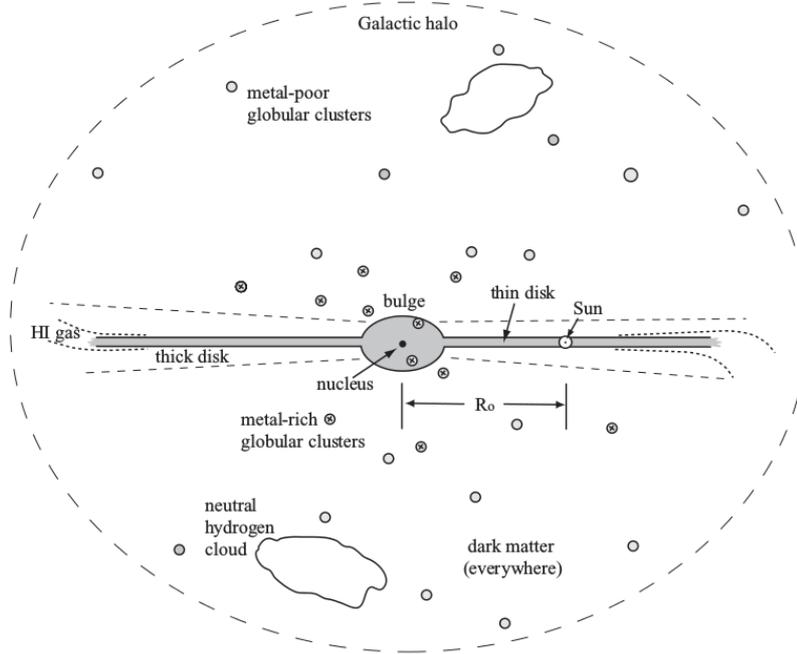


FIG. 1.4: Vista esquemática de las componentes de la Vía Láctea. [Crédito: Libro: Galaxies in the Universe: An introduction (Sparke y Gallagher, 2007), segunda edición, pág. 26]

Además del disco, la Vía Láctea presenta una componente *bulge* en su centro, con una masa total de $\sim 10^{10} M_{\odot}$ y un radio a mitad de luz de ~ 1 kpc.

Imágenes en el infrarrojo cercano, muestran que el *bulge* presenta una forma *boxy*, la cual infiere la presencia de una barra (ver Fig: 1.5). Esta barra tiene un radio desde el centro galáctico de 4.4 ± 0.5 kpc y está orientada en un ángulo $\varphi = 44^{\circ} \pm 10^{\circ}$ con respecto a la línea de la visual desde la Tierra al centro galáctico. Pareciera que la barra es más gruesa en el plano de la Galaxia que en la dirección perpendicular a éste; los cocientes de sus semiejes son aproximadamente 1:0.5:0.4 (Carroll y Ostlie, 2006).

En el centro del *bulge* hay un núcleo denso de estrellas, este alberga un agujero negro supermasivo con una masa de $M_{\text{BH}} \approx 4 \times 10^6 M_{\odot}$.

Extendiéndose más allá del disco encontramos un halo estelar cuya masa es solo el 3% la masa del *bulge*, el cual está compuesto en su mayoría por cúmulos globulares y algunas estrellas viejas. Este halo estelar llega a unos 40 kpc y no presenta signos de rotación.

Finalmente, la componente más dominante de la Vía Láctea es su halo de materia oscura. Se estima que tiene una masa de aproximadamente $10^{12} M_{\odot}$ y se extiende más allá de 100 kpc del centro galáctico.

El miembro más brillante del Grupo Local es la galaxia de Andrómeda (Fig. 1.6), siendo un 50% más brillante que la Vía Láctea. La longitud de escala del disco de

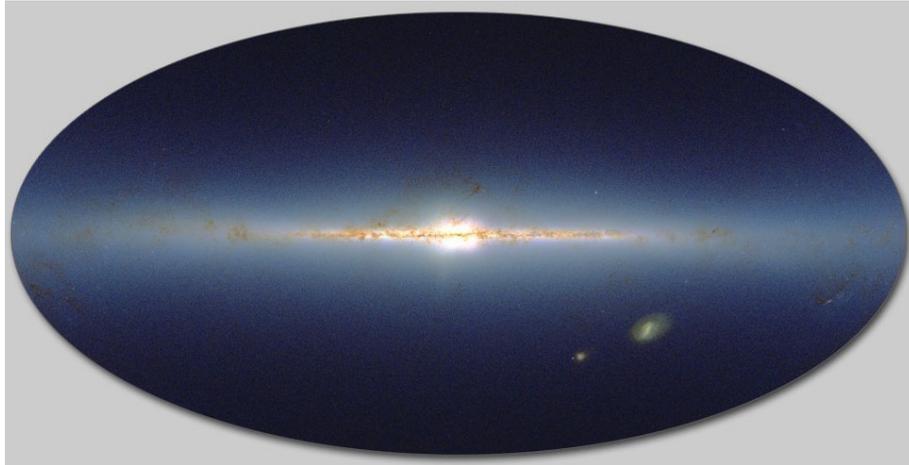


FIG. 1.5: Vista panorámica del cielo en infrarrojo tomada con el relevamiento 2MASS. Cada color representa la densidad local de estrellas vista en cada una de las tres bandas del relevamiento. Se aprecia el disco de nuestra Galaxia, como así también sus dos satélites más masivos, las Nubes de Magallanes (debajo a la derecha). En el centro de la imagen se aprecia la forma cuadrada del bulge de la Galaxia. [Crédito: 2MASS/J. Carpenter, M. Skrutskie, R. Hurt.]



FIG. 1.6: Imagen de la Galaxia de Andrómeda (M31) tomada por el Observatorio espacial GALEX (Galaxy Evolution Explorer). Esta vista es una composición de dos colores, donde el color azul representa radiación en UV-lejano y el naranja es UV-cernano. [Crédito: NASA/JPL-Caltech.]

Andrómada es de unos 6 – 7 kpc, dos veces más larga que nuestra Galaxia y rota más rápido, con una velocidad de aproximadamente 260 km s^{-1} .

El *bulge* central de M31 es más grande en proporción al de la Vía Láctea, proporcionando un 30 – 40 % de la luminosidad total medida. En el centro presenta un

núcleo semi-estelar, el cual alberga un objeto central denso, probablemente un agujero negro supermasivo de masa $M_{\text{BH}} \sim 3 \times 10^6 M_{\odot}$. A diferencia de la Vía Láctea, el núcleo de Andrómeda está libre de gas y polvo. Debido al gran tamaño del *bulge* y sus brazos espirales moderadamente apretados y la escasez relativa de gas y formación estelar reciente en el interior del disco, se clasifica a la galaxia de Andrómeda como una galaxia de tipo Sb.

La masa estimada para la galaxia de Andrómeda (incluyendo materia oscura) es aproximadamente de $1.5 \times 10^{12} M_{\odot}$. La masa estelar total de Andrómeda se estima que está entre $1.1 \times 10^{11} M_{\odot}$ y $1.5 \times 10^{11} M_{\odot}$, con el 30 % de la masa en el *bulge* central, un 56 % en el disco y el restante 14 % en el halo.

El siguiente miembro más luminoso del Grupo Local es M33 (Fig. 1.7), la cual se clasifica como una galaxia de tipo Sc o Scd. Su *bulge* es pequeño y sus brazos espirales están más abiertos que los de Andrómeda. M33 es más pequeña y mucho menos luminosa que la Vía Láctea; su escala de longitud es de ~ 1.7 kpc y su velocidad de rotación alcanza solo los 120 km s^{-1} .



FIG. 1.7: Imagen de la galaxia del Triángulo (M33). [Crédito: Paul Mortfield, Stefano Cancelli (APOD/NASA)]

El disco de M33 tiene una masa estimada de $3 - 6 \times 10^9 M_{\odot}$, mientras que la componente gaseosa es de alrededor de $3.2 \times 10^9 M_{\odot}$. Así la masa combinada de toda la componente bariónica de la galaxia llega a unas $10^{10} M_{\odot}$. La contribución de la componente de materia oscura a un radio de 17 kpc es de aproximadamente $5 \times 10^{10} M_{\odot}$.

En el centro de M33, encontramos un denso cúmulo estelar, con un pequeño *bulge* a su alrededor, el cual no presenta signos de albergar un agujero negro.

La galaxia del Triángulo es la espiral más pequeña del Grupo Local y se cree que podría ser un satélite de la galaxia de Andrómeda.

Los siguientes miembros más luminosos del Grupo Local son las Nubes de Magallanes, las cuales están orbitando alrededor de nuestra galaxia a una distancia de ~ 50 kpc para la Nube Mayor (LMC) y ~ 60 kpc para la Nube Menor (SMC). Estas galaxias son dos de las 13 galaxias irregulares que habitan en el Grupo Local.

Los miembros restantes que componen el Grupo Local son galaxias enanas elípticas y enanas esferoidales, las cuales son galaxias muy pequeñas y débiles. En la Fig. 1.3 puede apreciarse cómo estas galaxias enanas se agrupan preferentemente alrededor de la Vía Láctea y Andrómeda como sus galaxias satélites. Debido a su baja luminosidad, muchos de estos miembros han sido detectados en los últimos años.

La distribución de las galaxias satélites alrededor de la Vía Láctea muestra una notable peculiaridad, en la que los 11 satélites que orbitan nuestra galaxia, forman un sistema altamente aplanado. Estos satélites parecen yacer esencialmente en un plano que está orientado casi perpendicularmente al plano galáctico. Los satélites en M31 también parecen estar distribuidos de manera anisotrópica alrededor de su anfitriona (Schneider, 2015).

La galaxia de Andrómeda y la Vía Láctea se están aproximando una a otra a una velocidad relativa de 119 km s^{-1} . Aparentemente, la atracción gravitacional entre ellas, ha sobrepasado su tendencia a alejarse siguiendo la expansión de Hubble. Como resultado, estas galaxias colisionarán en aproximadamente 6.3 mil millones de años. Incluso se ha encontrado que el Grupo Local entero está en un estado de colapso (Carroll y Ostlie, 2006).

1.4. Espirales barradas

Las galaxias espirales son las galaxias gigantes más comunes que encontramos en el Universo Local. En regiones de baja densidad del Universo, alrededor del 60 % de todas las galaxias luminosas son espirales, pero la fracción cae hasta ~ 10 % en regiones densas como las regiones centrales de los cúmulos de galaxias (Binney y Merrifield, 1998).

Una galaxia espiral consiste en un disco plano, rotacionalmente soportado que contiene estrellas, gas y polvo y una concentración central de estrellas conocida como *bulge*. Éstas están rodeadas por un halo mucho más débil de estrellas, muchas de las cuales residen en cúmulos globulares.

Las galaxias espirales son nombradas por las estructuras espirales que se extienden desde el centro sobre el disco galáctico. Los brazos espirales son el sitio de formación estelar activa y son más brillantes que el disco en sí, debido a la presencia de estrellas jóvenes de tipo OB.

Se observa que aproximadamente el 50 % de las galaxias espirales, poseen una componente adicional en forma de barra, la cual contiene aproximadamente un tercio de la luminosidad total de la galaxia.

Las barras son estructuras estelares triaxiales que se encuentran en las regiones centrales del plano del disco de las galaxias espirales. Las barras varían desde aquellas que dominan la apariencia del disco (Fig. 1.8), hasta pequeñas distorsiones ovales que son sólo visibles a través de descomposiciones minuciosas de la distribuciones de luz. De modo que la fracción de galaxias disco barradas varía según el criterio de selección. La clasificación a ojo muestra que alrededor del 30 % de las galaxias espirales son fuertemente barradas en el óptico, esta fracción crece al 50 % si incluimos a las debilmente barradas. Incluso si observamos en el cercano infrarrojo, las barras parecen más prominentes (Eskridge et al., 2000).



FIG. 1.8: Imagen fotométrica de la galaxia NGC 1300, espiral barrada de tipo SBb. [Crédito: NASA, ESA, and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA)]

Se ha confirmado que nuestra Galaxia es una galaxia de tipo espiral barrada, aunque la barra misma sea difícil de observar desde la posición actual de la Tierra en el disco galáctico, puesto que las características de la estructura no axisimétrica de las barras no pueden ser observadas en galaxias vistas de canto. La presencia de una barra en el centro de la galaxia fue sugerida hace varias décadas (Johnson, 1957; de Vaucouleurs, 1964), pero esta idea no fue del todo aceptada hasta que se tuvo la evidencia suficiente. Las pruebas observacionales modernas de la barra en la Galaxia incluyen el estudio de la cinemática de HI y gas molecular en unos pocos kpc del centro de la Galaxia, fotometría en el infrarrojo cercano (Fig. 1.5), microlentes gravitacionales y conteo de estrellas (Gerhard, 2002; Merrifield, 2004).

Se ha encontrado que dos de las galaxias satélites de la Vía Láctea, las Nubes de Magallanes, también poseen barra. Incluso, la galaxia de Andrómeda posee una distorsión oval en el centro que puede ser interpretada como una barra (Beaton et al., 2007), aunque la mayoría de los observadores siguen clasificando a M31 como una espiral normal.

Las propiedades de las barras dependen del tipo morfológico de Hubble de la galaxia que las hospeda. Las barras suelen estar más concentradas hacia el centro en galaxias de tipo tardío (SBbc-SBm), que en galaxias de tipo temprano (SBa-SBbc).

Se encuentra que en las galaxias de tipo temprano las barras poseen mayor longitud relativa al tamaño del disco de la galaxia. A diferencia de las galaxias elípticas, las isofotas de las barras no son aproximadas por elipses, sino más bien presentan formas intermedias entre una elipse y un rectángulo.

Las barras son generalmente bastante elongadas, la razón entre su eje mayor y menor contenidos en el plano del disco puede variar de 2:1 a 5:1. El espesor de las barras es difícil de medir puesto que es difícil identificar barras en galaxias vistas de canto. Sin embargo, hay fuerte evidencia que los *bulges* con isofotas con forma *boxy* o “forma de maní”, que son vistos en el $\sim 40\%$ de las galaxias disco observadas de canto, son en realidad barras cuyo eje mayor es perpendicular a la línea de la visual (Binney y Merrifield, 1998), mientras que para los *bulges* que presentan isofotas elípticas que son observadas en el resto de las galaxias vistas de canto representan tanto a las galaxias sin barra como a las galaxias barradas cuyo eje mayor de la barra está orientado a lo largo de la línea de la visual.

La barra no es una figura estática sino que rota con algún patrón de velocidad Ω_p . Este patrón de velocidad está usualmente parametrizado por el cociente

$$\mathcal{R} = R_{CR}/a_b \quad (1.1)$$

entre el radio de corrotación R_{CR} y el semieje mayor de la barra a_b , donde el radio de corrotación se define como el radio para el cual la frecuencia angular de las estrellas en el disco, moviéndose en órbitas circulares, es igual al patrón de velocidad de la barra. Elmegreen et al. (1996) encontró que con algunas excepciones el valor de \mathcal{R} es de aproximadamente 1.2 ± 0.2 , concluyendo así que las barras se extienden hasta aproximadamente el 80% del radio de corrotación. Sin embargo el parámetro \mathcal{R} es bastante impreciso, debido a que la barra no tiene un límite definido y la medida del radio de corrotación es difícil de obtener observacionalmente, incluso si el patrón de velocidad es conocido.

Las barras suelen ser regiones de formación estelar muy activa. La hipótesis actual es que la estructura de la barra actúa como una especie de criadero estelar abasteciendo de gas la formación estelar en sus centros. Se cree que la barra actúa como un mecanismo que encausa el gas hacia adentro de los brazos espirales a través de la resonancia orbital, canalizando el flujo para crear nuevas estrellas (Sanders y Tubbs (1980), Noguchi (1988), Bournaud y Combes (2002)). Este proceso puede explicar el porqué muchas galaxias espirales poseen núcleos activos.

Se piensa que las barras son fenómenos temporales que viven en las galaxias espirales; la estructura de la barra decae con el tiempo, transformando las galaxias espirales barradas a espirales con patrones más “regulares”. Pasado un cierto tamaño, la masa acumulada de la barra compromete la estabilidad de toda la estructura de la barra.

La proporción de galaxias espirales barradas en comparación a sus contrapartes sin barra ha cambiado sobre la historia del Universo, con solo un 10% conteniendo

barras hace ~ 8 mil millones de años, a aproximadamente un 25 % hace 2.5 millones de años atrás, hasta el presente, donde casi 2/3 de las galaxias visibles en el Universo tiene barras.

Información más detallada sobre las propiedades de las barras, formación y evolución de las mismas se puede encontrar en los trabajos de Sellwood y Merritt (1994), Kormendy y Kennicutt (2004), Athanassoula (2008) y Athanassoula (2012).

1.5. Formación de galaxias en el modelo cosmológico Λ CDM

Para poder estudiar la formación y evolución de las galaxias en un contexto cosmológico es necesario recurrir a las simulaciones numéricas. Estas simulaciones nos brindan información valiosa sobre los procesos físicos que toman lugar en el nacimiento de las galaxias en el Universo.

Para reproducir de la mejor manera posible el Universo observable, es necesario el conocimiento previo del modelo cosmológico. El modelo más aceptado en la actualidad es el modelo cosmológico de materia oscura fría con constante cosmológica (Λ CDM, por sus siglas en inglés). Este modelo está en concordancia con la idea del *Big Bang*, la cual establece que el Universo se originó a partir de una singularidad inicial, que tuvo lugar hace aproximadamente ~ 13.8 mil millones de años.

Sólo unos años después que descubriera el origen extragaláctico de las galaxias, Hubble demostró que la velocidad de recesión de las galaxias está linealmente relacionada con su distancia (Hubble, 1929; Hubble y Humason, 1931), demostrando así, que el Universo está en expansión. Si interpolamos la trayectoria de las galaxias para atrás en el tiempo vamos a obtener, indudablemente, que en el pasado las galaxias estaban más cerca unas de otras. Más aún, si nos remitimos a la época del *Big Bang*, nos encontramos que el Universo estaba contenido en un volumen infinitamente pequeño, con densidad y temperatura infinita.

Aunque la idea de un Universo contenido en una singularidad parezca una idea descabellada, hay numerosas pruebas que dan soporte a este modelo. Una de las pruebas observacionales más importantes es el descubrimiento del fondo cósmico de microondas (CMB, por sus siglas en inglés), predicho teóricamente por Gamow en 1948 y descubierto casi dos décadas después por Penzias y Wilson (1965). Esta radiación cósmica de fondo nos da información sobre los primeros fotones emitidos luego del *Big Bang*. Gracias a la medición de este tipo de radiación, se han podido realizar mapas del cielo que muestran que esta radiación es isotrópica a grandes escalas, y que ajusta bastante bien a la una curva de cuerpo negro con una temperatura de ~ 3 K. Las mediciones más recientes del CMB, han demostrado que este fondo de microondas presenta pequeñas fluctuaciones (Satélite COBE (Smoot et al., 1992); WMAP (Spergel et al., 2007); Satélite Planck (Planck Collaboration et al., 2015)) de temperaturas del orden de $\Delta T/T \sim 2.0 \times 10^{-5}$. En la Fig. 1.9 podemos ver el mapa de temperaturas del CMB en coordenadas galácticas. Los colores representan las fluctuaciones de temperaturas $\Delta T/T$ que son del orden de 10^{-5} alrededor de una media

$T = 2.725$ K, correspondiéndose a una longitud de onda característica de 1.9 mm. Estas anisotropías de temperatura reflejan las fluctuaciones en el campo de densidad del Universo primitivo que luego dieron paso a la formación de las estructuras que observamos en el Universo actual.

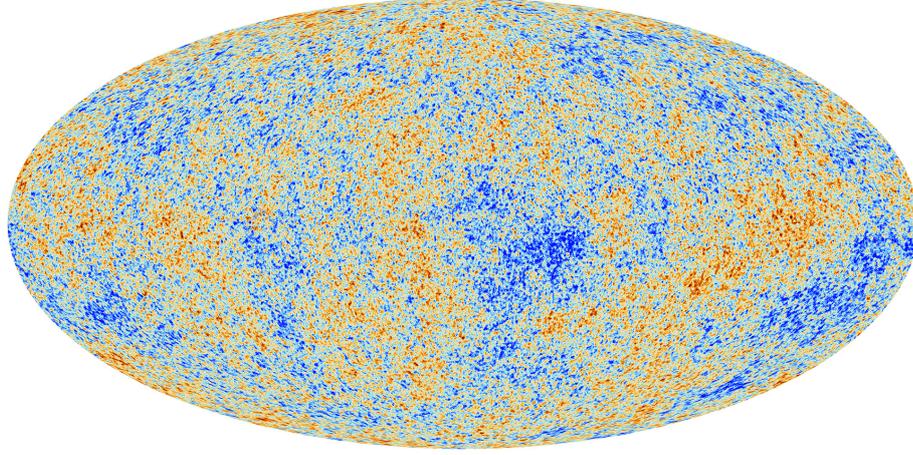


FIG. 1.9: Mapa del fondo cósmico de microondas (CMB) observada por el satélite Planck: Mapa de temperatura donde se muestra la anisotropía del CMB, estas pequeñas fluctuaciones de temperatura se corresponden a regiones de densidades ligeramente diferentes, las cuales se creen que dieron origen a las estructuras observadas en el Universo. [Crédito: ESA and the Planck Collaboration]

Con las mediciones del CMB se han podido obtener estimaciones de la composición de materia y energía del Universo. Las últimas mediciones tomadas con el satélite Planck indican que el Universo está formado por un $\sim 70\%$ de una misteriosa *energía oscura*, la cual nos da una idea de la tasa de expansión del Universo, el resto de materia se divide entre materia oscura ($\sim 26\%$) y material bariónico ($\sim 4\%$)². La materia oscura interactúa solo gravitacionalmente mientras que los bariones interactúan gravitatoria e hidrodinámicamente, la asociación de ambas componentes juegan un papel importante en la historia de formación de las galaxias en el Universo.

El modelo cosmológico de Λ CDM posee seis parámetros libres, los cuales se determinan mediante las mediciones de las fluctuaciones obtenidas del CMB y observaciones del Universo a grandes escalas. Uno de ellos es el parámetro de Hubble (H_0) que determina la tasa de expansión actual del Universo, las densidades de materia y energía del Universo, las cuales se expresan en proporción a la densidad crítica (ρ_0)³ del Universo en el tiempo actual ($\Omega_i = \rho_i/\rho_0$). Para la materia oscura, bariones y energía oscura tenemos Ω_m , Ω_b y Ω_Λ respectivamente. Como el modelo de Λ CDM supone una geometría del Universo plana donde se cumple $\Omega_\Lambda + \Omega_m + \Omega_b = 1$, por lo tanto el parámetro de densidad de energía oscura no es un parámetro libre.

Otro de los parámetros se refiere a la profundidad óptica de reionización. El parámetro σ_8 nos da información sobre las fluctuaciones de densidad determinada por

²Nos referimos a material bariónico a todo material compuesto por átomos y moléculas como gas, estrellas, polvo, etc.

³ $\rho_0 = 3H_0^2/8\pi G$, donde G es la constante de gravitación universal

la amplitud de las fluctuaciones primordiales y el índice espectral (n_s) nos indica como cambian las fluctuaciones con la escala ($n_s = 1$, corresponde a un espectro escalar invariante).

La cosmología moderna está basada en el *principio cosmológico*, el cual dice que el Universo es espacialmente homogéneo e isotrópico y en la Teoría de la Relatividad General, de acuerdo a la cual la estructura del espacio-tiempo está determinada por la distribución de masa en el Universo. Pero si el principio cosmológico se cumpliera perfectamente, y la distribución de materia en el Universo fuera perfectamente uniforme e isotrópica, no habría formación de estructuras. A fin de explicar la presencia de estructuras, en especial las galaxias, necesitamos de la presencia de algunas desviaciones de la uniformidad. Por este motivo, se estima que las estructuras se formaron a partir de pequeñas perturbaciones en el campo de densidad primitivo. La idea de que las estructuras puedan formarse por inestabilidades gravitacionales fue sugerida inicialmente por Jeans (1902), quien propuso que la estabilidad de una perturbación es una competencia entre la gravedad y la presión. Las perturbaciones de densidad crecen solo si son mayores a una escala de longitud característica más allá de la cual la gravedad puede superar los gradientes de presión.

En tiempos muy tempranos cuando las perturbaciones relativas en densidad son muy pequeñas ($\delta\rho/\rho \ll 1$), el tamaño de la región sobredensa crece linealmente con el tiempo debido a la expansión misma del Universo. Una vez que la perturbación alcanza una sobredensidad $\delta\rho/\rho \sim 1$, se separa de la expansión y comienza a colapsar. En estos límites la aproximación lineal comienza a fallar y es necesario utilizar un método no lineal más complejo.

El subsecuente colapso gravitacional dependerá del contenido de la materia. Si la perturbación consiste en gas ordinario, el colapso producirá una onda de choque que aumentará la entropía del material. Si el enfriamiento radiativo es ineficiente, el sistema se relajará a un equilibrio hidrostático, con su auto-gravedad balanceada por los gradientes de presión. En cambio, si la perturbación consiste en materia no colisional, como la materia oscura, no se producirá ningún choque, pero el sistema aún se relajará a un estado de cuasi-equilibrio con más o menos una estructura universal, conocidos como halos de materia oscura.

En este modelo cosmológico, cada perturbación inicial contiene gas y materia oscura en aproximadamente proporciones universales. Cuando el objeto colapsa, los bariones son empujados hacia el centro de potencial generado por el halo de materia oscura, formando un halo de tamaño similar. Sin embargo, los procesos de enfriamiento radiativo, permiten que el gas se enfríe y se acrete directamente en una protogalaxia central. Estos procesos son generalmente más efectivos en regiones de alta densidad.

Incluso si el enfriamiento es suficientemente lento como para que se genere una atmósfera hidrostática, aún podría ocurrir que las regiones centrales más densas de la atmósfera, pierdan presión y fluyan hacia un objeto central. Así el efecto neto del enfriamiento es que el material bariónico segregue de la materia oscura y se

acumule como gas frío y denso en una protogalaxia en el centro del halo de materia oscura. Si el momento angular del sistema se conserva durante el enfriamiento, el gas a medida que fluye hacia el centro del halo, será depositado en un disco de alta densidad soportado rotacionalmente en el cual, eventualmente comenzará la formación de estrellas dando lugar a una galaxia visible.

Siguiendo con la idea de este modelo de formación de galaxias, uno esperaría que cada uno de los halos que se forme en el Universo primitivo contenga una galaxia en su centro. Sin embargo, esto está en gran desacuerdo con las observaciones, las cuales muestran que solo una pequeña fracción de todos los bariones se encuentran en forma de gas frío o estrellas. Efectivamente debe existir algún tipo de proceso físico de realimentación (*feedback*) que prevenga el enfriamiento del gas o vuelva a calentarlo luego de ser enfriado, como ser por ejemplo, las explosiones de supernova o los núcleos activos en las galaxias (AGN).

Estos procesos de *feedback* juegan un papel importante en la formación de las galaxias, pero aún no es del todo claro cual de estos procesos es el que domina y cómo y cuándo es que intervienen exactamente.

Adicionalmente a los procesos anteriormente tratados, se encuentra que los halos de materia oscura crecen jerárquicamente, en el sentido que los halos más masivos se forman más tarde por la fusión de halos más pequeños.

En los modelos de materia oscura fría, parte del crecimiento de un halo masivo se debe a la fusión con un gran número de halos más pequeños. La gran variedad de formas y tamaños que encontramos en las galaxias hoy en día se deben a su historia de formación y más aún a su historia de fusión. Una galaxia que nace en un ambiente denso como un cúmulo de galaxias, no tendrá la misma historia de formación que una galaxia de campo. Esto también explicaría el hecho de la relación que encontramos entre los tipos morfológicos de las galaxias y su medio ambiente (Dressler, 1980). Asimismo, en la fusión de los halos entran en juego nuevos procesos físicos y dinámicos, como por ejemplo la fricción dinámica y las fuerzas de marea, que juegan un papel importante en el modelado de la estructura de la galaxia resultante.

En este trabajo nos focalizaremos en el estudio de la formación y evolución de galaxias mediante el análisis de simulaciones numéricas cosmológicas. Las simulaciones con las cuales trabajaremos serán detalladas en el Capítulo 2. En el Capítulo 3, nos concentraremos en el análisis de estas simulaciones y mostraremos las conclusiones y perspectivas futuras en el Capítulo 4.

Capítulo 2

Simulaciones

Las simulaciones numéricas son una herramienta fundamental para el desarrollo teórico de la formación de las estructuras en el Universo. Sin embargo, debido a los límites computacionales, se ven forzadas a disputar entre poder reproducir el volumen cosmológico deseado o la resolución espacial deseada. Por este motivo, en el proyecto CLUES¹ (Constrained Local Universe Simulations) se ha incluido una nueva percepción de las simulaciones cosmológicas. Estas simulaciones numéricas de N-cuerpos/Hidrodinámicas se caracterizan por utilizar restricciones observacionales en sus condiciones iniciales con el objetivo de simular de la mejor manera posible, una región específica del Universo Local.

2.1. Simulaciones CLUES

Las simulaciones llevadas a cabo en el proyecto CLUES son simulaciones del Universo Local que, con la ayuda de datos observacionales, logran crear restricciones en las condiciones iniciales a fin de evolucionar imitando la distribución de masa y velocidades de las galaxias que observamos en el Universo Local.

Estas simulaciones, presentadas por Gottlöber, Hoffman y Yepes (2010), tienen como propósito recrear de la mejor manera posible las galaxias pertenecientes al Grupo Local y sus vecinos más cercanos con el objetivo de ser utilizadas como un laboratorio y cuyos resultados pueden ser fácilmente comparables con las observaciones de nuestro vecindario galáctico.

Para construir las condiciones iniciales se utilizan dos tipos de datos observacionales. En primer lugar, las velocidades radiales de las galaxias obtenidas de los catálogos MARKIII (Willick et al., 1997), catálogo de Fluctuaciones de Brillo Superficial (SBF, por sus siglas en inglés, Tonry et al., 2001) y el catálogo Karachentsev (Karachentsev et al., 2004). Las otras restricciones se obtienen del catálogo de galaxias cercanas y seleccionadas mediante rayos X de Reiprich y Böhringer (2002). Estos datos observacionales sólo restringen las simulaciones en escalas mayores a $\approx 5h^{-1}\text{Mpc}$. En escalas más pequeñas, las restricciones no tienen efecto y la evolución es totalmente aleatoria.

¹www.clues-project.org

Para construir las condiciones iniciales utilizando los datos observacionales mencionados en el párrafo anterior, se utiliza el algoritmo de Hoffman y Ribak (1991) el cual fija una realización de un campo Gausseano aleatorio sobre una malla uniforme de 256^3 celdas para mapear las estructuras a gran escala del Universo Local. Como estas restricciones sólo actúan a grandes escalas, para poder obtener una realización que contenga un candidato del Grupo Local con las propiedades correctas, es necesario producir muchas corridas de la misma simulación hasta obtener los resultados deseados. El equipo de CLUES generó más de doscientas realizaciones de esta simulación, todas ellas corridas desde un tiempo inicial ($z = 50$) hasta el tiempo presente ($z = 0$), utilizando el algoritmo de TreePM de N-cuerpos de GADGET-2 (Springel, 2005), con lo cual obtuvieron tres candidatos.

Estas simulaciones se realizan inicialmente en baja resolución en un cubo de $64h^{-1}$ Mpc de lado, con partículas de materia oscura únicamente, siguiendo la cosmología Λ CDM. En cada una de las realizaciones se busca identificar una estructura correspondiente al cúmulo de Virgo y cerca de él, en la dirección y distancia correcta, una estructura que se asemeje al Grupo Local. En el panel izquierdo de la Figura 2.1 puede verse la distribución de materia oscura en el cubo de $64h^{-1}$ Mpc de lado donde se identifican el cúmulo de Virgo y el Grupo Local.

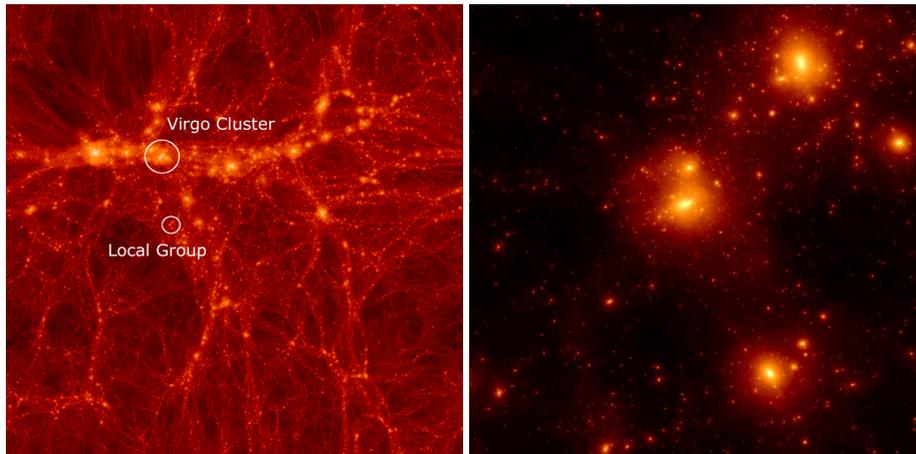


FIG. 2.1: Izquierda: Distribución de materia oscura (cubo $64h^{-1}$ Mpc). En la figura se identifican las estructuras correspondientes al cúmulo de Virgo y el Grupo Local. Derecha: Distribución de materia oscura en la región de alta resolución ($2h^{-1}$ Mpc). En el centro está la galaxia correspondiente a la galaxia de Andrómeda (M31), arriba a la derecha la Vía Láctea (MW) y abajo a la derecha la galaxia del Triángulo (M33) [Crédito: S. Gottlöber, G. Yepes, A. Klypin, A. Khalatyan y Proyecto CLUES]

Una vez encontrado el candidato del Grupo Local, se realiza una resimulación en una esfera de $2h^{-1}$ Mpc de radio alrededor del objeto seleccionado, utilizando la técnica de *zoom-in* propuesta por Klypin et al. (2001) con partículas de alta resolución y agregando además hidrodinámica. En el panel derecho de la Figura 2.1 puede verse un *zoom* de la imagen del panel izquierdo mostrando la zona de alta resolución en un radio de $2h^{-1}$ Mpc centrado en el Grupo Local. El halo en la parte central de la imagen corresponde a la análoga de la galaxia de Andrómeda, mientras que los

halos superiores e inferiores corresponden a la Vía Láctea y la galaxia del Triángulo respectivamente. Para más especificaciones acerca de estas simulaciones el lector puede dirigirse al trabajo de Gottlöber, Hoffman y Yepes (2010).

2.2. Características de las simulaciones

En nuestro trabajo hemos analizado dos corridas de estas simulaciones, las cuales trabajan con las mismas condiciones iniciales, siguiendo parámetros cosmológicos de WMAP3 (Spergel et al., 2007), cuyos valores se especifican en la Tabla 2.1.

TABLA 2.1: Parámetros cosmológicos de WMAP3 (Spergel et al., 2007) utilizados en la simulación.

Ω_Λ	Ω_m	Ω_{bar}	h	σ_8	n
0.76	0.24	0.042	0.73	0.75	0.95

Ambas corridas están realizadas con diferentes códigos y distintos mecanismos de *feedback*. La primera de ellas utiliza el código de N-cuerpos/Hidrodinámico de GADGET-2 (Springel, 2005), con un fondo cósmico ionizante en ultra-violeta propuesto por Haardt y Madau (1996), formación estelar y *feedback* de supernovas que siguen la física de Springel y Hernquist (2003). Numerosos trabajos han sido realizados con estas simulaciones: Libeskind et al. (2011), Di Cintio et al. (2012), Knebe et al. (2011), Benítez-Llambay et al. (2013), entre otros, donde el lector puede encontrar mayores detalles sobre la simulación.

En esta simulación las estrellas son tratadas como partículas no colisionales y surgen a partir de la división de dos partículas de gas dado un intervalo de tiempo y con una cierta probabilidad. En este proceso, cada una de las partículas de gas se divide en dos, generando dos partículas estelares. Cada un cierto intervalo de tiempo va aumentando la metalicidad del gas y cuando se forman nuevas estrellas, éstas adoptan la metalicidad de la partícula de gas.

Hay una cierta fracción de estas estrellas que producirán *feedback* de supernovas en forma de vientos galácticos aumentando las velocidades de las partículas circundantes.

Además el código cuenta con un fondo cósmico de radiación UV que evoluciona con el tiempo, con el que se simula la era de la reionización en la evolución del Universo. Este proceso de activa en $z = 6$. Este fondo cósmico genera un equilibrio en los procesos de calentamiento y enfriamiento que llevan a cabo la formación de las estructuras en el Universo.

Las segunda corrida de la simulación que analizaremos en este trabajo esta hecha con el código de N-cuerpos/Hidrodinámico GASOLINE (Wadsley, Stadel y Quinn, 2004), la cual cuenta con hidrodinámica y enfriamiento del gas, formación estelar y *feedback* de supernova. Esta realización sigue la física utilizada por Governato et al. (2010) y Guedes et al. (2011), la cual al igual que la corrida anterior utiliza un fondo

cósmico de radiación ultra-violeta de Haardt y Madau (1996). El lector interesado puede revisar los trabajos de Santos-Santos et al. (2016) y Brook et al. (2011) para más información.

Las estrellas en esta simulación se forman cuando el gas alcanza un dado umbral de densidad (Stinson et al., 2006) que es característico de las regiones de formación estelar. Esta formación de estrellas se sigue produciendo a velocidad proporcional a $\rho_{gas}^{1.5}$, es decir, siguiendo una ley de Schmidt (Schmidt, 1959).

El *feedback* de supernova se trata como un incremento de la energía térmica del gas alrededor de la partícula estelar correspondiente (Stinson et al., 2006). Esta energía liberada depende del tiempo de formación de cada partícula y va variando conforme varía el *redshift*.

La función de enfriamiento se modela como función de gases primordiales de hidrógeno y helio, pero también se le suma un enfriamiento metálico (Mashchenko, Wadsley y Couchman, 2008).

El fondo cósmico de radiación UV incluye fotoionización y fotocalentamiento por estrellas primordiales y cuásares, la cual se “enciende” en $z = 9$.

En la Tabla 2.2 se muestran los valores de los parámetros de las simulaciones correspondientes a las corridas con cada uno de los códigos en las regiones de alta resolución. Se especifican las masas de las partículas de materia oscura, gas y estrellas, como así también su longitud de ablandamiento.

TABLA 2.2: Parámetros de las simulaciones en las regiones de alta resolución. Para ambas corridas tenemos de izquierda a derecha: masa de las partículas de materia oscura, gas y estrellas, todas en unidades de masas solares (M_{\odot}) y la longitud de ablandamiento en unidades de kiloparsecs.

Corrida	M_{DM}	M_{GAS}	M_{STR}	ϵ
GADGET	2.87×10^5	6.05×10^4	3.02×10^4	0.14
GASOLINE	2.87×10^5	6.06×10^4	1.43×10^4	0.22

En el siguiente capítulo nos dedicaremos al análisis de estas simulaciones haciendo hincapié en las diferencias que encontramos entre ambas simulaciones y resaltando sus coincidencias generales.

Capítulo 3

Análisis de las simulaciones

En este capítulo, compararemos los resultados de dos simulaciones numéricas del Grupo Local realizadas con las mismas condiciones iniciales pero diferentes códigos de integración. Ambas simulaciones evolucionan en un Universo de Λ CDM empleando los parámetros cosmológicos de WMAP3 (ver Tabla 2.1).

Diferenciaremos ambas realizaciones de acuerdo al algoritmo utilizado por cada una para la evolución. Durante el trabajo nombraremos a estas como GADGET y GASOLINE.

3.1. Identificación de las galaxias

En nuestro trabajo emplearemos las resimulaciones en alta resolución en una esfera de $2h^{-1}$ Mpc de radio que contienen partículas de materia oscura, gas y estrellas. De cada una de las realizaciones seleccionaremos los tres halos más masivos, los cuales corresponden a los tres miembros más masivos del Grupo Local: Andrómeda, la Vía Láctea y la galaxia del Triángulo. A lo largo del trabajo usaremos abreviaturas para los nombres de estas galaxias, nombrando a Andrómeda y la galaxia del Triángulo como M31 y M33 respectivamente, los cuales corresponden a sus nombres en el catálogo Messier y a la Vía Láctea como MW por sus siglas en inglés.

En primer lugar estudiamos la distribución espacial de los tres halos más masivos en cada simulación. Graficamos las galaxias en tres vistas ortogonales las cuales corresponden a los planos $X - Y$, $X - Z$ e $Y - Z$ del cubo de la simulación. En la columna izquierda de la Fig. 3.1 podemos ver la distribución de las galaxias en los tres planos para la simulación llevada a cabo con el código GADGET, mientras que en la columna derecha la misma distribución pero para la corrida correspondiente al código GASOLINE. Para cada uno de los gráficos tomamos una región de 3 Mpc de lado centrado en M31.

En la figuras se observa que a grandes rasgos, la configuración de las galaxias se mantiene en ambas simulaciones y en las tres proyecciones. En la Tabla 3.1 se listan las distancias entre las galaxias de cada simulación y las distancias reales de las galaxias del Grupo Local.

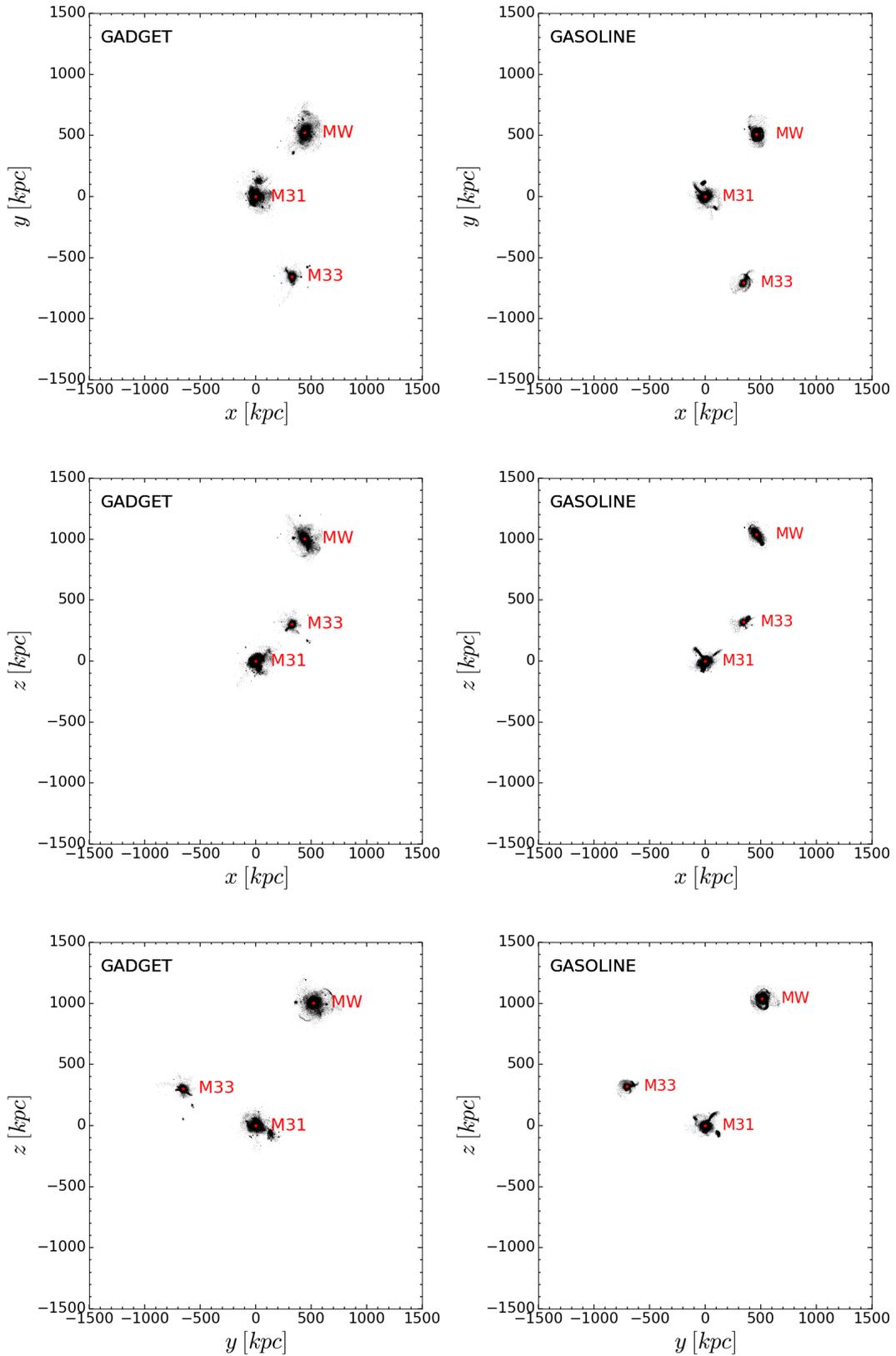


FIG. 3.1: Distribución espacial de las componentes estelares de las galaxias en una caja de 3 Mpc de lado centrada en M31. Cada fila de corresponde a cada una de las vistas de las realizaciones en los planos $X - Y$, $X - Z$ e $Y - Z$ respectivamente. En el lado izquierdo se encuentran las galaxias simuladas con el código GADGET, mientras que del lado derecho, a las simuladas con GASOLINE.

Si bien las distancias observacionales no coinciden con las simuladas podemos ver que las distancias de las galaxias en ambas realizaciones varía en sólo en unas decenas de kiloparsecs.

Para analizar más detalladamente la estructura de las galaxias confeccionamos gráficos de densidad estelar de las galaxias para cada una de las realizaciones. Para ello utilizamos el paquete py-SPHviewer de python. En las Figuras 3.2, 3.3 y 3.4 podemos observar la distribución de densidad de estrellas para las galaxias vistas de frente (paneles superiores) y de canto (paneles inferiores) en ambas realizaciones.

Durante el trabajo adoptaremos la siguiente convención: el lado izquierdo corresponderá a las galaxias simuladas con el código GADGET y el lado derecho a las simulaciones de GASOLINE.

TABLA 3.1: Distancias entre las galaxias espirales del Grupo Local. Se comparan los valores de las observaciones con los resultados obtenidos de las simulaciones. Los valores de cada una de estas distancias estan medidas en unidades de kiloparsecs (kpc).

	GADGET	GASOLINE	Observaciones
d_{M31-MW}	1214.07	1246.30	785 ± 25 ^(a)
$d_{M31-M33}$	791.66	847.90	206 ^(b)
d_{M33-MW}	1374.18	1418.29	809 ± 24 ^(a)

(a) McConnachie et al., 2005; (b) McConnachie, 2012

En la Fig. 3.2 se visualiza la galaxia M31 en una caja de 50 kpc de lado. En el panel superior izquierdo se puede observar que la galaxia posee un disco con brazos espirales apreciables y en el centro de la galaxia se puede notar una estructura un tanto triaxial, lo que podría corresponder a la presencia de una barra (estos aspectos de las galaxias serán analizados con más detalles en la sección 3.3 de este capítulo). En el panel inferior izquierdo puede observarse la galaxia vista de canto, en la cual se distingue un disco bien definido rodeado por un gran halo estelar.

En el panel derecho superior también se observa una galaxia considerablemente axisimétrica, pero no presenta una estructura espiral definida como en el caso de GADGET. En el centro de la galaxia se distingue un *bulge* elongado, lo cual también sugiere la presencia de una barra. En la vista de canto de esta galaxia, se observa que tanto el disco como el halo son menos prominentes que en el caso de la simulación GADGET.

La densidad estelar de MW se muestra en la Fig. 3.3. En los paneles superiores e inferiores se muestran las vistas de frente y de canto respectivamente. En el panel superior izquierdo, se observa una distribución aproximadamente axisimétrica de estrellas alrededor del centro de la galaxia. En la vista de canto de esta galaxia, se aprecia una estructura más bien elipsoidal y no un disco bien definido como se esperaría para la Vía Láctea. Esta estructura elipsoidal se hace más notoria en la simulación de GASOLINE.

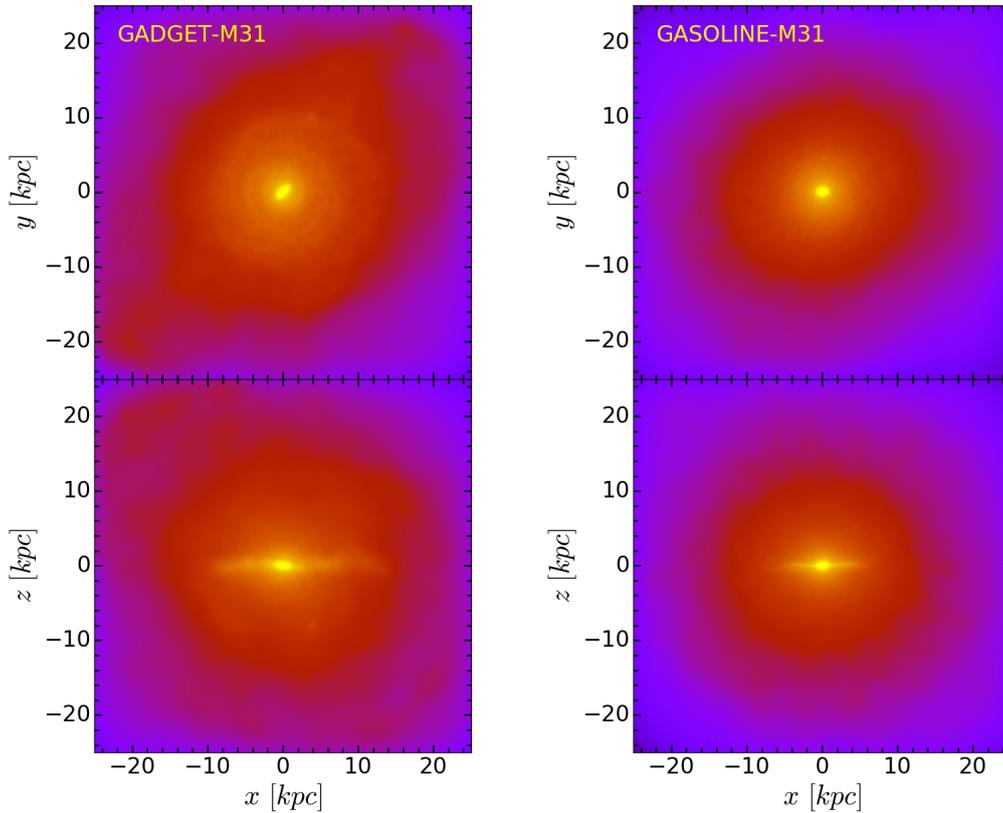


FIG. 3.2: Densidad estelar de la galaxia de Andr6meda (M31) vista de frente (panel superior) y de canto (panel inferior) en una caja de 50 kpc de lado. La imagen de la izquierda corresponde a las galaxias simuladas con el c6digo GADGET, mientras que la imagen derecha corresponden a las galaxias simuladas con GASOLINE.

En la columna derecha de la Fig. 3.3, ya no se aprecia una estructura axisimétrica como en el caso de GADGET, sino más bien la distribución triaxial. En el panel inferior derecho observamos que el eje mayor de la galaxia no coincide con el eje de la imagen. Esto se debe a que su estructura triaxial no permite una buena rotación de la galaxia.

Las galaxias están rotadas respecto a la dirección del momento angular, el cual se orienta paralelo al eje Z y se calcula teniendo en cuenta las velocidades de las estrellas dentro de un radio que abarca el 90 % de la masa de galaxia (considerando que el radio de la galaxia es el 15 % del radio virial del halo).

En la parte central de la MW de GASOLINE, se aprecia un *bulge* elongado, que al igual que M31, nos infiere la presencia de una barra central.

En la Fig. 3.4 se observa la galaxia M33. En la columna izquierda vemos una galaxia disco con notables brazos espirales (panel superior) y un pequeño *bulge* central. En el panel inferior izquierdo se aprecia un disco bien definido rodeado por un halo estelar que está más concentrado hacia la región del plano de la galaxia. En la columna derecha vemos que esta misma galaxia realizada con GASOLINE, presenta menor

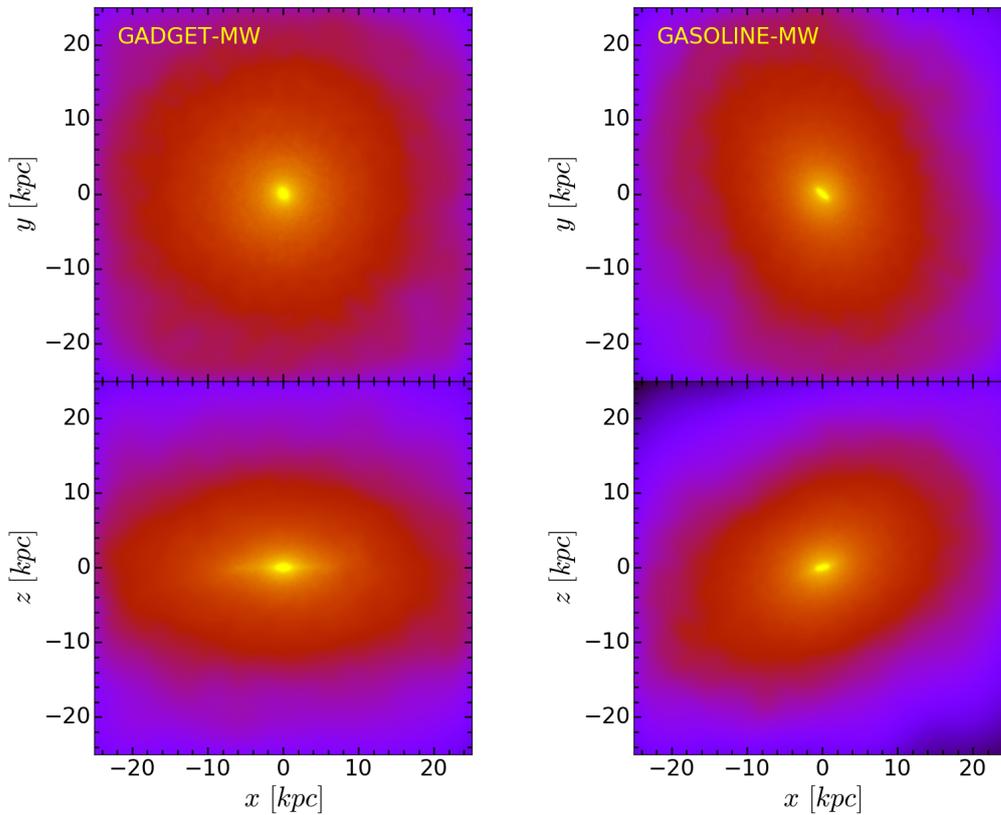


FIG. 3.3: Gráfico equivalente a la Fig. 3.2 pero para la Vía Láctea (MW).

densidad estelar donde ya no se observan brazos espirales, pero se pueden identificar numerosos satélites los cuales pueden ser responsables de disolver la estructura espiral de la misma. En el panel inferior derecho, se observa un disco bien pronunciado con un halo estelar menos masivo que en el caso de GADGET. Al igual que en el panel superior se hace notoria la presencia de los satélites en las inmediaciones del plano del disco.

3.2. Cálculo de los parámetros generales de las galaxias

Para poder caracterizar las galaxias estudiaremos sus parámetros generales. En la Tabla 3.2 listamos las masas estelares M_{gal} , masas viriales M_{vir} , radios viriales r_{vir} y radio a mitad de masa r_{50} de las galaxias en ambas simulaciones. La masa estelar esta calculada en el radio de la galaxia r_{gal} el cual lo definimos como el 15% del radio virial del halo (ver Mo, van den Bosch y White, 2010, pág. 236), el cual a su vez consideramos como el radio de una región esférica centrada en el centro de potencial de la galaxia, cuya densidad es doscientas veces la densidad crítica del Universo ρ_0 .

En el gráfico de la Fig. 3.5 se muestran las masas estelares de las galaxias en función de sus masas viriales. Las galaxias de la simulación realizada con el código GADGET se representan con un cuadrado, mientras que las galaxias de GASOLINE

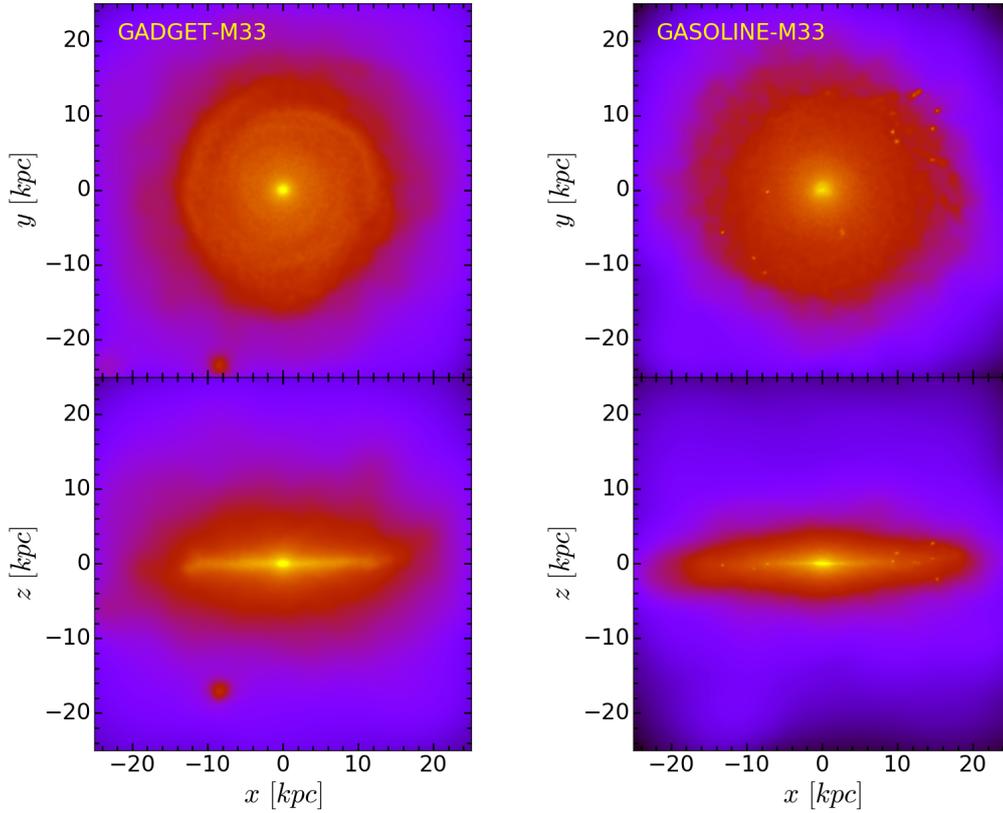


FIG. 3.4: Gráfico equivalente a la Fig. 3.2 pero para la galaxia del Triángulo (M33).

TABLA 3.2: Parámetros de las galaxias en las simulaciones. Para cada una de las galaxias se detallan los valores de masa virial M_{vir} y masa estelar M_{gal} en unidades de M_{\odot} , radio virial r_{vir} y radio a mitad de masa r_{50} en unidades de kpc.

		GADGET	GASOLINE
M31	M_{vir}	6.15×10^{11}	5.93×10^{11}
	M_{gal}	1.33×10^{10}	1.11×10^{10}
	r_{vir}	167.21	166.84
	r_{50}	1.61	0.87
MW	M_{vir}	4.69×10^{11}	4.59×10^{11}
	M_{gal}	1.38×10^{10}	1.03×10^{10}
	r_{vir}	153.54	150.46
	r_{50}	2.40	2.24
M33	M_{vir}	2.36×10^{11}	2.28×10^{11}
	M_{gal}	7.98×10^9	4.841×10^9
	r_{vir}	123.11	119.62
	r_{50}	3.74	2.58

con un círculo. Los colores de los puntos corresponden a cada una de las galaxias estudiadas. A lo largo del trabajo usaremos la convención de colores azul, rojo y verde para M31, MW y M33 respectivamente. Con un triángulo se muestran los valores obtenidos observacionalmente para las masas de las espirales del Grupo Local (ver

TABLA 3.3: Lista de masas estelares y viriales de las galaxias espirales del Grupo Local. Las unidades de las masas están dadas en masas solares M_{\odot} .

Datos observacionales			
M31	M_{vir}	$(1.38 \pm 0.43) \times 10^{12}$	(a)
	M_{gal}	$(7.9 \pm 0.9) \times 10^{10}$	(a)
MW	M_{vir}	$(1.5 \pm 0.43) \times 10^{12}$	(a)
	M_{gal}	$(5.43 \pm 0.6) \times 10^{10}$	(b)
M33	M_{vir}	$(0.15 \pm 0.06) \times 10^{12}$	(a)
	M_{gal}	$(3.2 \pm 0.4) \times 10^9$	(a)

(a) van der Marel et al., 2012; (b) McMillan, 2017

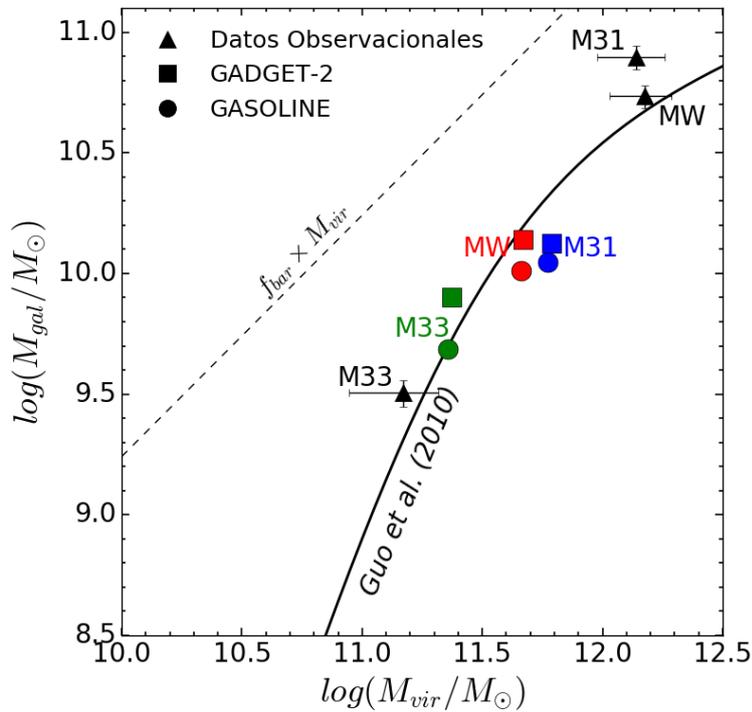


FIG. 3.5: Masa estelar de las galaxias en función de la masa virial del halo. En el gráfico se representan con un círculo las galaxias correspondientes a la realización del código GASOLINE, mientras que las galaxias de GADGET están representadas por los cuadrados. Los colores de cada uno de los puntos corresponden a las galaxias estudiadas. El color azul es para M31, color rojo para MW y verde para M33. Los triángulos negros corresponden los datos observacionales de las espirales del Grupo Local. La línea sólida negra corresponde a la curva de correlación de abundancias propuesta por Guo et al., 2010. La línea de trazos representa la fracción de variones universal f_{bar} .

Tabla 3.3).

De esta figura podemos observar que las galaxias simuladas con el código GADGET son más masivas que las galaxias de GASOLINE. Se puede ver que para las dos galaxias más masivas, las masas viriales de las galaxias simuladas son casi un orden de magnitud menor que las masas observacionales. Por el otro lado para M33, la masa simulada es mayor que los datos observacionales.

La curva representada por una línea sólida negra, es una función empírica determinada por Guo et al. (2010), la cual se denomina *curva de correlación de abundancias*. Esta curva describe la correlación existente entre los datos observacionales de las masas de las galaxias con los halos de materia oscura obtenido en las simulaciones bajo la suposición de que la galaxia más masiva vive en el halo más masivo y que esta relación se mantiene a medida que decrecen las masas.

La línea de trazos corresponde a una relación lineal teórica entre la masa de bariones de un halo con la masa virial. Esa fracción se denomina *fracción de bariones universal* $f_{bar} = \Omega_{bar}/\Omega_m$, que viene dada por los valores de los parámetros cosmológicos Ω_{bar} y Ω_m (ver Tabla 2.1). Si la cantidad de bariones que se encuentran en las galaxias fuera proporcional a la masa del halo según la fracción de bariones universal, encontraríamos que estas galaxias viven sobre la línea de trazos en la Fig 3.5. Sin embargo en la práctica se encuentra que la cantidad de bariones es menor que la prevista por esta fracción, lo que se puede explicar mediante un *feedback* efectivo en la formación de las galaxias.

Con el fin de estudiar las contribuciones relativas de las distintas componentes: gas, estrellas y materia oscura como función del radio, en la Fig. 3.6 vemos las curvas de velocidades circulares $V_c = \sqrt{GM/r}$ de las galaxias, donde G es la constante universal de gravitación, r es el radio de una esfera centrada en el centro de potencial de la galaxia y M es la masa contenida en esta esfera. Esta velocidad circular se define como la velocidad de una partícula moviéndose en una órbita perfectamente circular alrededor del centro de potencial.

En la columna izquierda tenemos las galaxias de GADGET y en la derecha las galaxias de GASOLINE. Las filas corresponden a las diferentes galaxias, de arriba a abajo tenemos M31, MW y M33 respectivamente. La curva verde a trazos corresponde a la componente de materia oscura, la curva de puntos/lineas roja representa a la componente estelar, mientras que la curva punteada azul corresponde a la componente gaseosa. La curva negra es la suma total de todas las componentes.

Podemos observar que las velocidades circulares para las galaxias análogas en ambas simulaciones son bastantes similares. Pero si nuevamente comparamos con las galaxias originales del Grupo Local, debido a que las galaxias simuladas son menos masivas que las reales, las velocidades circulares también lo son. Si consideramos que la velocidad de rotación de las estrellas en el radio solar¹ es de $\sim 220 \text{ km s}^{-1}$ y las velocidades de rotación de M31 y M33 son $\sim 260 \text{ km s}^{-1}$ y $\sim 120 \text{ km s}^{-1}$, podemos observar que las velocidades circulares de las simulaciones son menores que las observadas a excepción de M33 donde su valor es bastante similar.

¹La distancia del Sol al centro de la galaxia es aproximadamente $R_0 \simeq 8.5 \text{ kpc}$

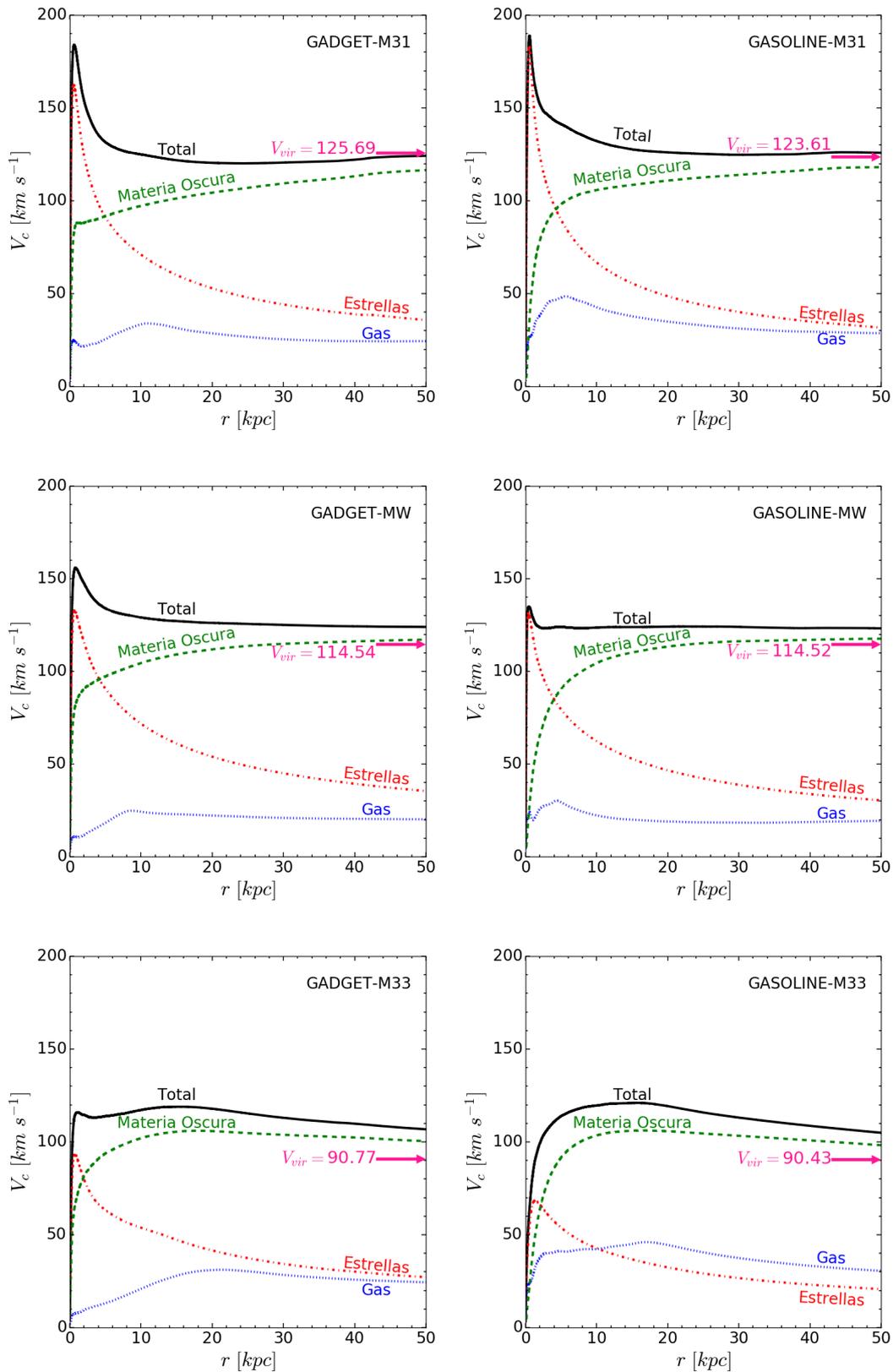


FIG. 3.6: Curvas de velocidades circulares de las componentes de las galaxias. En la columna izquierda se muestran las galaxias de la simulación GADGET y a la derecha GASOLINE. Por fila de arriba a abajo tenemos las galaxias M31, MW y M33 respectivamente.

La curva verde de trazos corresponde a la contribución de la materia oscura, la curva roja de puntos/lineas es la correspondiente a la componente estelar y la curva azul punteada es la contribución del gas. La curva negra continua es la suma total de todas las componentes. En magenta se muestran las correspondientes velocidades viriales V_{vir} de las galaxias.

3.3. Análisis de barras

Como hemos mencionado en la sección anterior, en los gráficos de densidad estelar (Fig. 3.2, 3.3 y 3.4) de algunas de las galaxias se puede distinguir un *bulge* elongado, lo cual infiere la presencia de una barra. Para observar esta estructura con más detalle, hacemos un *zoom* en los gráficos de densidad en una región de 5 kpc de radio alrededor del centro de la galaxia. En las Fig. 3.7, 3.8, 3.8 se observan los centros de M31, MW y M33 respectivamente.

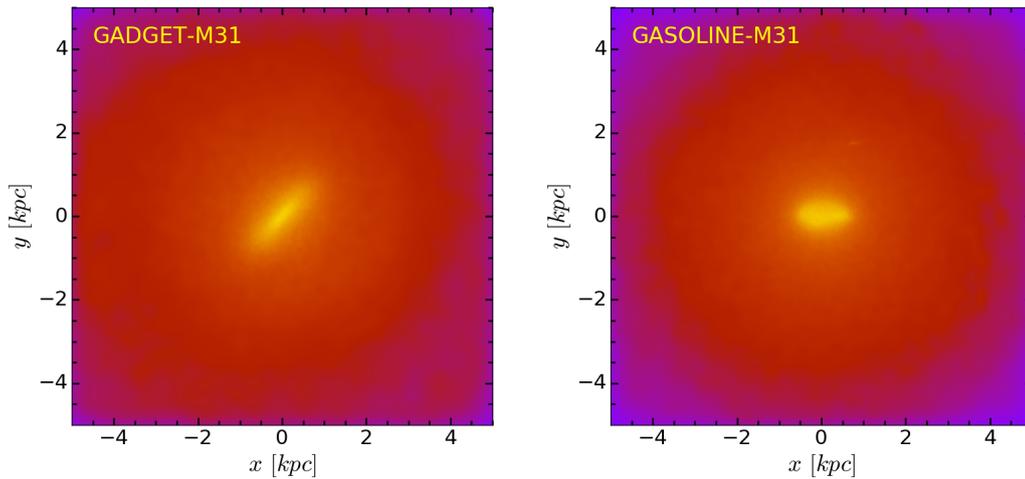


FIG. 3.7: Densidad estelar de M31 en un cubo de 10 kpc de lado para las simulaciones de GADGET (izquierda) y GASOLINE (derecha) respectivamente.

En la Fig. 3.7 vemos que para ambas simulaciones la galaxia M31 presenta una estructura elongada en el centro, con lo cual podemos afirmar que se trata de una barra.

Para MW (Fig. 3.8) correspondiente a la simulación de GADGET, vemos que contiene un *bulge* más bien axisimétrico, mientras que en el caso de GASOLINE, se puede apreciar una estructura alargada en el centro.

Para la galaxia M33 (Fig. 3.9) vemos que en ambos casos se cuenta con un bulge axisimétrico cuya densidad decae con el radio. Se puede notar que para la galaxia de GADGET el bulge pareciera tener mayor densidad en el centro que en el caso de GASOLINE.

En esta sección del capítulo nos detendremos al análisis de las barras en las galaxias, marcando algunos de sus parámetros principales.

3.3.1. Intensidad y longitud de la barra

Mediante el análisis de los gráficos de densidad estelar en el centro de las galaxias, hemos inferido la presencia de tres barras en nuestra muestra de galaxias.

Para poder tener una medida cuantitativa de la intensidad y longitud de las barras, recurrimos al método propuesto por Athanassoula, Machado y Rodionov

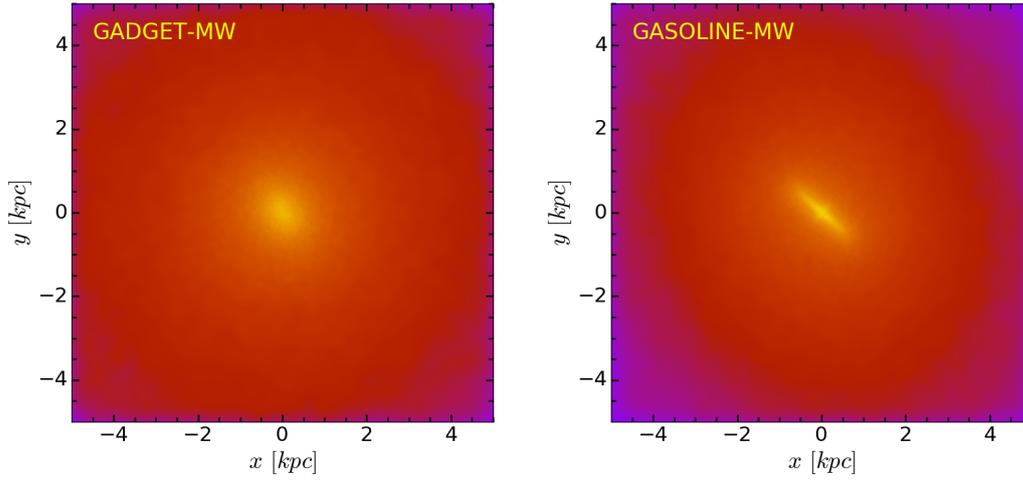


FIG. 3.8: Gráfico equivalente a la Fig. 3.7 pero para la Vía Láctea (MW).

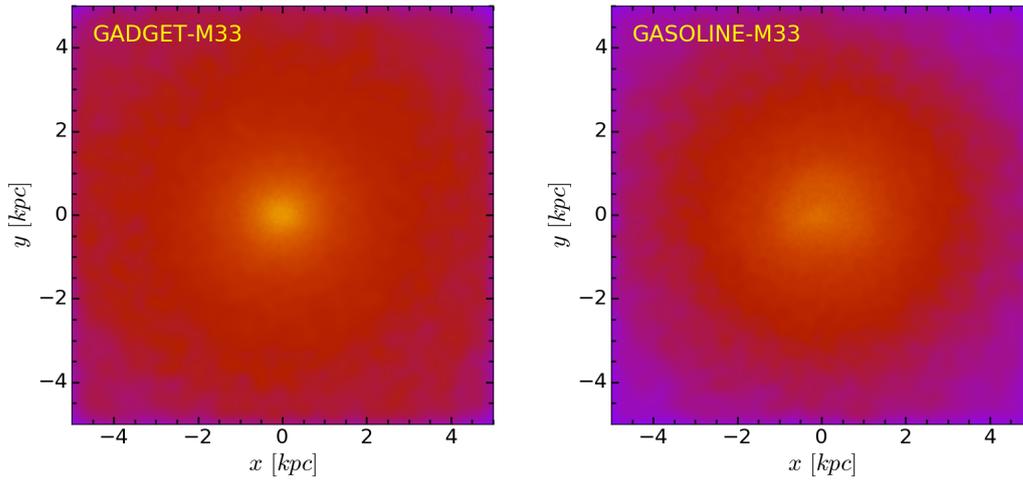


FIG. 3.9: Gráfico equivalente a la Fig. 3.7 pero para la galaxia del Triángulo (M33).

(2013). Este método se basa en analizar las componentes de Fourier de la distribución bidimensional de masa estelar, la cual se define como:

$$M(R, \theta) = \frac{a_0(R)}{2} + \sum_{m=1}^{\infty} [a_m(R) \cos(m\theta) + b_m(R) \sin(m\theta)] \quad (3.1)$$

donde R es el radio cilíndrico, θ es la componente acimutal y a_m y b_m son las componentes de Fourier de orden m . Estas componentes se definen como:

$$a_m(R) = \sum_{i=0}^{N_R} m_i \cos(m\theta_i), \quad m = 0, 1, 2, \dots \quad (3.2)$$

$$b_m(R) = \sum_{i=0}^{N_R} m_i \sin(m\theta_i), \quad m = 1, 2, \dots \quad (3.3)$$

donde N_R es el número de partículas dentro de un anillo alrededor del radio cilíndrico R , m_i es la masa de la partícula i y θ_i su ángulo acimutal.

Definimos las amplitudes de Fourier de orden m :

$$I_m = \sqrt{a_m^2 + b_m^2}, \quad m = 0, 1, 2, \dots \quad (3.4)$$

En particular, consideramos la amplitud de Fourier normalizada de orden 2:

$$A_2 = \frac{I_2}{a_0} \quad (3.5)$$

Debido a que estas componentes dependen del radio, conviene trabajar con una cantidad que sea independiente de éste. Entonces, tomando el máximo de esta amplitud, nos queda que:

$$A_2^{max} = max \left(\frac{\sqrt{a_2^2 + b_2^2}}{a_0} \right) \quad (3.6)$$

Este parámetro A_2^{max} nos da una medida cuantitativa de la intensidad de la barra en un rango de valores entre 0 y 1. El radio donde ocurre el máximo lo denotaremos como R_{max} y nos dará una medida de la longitud de la barra.

En la Fig. 3.10 tenemos la amplitud de Fourier normalizada de orden 2 en función del radio de la galaxia. El panel izquierdo corresponde a las galaxias de la simulación GADGET y el derecho a las galaxias de GASOLINE. Las curvas azul, roja y verde corresponden a las galaxias M31, MW y M33 respectivamente. En este gráfico se listan los valores máximos para estas curvas que corresponden al parámetro A_2^{max} y el radio donde corresponde este máximo R_{max} .

Los valores de A_2^{max} se calculan en una región de $R = 2r_{50}$ alrededor del centro de la galaxia². Es decir, se busca el máximo del parámetro A_2 en una región cercana al centro de la galaxia.

En la Fig. 3.11 vemos la masa estelar de las galaxias en función del parámetro A_2^{max} . Utilizando la convención empleada por Algorry (2016), consideramos galaxias fuertemente barradas aquellas que posean $A_2^{max} > 0.4$, galaxias débilmente barradas para valores de $0.2 < A_2^{max} < 0.4$ y galaxias sin barra para aquellas que $A_2^{max} < 0.2$. Entonces, siguiendo esta convención y observando la Fig. 3.11, vemos que contamos con tres galaxias fuertemente barradas y tres galaxias sin barra. Para el caso de M31 en ambas simulaciones contamos con una barra, en cambio en el caso de MW vemos que para la corrida de GADGET esta galaxia no presenta barra, mientras que para GASOLINE si. Para la galaxia M33, en ninguno de los dos casos tenemos barra presente en esta galaxia. Los resultados están de acuerdo con el análisis preliminar que se obtuvo de los gráficos de densidades estelares.

²Los valores de r_{50} se listan en la Tabla 3.2

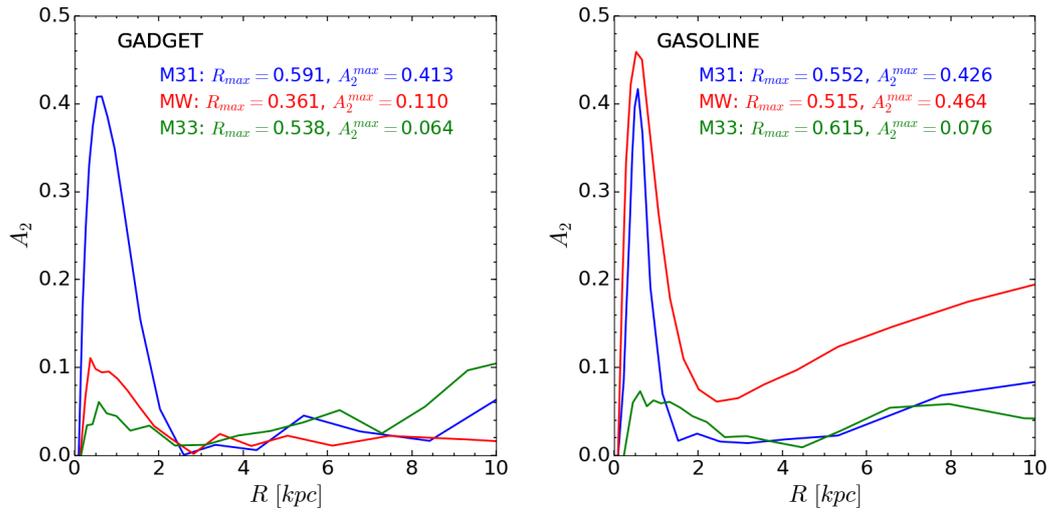


FIG. 3.10: Amplitud de Fourier normalizada de orden 2 en función del radio de la galaxia. Los colores azul, rojo y verde corresponden a las galaxias M31, MW y M33 respectivamente. Panel izquierdo: simulación GADGET, panel derecho: simulación GASOLINE.

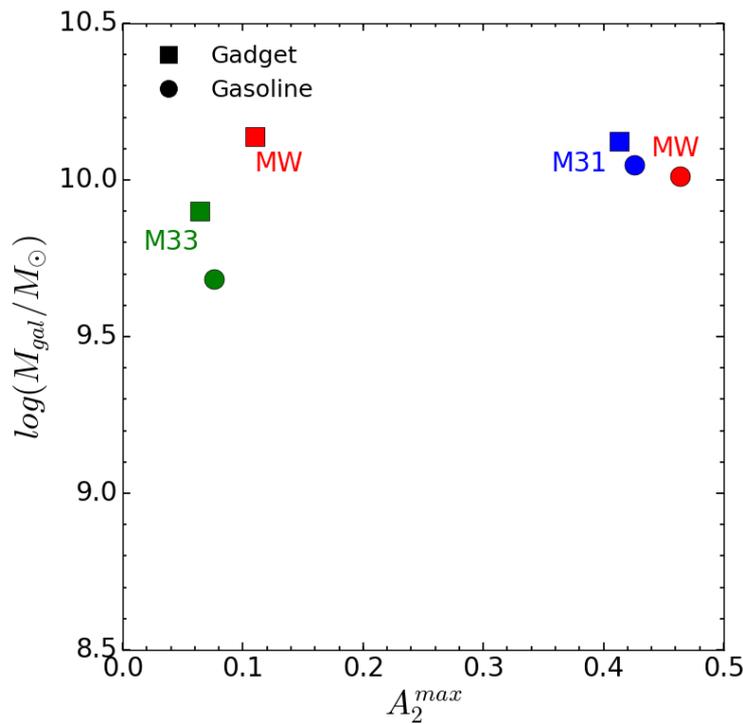


FIG. 3.11: Masa estelar de las galaxias en función del parámetro de intensidad de la barra A_2^{max} . Representamos con un círculo las galaxias correspondientes a la corrida de GASOLINE y con un cuadrado a las galaxias de GADGET. Los colores azul, rojo y verde corresponden a las galaxias M31, MW y M33 respectivamente.

Volviendo al gráfico de la Fig. 3.10, vamos a considerar que el ancho a mitad de altura de los picos correspondientes a las galaxias barradas, serán una medida de la longitud de estas barras.

3.3.2. Energía de rotación normalizada

Para poder tener una relación entre la intensidad de la barra y cuán rotante es la galaxia hacemos uso de la *energía de rotación normalizada* κ_{rot} . Este parámetro definido por Sales et al. (2012), nos dice cuál es la fracción de la energía cinética total de la galaxia es utilizada como energía cinética de rotación:

$$\kappa_{rot} = \frac{K_{rot}}{K} = \frac{1}{K} \sum \frac{1}{2} m \left(\frac{J_z}{R} \right)^2 \quad (3.7)$$

donde K es la energía cinética total y K_{rot} es la energía cinética de rotación. Para valores de $\kappa_{rot} \sim 1$ tenemos discos con movimientos perfectamente circulares. Es decir, la energía total está completamente invertida en rotación. En cambio, para $\kappa_{rot} \ll 1$ estamos en presencia de sistemas no rotantes.

En la Fig. 3.12 graficamos la intensidad de la barra en función del parámetro κ_{rot} . Nuevamente representamos a las galaxias de GASOLINE con círculos y con cuadrados a las galaxias de GADGET. Los colores de los puntos corresponden a cada una de las galaxias, azul para M31, rojo para MW y verde para M33.

Podemos agrupar a las galaxias en tres grupos según el valor de κ_{rot} . Para las galaxias disco (M33) tenemos, como esperaríamos, valores altos de κ_{rot} , puesto que estas galaxias están soportadas casi en su totalidad por el movimiento de las estrellas en el disco. En la región $0.4 < \kappa_{rot} < 0.6$ del gráfico tenemos a las galaxias M31 y la galaxia MW de GADGET, de las cuales dos contienen una barra fuerte y la otra no contiene barra. Estas tres galaxias, como observamos en los gráficos de densidad estelar (ver Fig. 3.2 y columna izquierda de Fig. 3.3), poseen un disco definido más una componente de *bulge* central más masiva que en el caso de las galaxias de M33. Por este motivo, es razonable la posición que ocupan en el gráfico de la Fig. 3.12, puesto que el *bulge* contribuye a la energía cinética total pero no a la energía de rotación, disminuyendo así, el valor de κ_{rot} .

Para el último caso, $\kappa_{rot} < 0.4$, tenemos una sola galaxia, MW de GASOLINE. Esta galaxia posee una barra fuerte, pero como vemos en el gráfico es una galaxia poco soportada por rotación. Este valor bajo en el parámetro de κ_{rot} , puede deberse tanto a su forma más bien triaxial en lugar de ser disco bien definido (ver columna derecha de la Fig. 3.3), como también a la presencia de la barra en su centro. Las barras tienden a distribuir el momento angular en la galaxia transfiriendo parte del momento angular de las estrellas al halo de materia oscura disminuyendo así su energía cinética de rotación (Sellwood (1981), Sellwood y Wilkinson (1993), Athanassoula (2003), Binney y Tremaine (2008)).

3.4. Descomposición dinámica

A fin de estudiar la dinámica de una galaxia, es necesario analizar la contribución de cada una de sus componentes. Como se habló en el primer capítulo, las galaxias

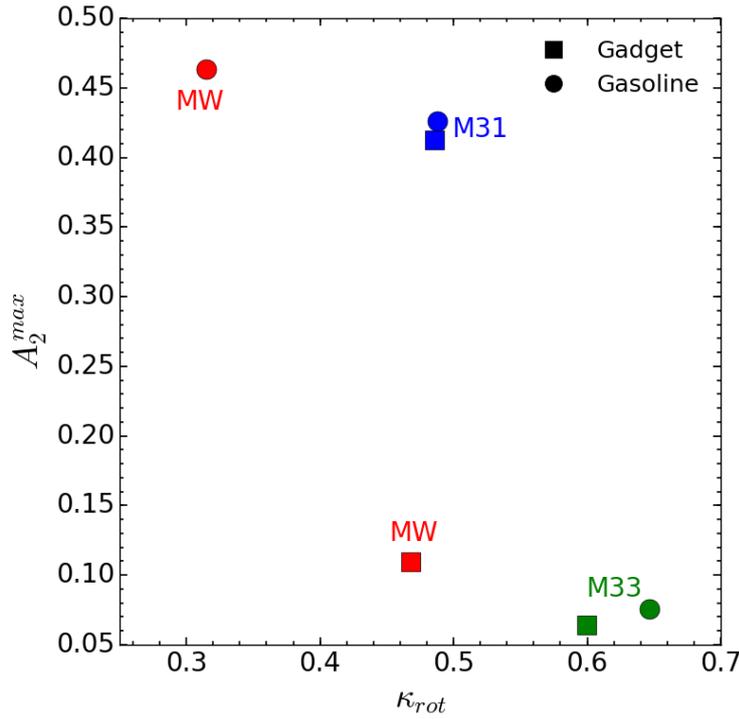


FIG. 3.12: Parámetro de intensidad de la barra A_2^{max} función de la energía de rotación normalizada κ_{rot} . Representamos con un círculo las galaxias correspondientes a la corrida de GASOLINE y con un cuadrado a las galaxias de GADGET. Los colores azul, rojo y verde corresponden a las galaxias M31, MW y M33 respectivamente.

constan de la suma de varias componentes estelares tales como un disco, un *bulge*, un halo estelar y un halo de materia oscura principalmente. Para poder entender como se mueven las estrellas dentro del potencial de la galaxia, es necesario conocer los potenciales independientes de sus componentes. Con el objetivo de separar estas componentes, recurrimos a la descomposición dinámica.

Siguiendo la metodología propuesta por Abadi et al. (2003), si consideramos una partícula moviéndose en un potencial central axisimétrico, encontramos que su trayectoria está determinada por dos integrales de movimiento: la energía y el momento angular. Definimos la energía por unidad de masa y el momento angular específico en la dirección Z respectivamente como:

$$E = K + \Phi = \frac{1}{2} (v_R^2 + v_\phi^2 + v_z^2) + \Phi \quad (3.8)$$

$$J_z = Rv_\phi \quad (3.9)$$

donde v_R , v_ϕ y v_z son las componentes de las velocidades en coordenadas cilíndricas (R, ϕ, z) , K es la energía cinética total del sistema y Φ su correspondiente energía potencial.

Estas integrales de movimiento, por definición, son cantidades invariantes en el tiempo. Por lo tanto cada valor de E y J_z es único de cada partícula.

Si además consideramos que para una partícula ligada tenemos que $E < 0$ y

$J_z^2 \geq 0$, utilizando el teorema del virial³ y combinando las ecuaciones 3.8 y 3.9, obtenemos la siguiente igualdad:

$$E = -\frac{1}{2} \left(v_R^2 + \frac{J_z^2}{R^2} + v_z^2 \right) = \frac{\Phi}{2} \quad (3.10)$$

Teniendo en cuenta que $v_R^2 \geq 0$ y $v_z^2 \geq 0$, encontramos un límite superior para el módulo del momento angular específico:

$$|J_z| \leq \sqrt{-2ER^2} \quad (3.11)$$

Asimismo, recordemos que el momento angular es máximo para órbitas perfectamente circulares. Por este motivo, a este límite le llamamos $J_{cir}(E)$. Si reescribimos la ecuación 3.11, vemos que la desigualdad se convierte en:

$$-J_{cir}(E) \leq J_z \leq J_{cir}(E) \quad (3.12)$$

Por lo tanto, distinguimos tres casos particulares:

- $J_z = -J_{cir}(E)$, para el caso de partículas en órbitas contra-rotantes perfectamente circulares.
- $J_z = J_{cir}(E)$, partículas moviéndose en órbitas perfectamente circulares co-rotantes.
- $J_z = 0$, partículas moviéndose en la dirección radial.

En los paneles superiores de las Fig. 3.13, 3.14 y 3.15 graficamos el momento angular específico J_z en función de la energía total E para M31, MW y M33 respectivamente. En color magenta graficamos la envolvente del momento angular, es decir, las partículas que se mueven en órbitas perfectamente circulares cuyo momento angular es igual a J_{cir} . Mientras más partículas tenemos cerca de la envolvente, mejor definido tendremos el disco de la galaxia, pues estas seguirán la dinámica del disco.

Para el caso de M31 (Fig. 3.13), la galaxia de GADGET tiene un disco más definido que en el caso de GASOLINE. Además vemos que en el panel derecho (GASOLINE) la galaxia presenta una componente central (bajo momento angular) más dominante que en el caso del panel izquierdo.

Para la MW (Fig. 3.14), al igual que en el caso anterior, la galaxia de GADGET tiene más partículas con órbitas circulares que en el caso de GASOLINE. Como se observa en los gráficos de densidad estelar (Fig. 3.3), la galaxia de GASOLINE presenta una forma triaxial, lo que explica que la mayoría de las partículas de la galaxia presenten momento angular cercano a cero, puesto que la dinámica de esta galaxia está más bien soportada por dispersión de velocidades y no por su rotación.

Para la galaxia M33 (Fig. 3.15), vemos en ambos casos discos bien definidos.

³Teorema del virial: $2K + \Phi = 0$

A priori se puede hacer un análisis de la estructura de la galaxia a partir del gráfico del momento angular específico en función de la energía, pero si lo que se busca es distinguir los límites de las diferentes componentes, esto se vuelve una tarea difícil. Es por esto que en la práctica se suele recurrir a un parámetro adimensional que nos da una medida del soporte rotacional que posee una partícula. A este parámetro lo denominamos circularidad ϵ_J y está definido como el momento angular específico en la dirección z normalizado en el momento angular correspondiente a una órbita perfectamente circular que contenga la misma energía:

$$\epsilon_J(E) = \frac{J_z}{J_{circ}(E)} \quad (3.13)$$

Como se mencionó anteriormente el momento angular depende de la excentricidad de la órbita, por lo tanto el parámetro ϵ_J es considerado como una medida de esta excentricidad. Para $\epsilon_J = 1$ y $\epsilon_J = -1$ tenemos órbitas perfectamente circulares co y contra-rotantes respectivamente, mientras que si $\epsilon_J = 0$ tendremos velocidad de rotación nula respecto del eje z .

En los paneles centrales de las Fig. 3.13, 3.14 y 3.15 tenemos el parámetro de circularidad ϵ_J en función de la energía E y en los paneles inferiores presentamos el histograma de circularidades.

Para M31 (Fig. 3.13), vemos que en el gráfico de circularidad en función de la energía se aprecian tres regiones bien definidas. En primer lugar tenemos las partículas con circularidades cercanas a 1, lo que nos indica que esas partículas pertenecen al disco. Luego contamos con un grupo de estrellas que tienen circularidades alrededor de cero y que están poco ligadas, estas estrellas podrían formar parte de un halo estelar. Y para las partículas muy ligadas y con circularidades cercanas a cero tenemos las estrellas de la región central de la galaxia. Si consideramos que la región central de la galaxia es simétrica en las circularidades, en los histogramas vemos la línea de a trazos azul que es simplemente la función espejada de $\epsilon_J < 0$ para valores positivos de este parámetro. Entonces, analizando el histograma consideramos que las partículas con circularidades cercanas a 1 son parte del disco de la galaxia, la región simétrica alrededor de $\epsilon_J = 0$ es la región del *bulge*, mientras que la componente adicional que da esa forma al histograma, lo consideraremos como la contribución de la barra.

Para MW (Fig. 3.14), vemos que en el panel izquierdo (GADGET) tenemos varias partículas con circularidades cercanas a uno, que se corresponde con la pequeña estructura de disco que veíamos en los gráficos de densidad estelar (Fig. 3.3). Las demás partículas se distribuyen casi homogéneamente en el resto del gráfico. Si ahora observamos su correspondiente histograma y tenemos en cuenta un *bulge*

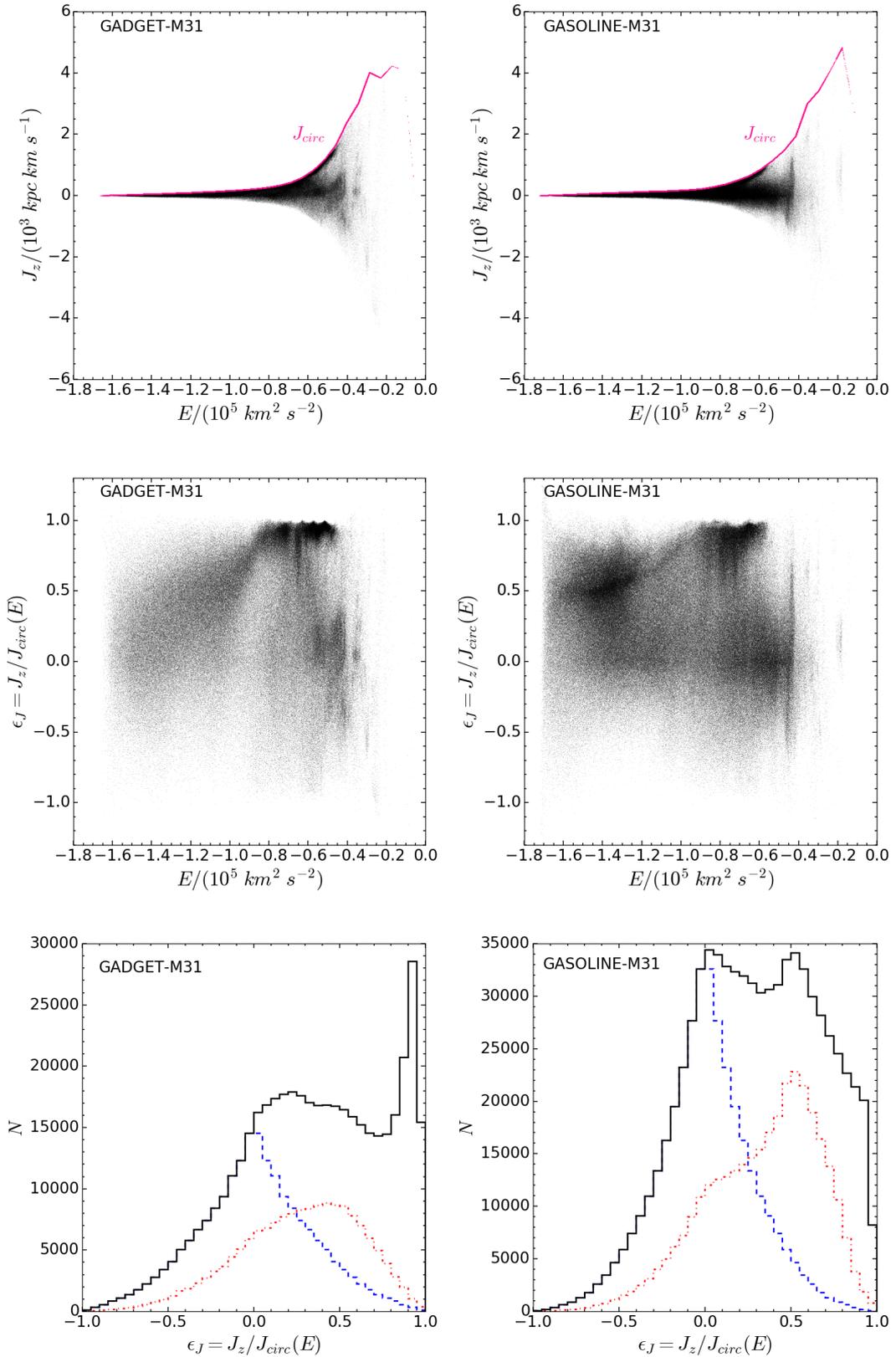


FIG. 3.13: Panel superior: Momento angular específico J_z en función de la energía total por unidad de masa E . La línea en magenta representa el límite superior del momento angular: J_{circ} . Panel central: Circularidad ϵ_J en función de la energía total por unidad de masa E . Panel inferior: Distribución de circularidades. La línea de trazos azul representa la contribución de la componente *bulge* bajo la suposición de que esta componente es simétrica en circularidades. La línea punteada roja corresponde a la contribución de las partículas en la región de la barra (la selección se muestra más adelante en esta sección). La columna derecha corresponde a la simulación de GASOLINE y la izquierda a la simulación de GADGET.

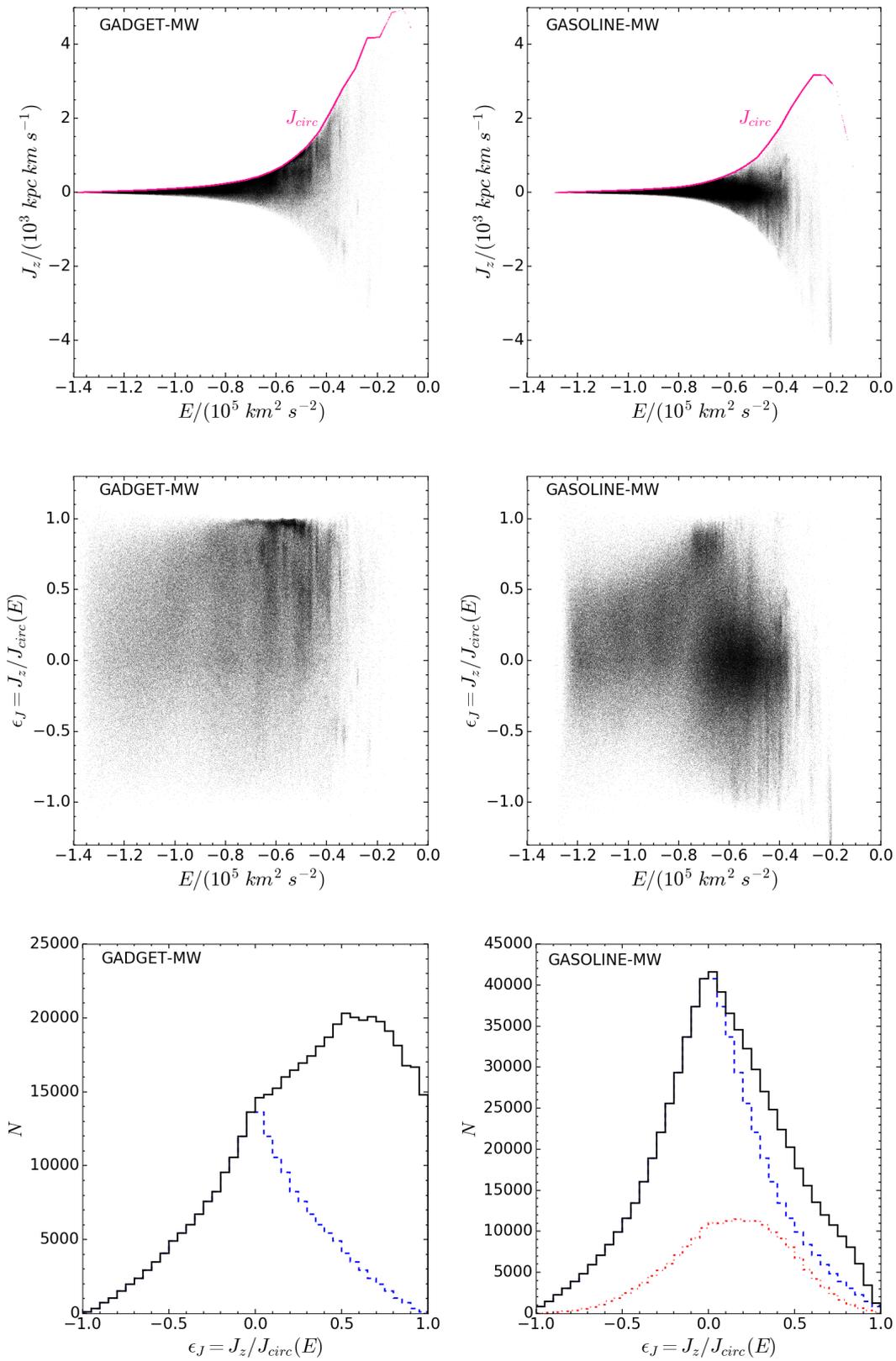


FIG. 3.14: Gráfico equivalente a la Fig. 3.13 pero para la Vía Láctea (MW).

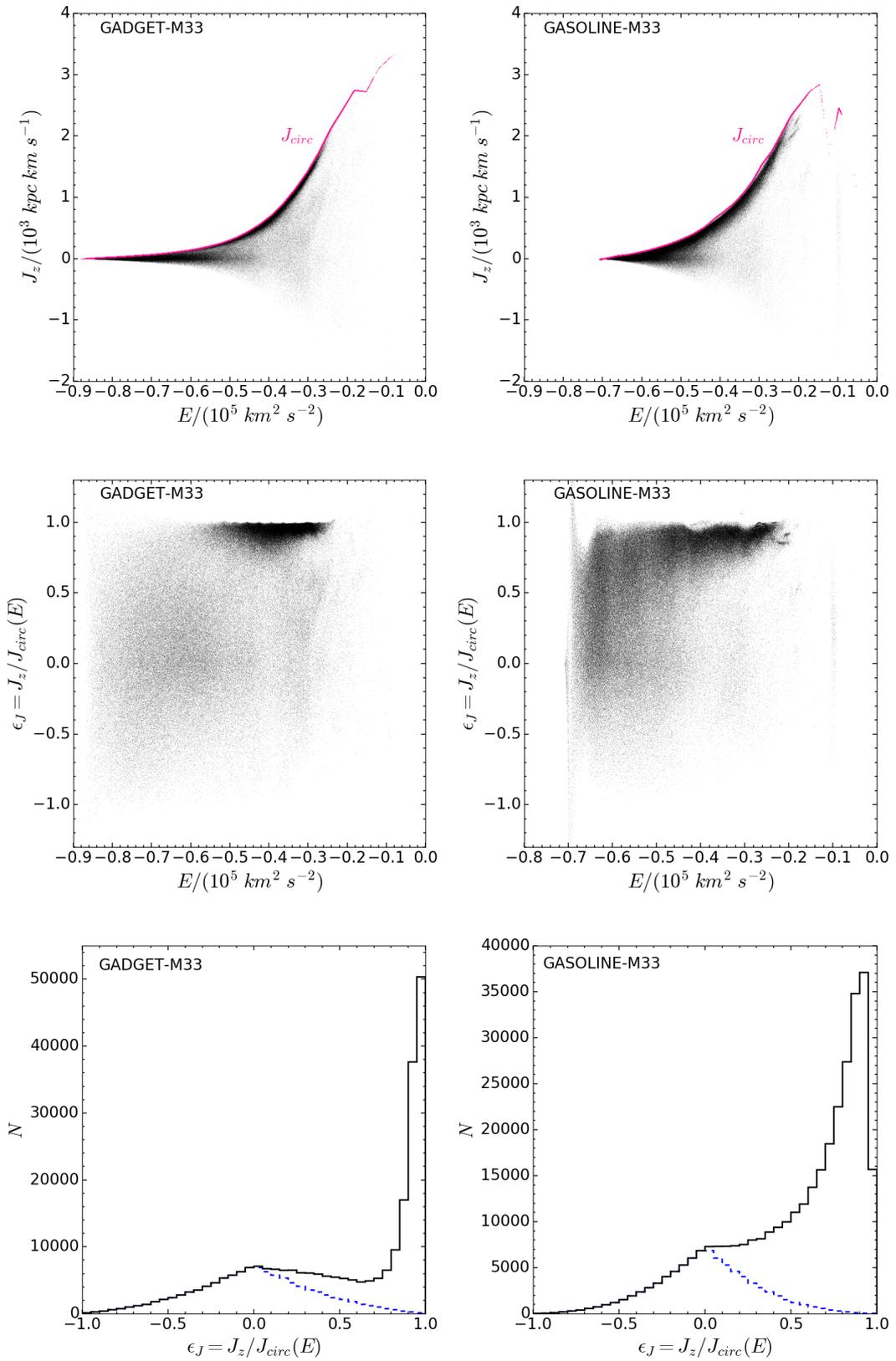


FIG. 3.15: Gráfico equivalente a la Fig. 3.13 pero para la galaxia del Triángulo (M33).

simétrico como el caso anterior, además de las partículas del disco ($\epsilon_J \sim 1$), vemos que tenemos una región prominente de circularidades ~ 0.5 , la cual podría tratarse de una componente de disco grueso.

En el caso de la simulación de GASOLINE el gráfico de circularidades en función de la energía pareciera tener tres regiones separadas, como observábamos para M31. Analizando su histograma, vemos que las circularidades están distribuidas casi simétricamente alrededor de $\epsilon_J = 0$. La componente adicional a la derecha del histograma simétrico, se lo atribuimos a la presencia de la barra en el centro de la galaxia.

Para M33 (Fig. 3.15), como se analizó anteriormente, en ambas simulaciones la galaxia presenta discos bien definidos con estrellas moviéndose en órbitas circulares. Las regiones de circularidades ~ 1 , definen la zona del disco mientras que las demás partículas que se distribuyen casi homogéneamente en circularidades y energías corresponden a las componentes del *bulge* (partículas más ligadas) y al halo estelar (partículas menos ligadas). En los histogramas se observa bien definido un pico para circularidades cercanas a 1 y la distribución simétrica en $\epsilon_J = 0$ (como se propuso anteriormente) en la zona del *bulge*. Las partículas intermedias entre estas dos estructuras son partículas en el disco que se mueven en órbitas más excéntricas, esto se explica con el hecho de que los discos no son estructuras infinitamente delgadas, sino que poseen cierta distribución a lo largo del eje z .

3.4.1. Barras

En esta subsección analizamos en más detalle las propiedades de las barras presentadas en la subsección anterior. Estudiaremos las propiedades de circularidad y energía de las partículas estelares de la barra.

En la Fig. 3.16 presentamos los gráficos de densidad en un cubo de 10 kpc de lado centrado en las galaxias barradas. Mostramos en el panel izquierdo a M31, la galaxia barrada de la simulación de GADGET y en los paneles derechos a las dos galaxias barradas de la simulación de GASOLINE; M31 en el panel superior y MW en el panel inferior.

Seleccionamos la región de la barra con elipsoides triaxiales. Para el panel superior izquierdo y el inferior derecho usamos un elipsoide con semiejes $a = 1.5 \text{ kpc}$, $b = 0.75 \text{ kpc}$ y $c = 0.5 \text{ kpc}$. En el panel superior derecho se tomaron los valores $a = 1 \text{ kpc}$, $b = 0.5 \text{ kpc}$ y $c = 0.5 \text{ kpc}$. Para la selección de los valores de los semiejes se tuvieron en cuenta los valores obtenidos para la longitud de la barra (Fig. 3.10).

En la Fig. 3.17 presentamos los gráficos de circularidad en función de la energía para las tres galaxias barradas donde se seleccionaron (color rojo) las partículas, que según el criterio de estar encerradas dentro del elipsoide triaxial, pertenecen a la barra. En el panel superior izquierdo se muestra la galaxia M31 correspondiente a la simulación de GADGET, mientras que en los paneles superior e inferior derechos se muestra a M31 y MW de GASOLINE respectivamente.

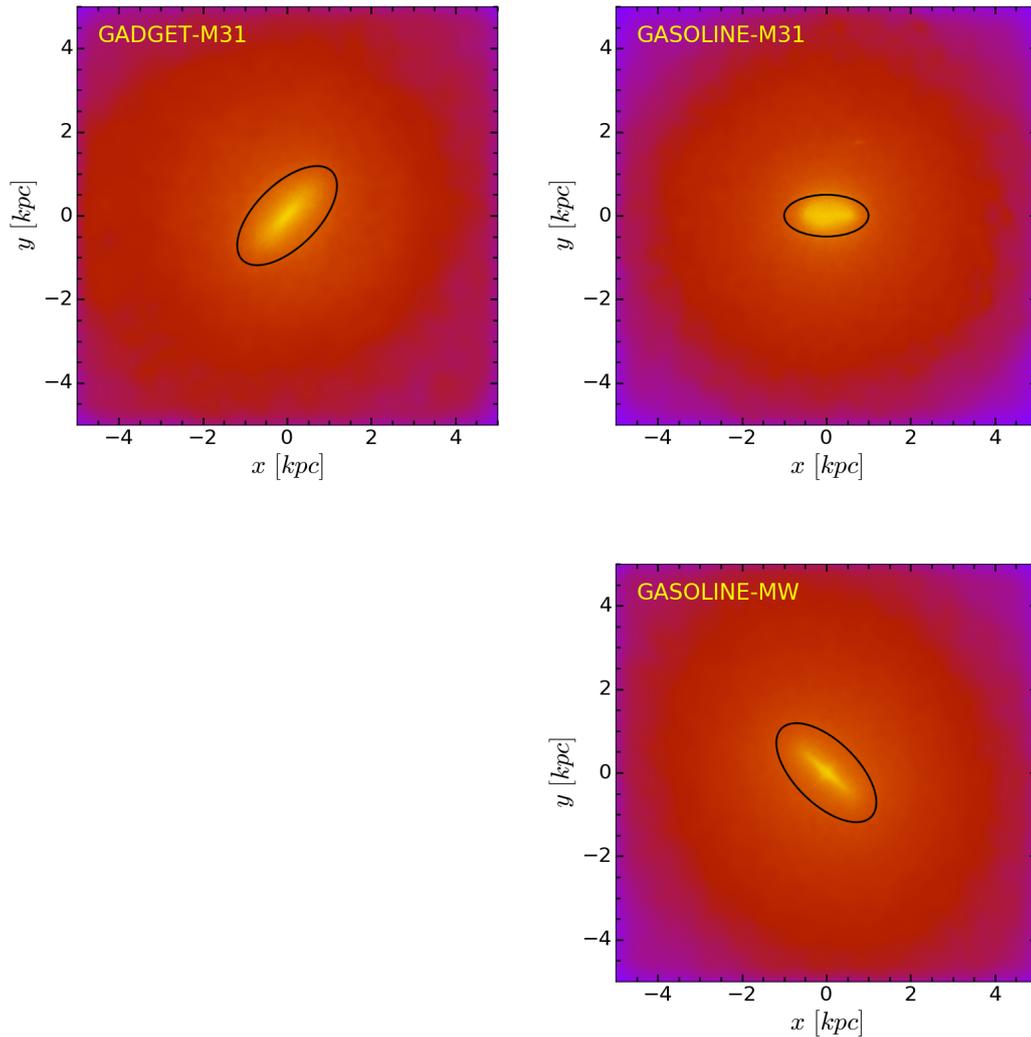


FIG. 3.16: Densidad estelar de las galaxias en una caja de 10 kpc de lado. En color negro se muestra el elipsoide que encierra a cada una de las barras en las galaxias.

Como podemos ver, las regiones coloreadas de rojo corresponden a zonas de energías más negativas, es decir, zonas centrales de las galaxias y tienen circularidades que se distribuyen medianamente más concentrados hacia valores positivos de circularidades, lo cual está de acuerdo con lo que hemos analizado anteriormente. La contribución de las partículas en las barras las hemos graficado en líneas punteadas rojas en los paneles inferiores de distribución de circularidades de las Fig. 3.13 y 3.14.

3.5. Evolución

En esta sección analizamos la evolución de los parámetros de las galaxias a fin de comprender su historia de formación.

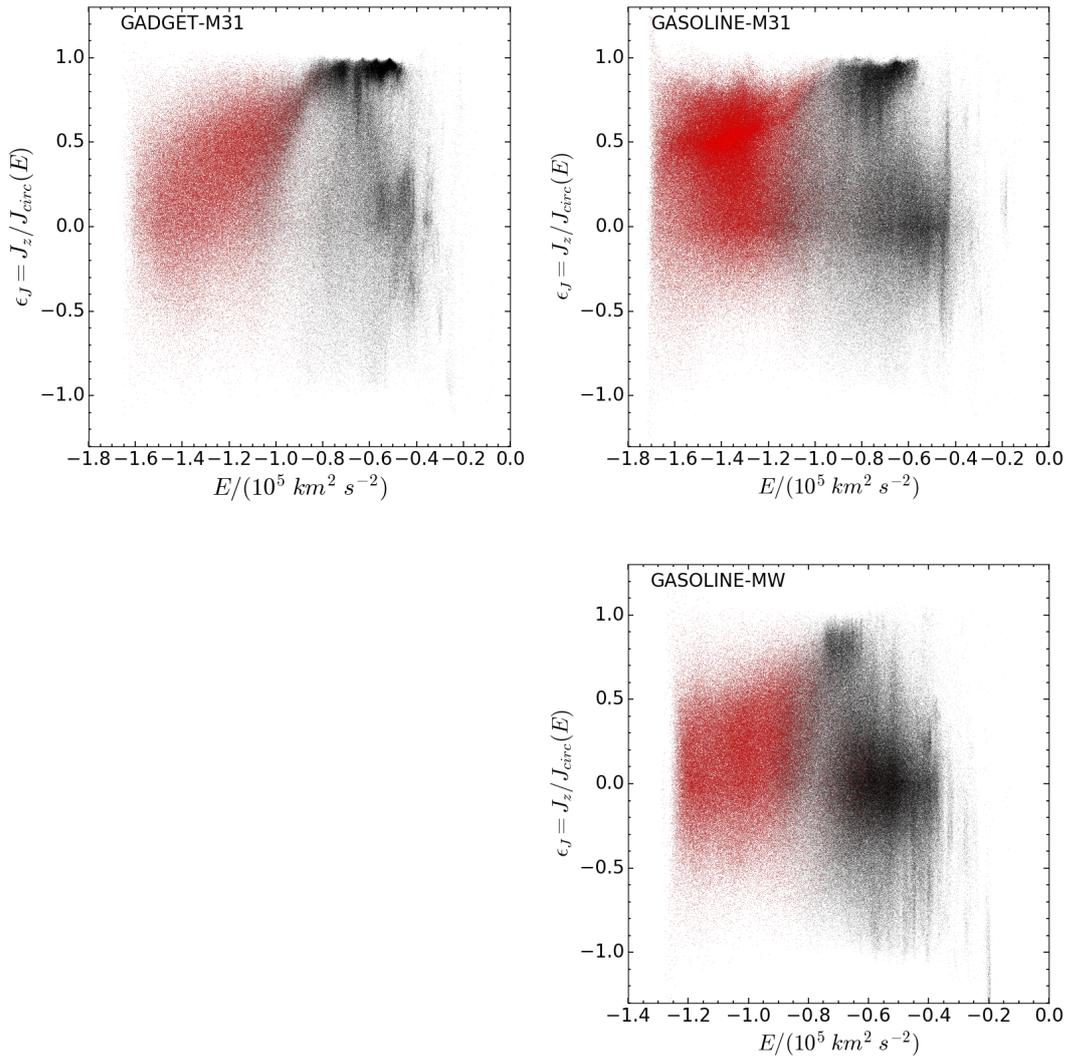


FIG. 3.17: Gráficos de circularidades en función de la energía total por unidad de masa para las galaxias barradas. En color rojo, observamos las partículas pertenecientes a la región de la barra seleccionada en los gráficos anteriores. En los paneles superiores tenemos a M31 y el panel inferior a MW. La columna izquierda corresponde a la simulación GADGET, mientras que la derecha a la simulación de GASOLINE.

En la Fig. 3.18 presentamos la masa de las distintas componentes de la galaxia en función del tiempo. La curva sólida gruesa representa la masa virial y la curva punteada la masa de materia oscura, ambas contenidas en el radio virial. La curva de trazos y la curva sólida fina corresponden a la masa de estrellas y gas respectivamente contenidas en el radio de la galaxia⁴. Los diferentes colores se relacionan con cada una de las galaxias, refiriéndonos con el color azul a M31, color rojo a MW y verde para M33. En el panel izquierdo tenemos las galaxias correspondiente a la simulación de GADGET y en el derecho a las galaxias de GASOLINE.

A simple vista se puede observar que las galaxias de GASOLINE presentan una

⁴ $r_{\text{gal}} = 0.15r_{200}$

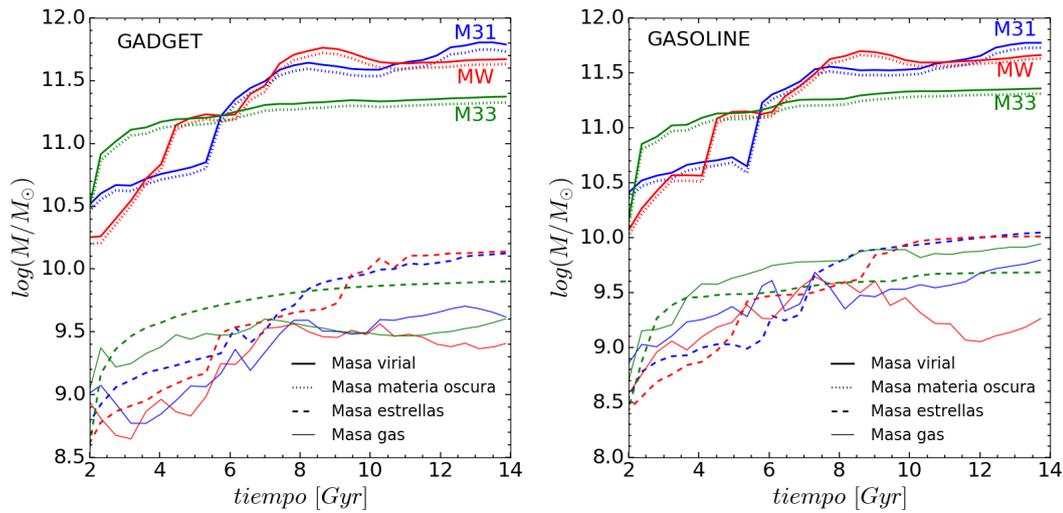


FIG. 3.18: Masas de las galaxias en función del tiempo. Los colores azul, rojo y verde corresponden a las galaxias M31, MW y M33 respectivamente. La curva sólida gruesa representa la masa virial, la curva punteada corresponde a la evolución de la masa de materia oscura, la curva de a trazos representa la masa de estrellas, mientras que la curva sólida fina corresponde a la masa de gas. En el panel derecho observamos las galaxias de la simulación GASOLINE y en el izquierdo las galaxias de GADGET.

historia de formación mucho más turbulenta que las galaxias de GADGET. Si comparamos la galaxia M33 con sus respectivas compañeras, vemos que esta galaxia tiene una evolución más tranquila que las otras dos galaxias, lo que explicaría el por qué de su disco bien definido.

En la Fig. 3.19 vemos la evolución de los parámetros κ_{rot} (panel superior) y A_2^{max} (panel inferior) para ambas simulaciones (GADGET a la izquierda y GASOLINE a la derecha). Al igual que para las masas podemos ver que la evolución de estos parámetros tiene mayor dispersión en las simulaciones de GASOLINE.

Podemos observar nuevamente que la evolución de M33 en ambas simulaciones es más tranquila que la de sus compañeras. El parámetro κ_{rot} para esta galaxia se mantiene siempre creciente a partir de ~ 6 Gyr y por encima de los valores de las otras galaxias para ambas simulaciones. En el caso de GADGET para M33, a medida que aumenta la energía cinética de rotación de la galaxia, disminuye el valor del parámetro A_2^{max} . En cambio para GASOLINE esta galaxia presenta eventos de fusión que varían estos parámetros a lo largo del tiempo.

Para la galaxia M31 de GADGET, vemos que tanto en la Fig. 3.18 como en la Fig. 3.19, las curvas presentan un pequeño salto en ~ 6 Gyr, a partir del cual tanto el κ_{rot} como A_2^{max} comienzan a crecer con una pendiente más pronunciada. Analizando los gráficos de densidad de esta galaxia para los distintos tiempos (ver Fig. 3.20) vemos que entre 6 y 8 Gyr ocurren numerosos eventos de fusión que perturban fuertemente al disco de la galaxia y dan origen a la estructura barrada que encontramos en el centro.

Para la simulación de GASOLINE, M31 también presenta un salto debido a una

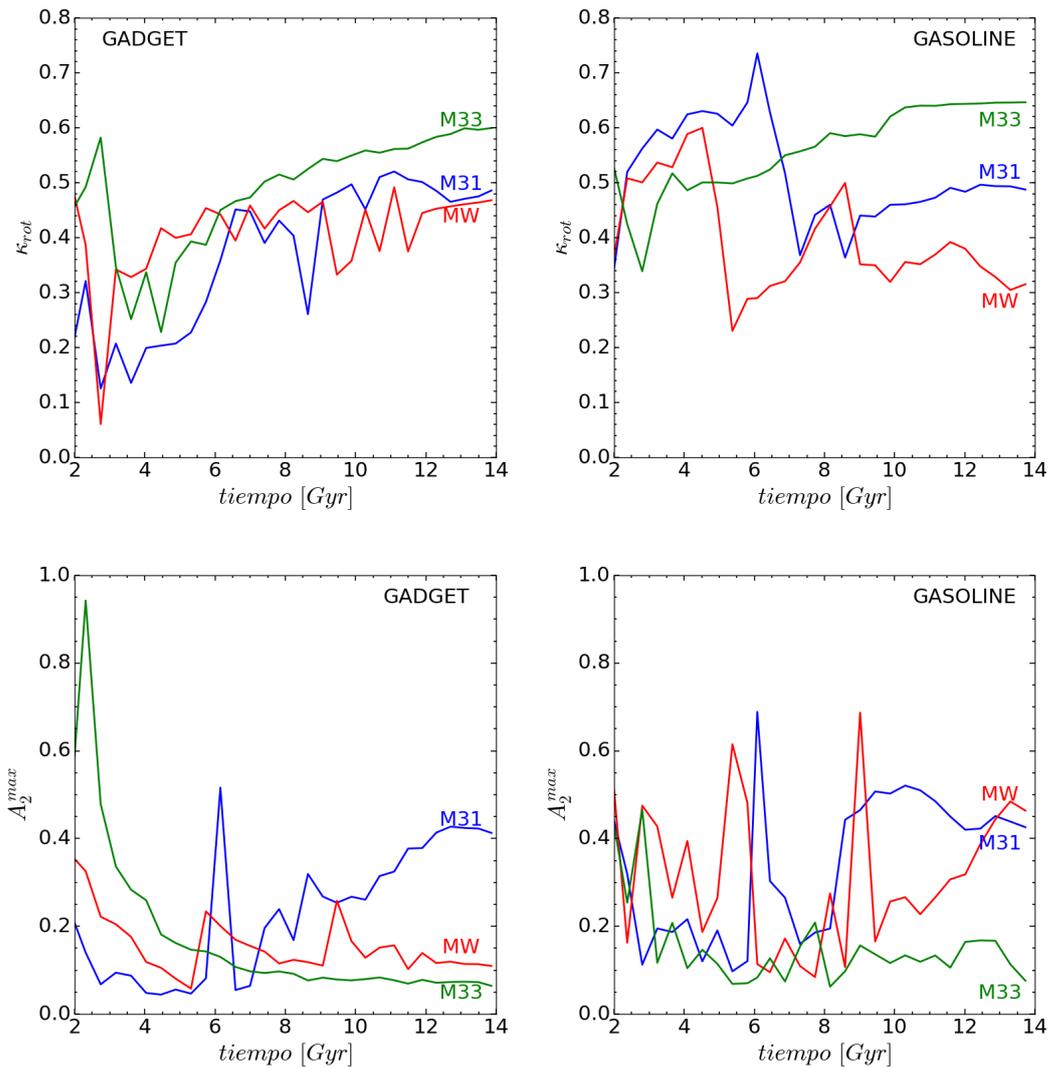


FIG. 3.19: Paneles superiores: Parámetro κ_{rot} en función del tiempo. Paneles inferiores: Evolución del parámetro A_2^{max} . Los colores azul, rojo y verde corresponden a las galaxias M31, MW y M33 respectivamente. En el panel derecho observamos las galaxias de la simulación GASOLINE y en el izquierdo las galaxias de GADGET.

fusión en ~ 6 Gyr en los gráficos de masa, el cual se observa con un pico en los gráficos de κ_{rot} y A_2^{max} . A partir de ese tiempo el parámetro κ_{rot} comienza a disminuir y el parámetro A_2^{max} a aumentar. En la Fig. 3.21 la evolución de esta galaxia entre ~ 6 y ~ 8.5 Gyr. En estos gráficos observamos los numerosos eventos de fusión a partir de los cuales se forma la estructura barrada en el interior de la misma.

A diferencia de las dos galaxias anteriores la barra en MW de GASOLINE pareciera no haberse formado a causa de eventos de fusión sino más bien por la evolución secular del disco. En la Fig. 3.22 mostramos la evolución de esta galaxia desde ~ 6.5 Gyr hasta 11 Gyr. Esta galaxia presenta eventos de fusión importantes hasta casi 9 Gyr, pero luego de ese tiempo, los eventos son menos frecuentes. Como vemos en la columna derecha de la Fig. 3.19, a partir de ~ 10 Gyr el parámetro A_2^{max} comienza a crecer y el κ_{rot} a disminuir, esto lo podemos asociar a que en este tiempo

se forma la barra en la galaxia, la cual transfiere parte del momento angular de las estrellas al halo de materia oscura, disminuyendo así su energía cinética de rotación.

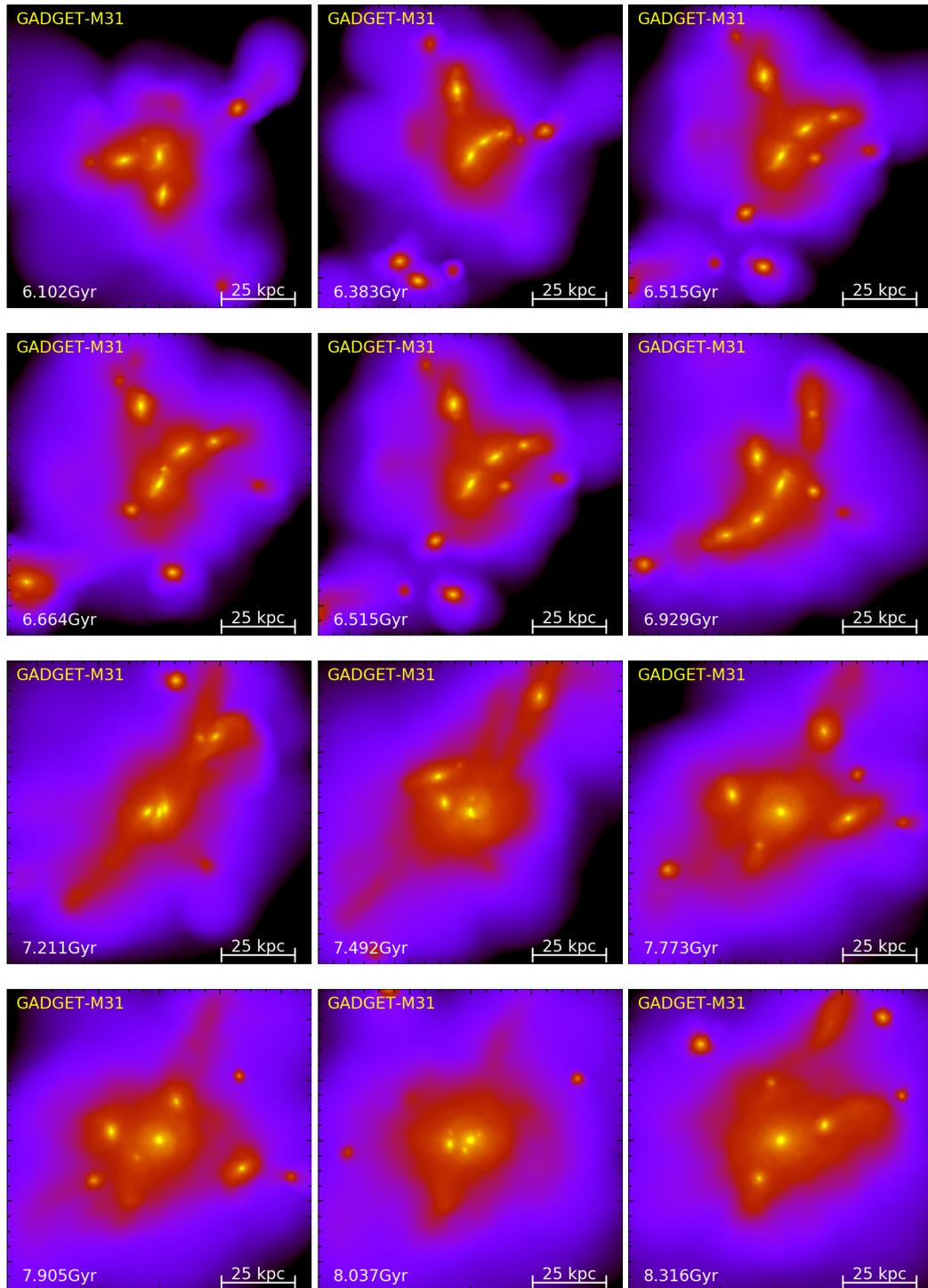


FIG. 3.20: Evolución de la galaxia M31 de la simulación de GADGET. Se observan los eventos de fusión entre 6 y 8 Gyr que dieron origen a la barra. Los gráficos de densidad estelar están construidos en una caja de 100 kpc de lado y orientados en el plano $X - Y$ de la galaxia en $z = 0$.

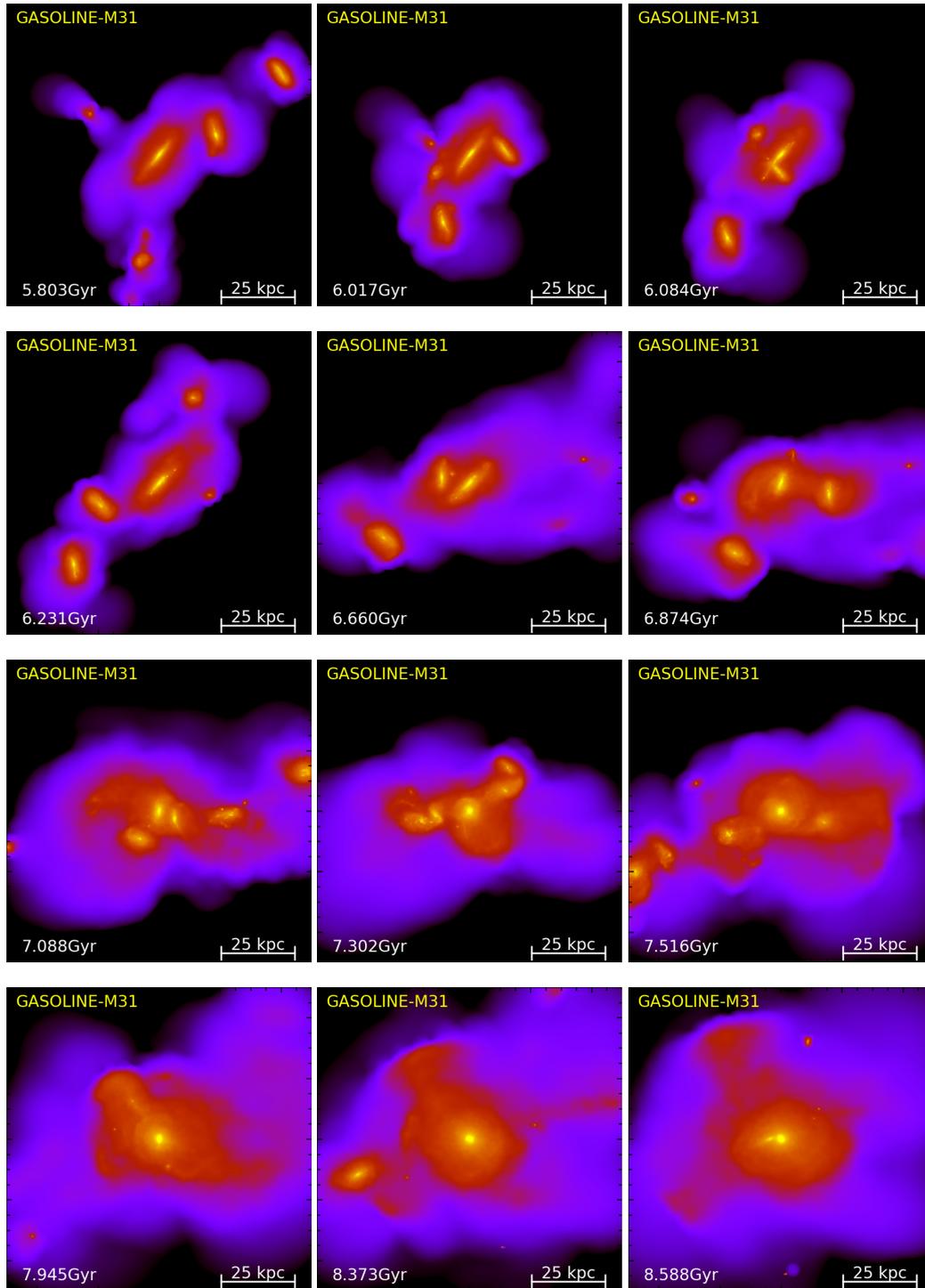


FIG. 3.21: Evolución de la galaxia M31 de la simulación de GASOLINE entre ~ 6 Gyr y ~ 8.5 Gyr. Los gráficos de densidad estelar están contruidos en una caja de 100 kpc de lado y orientados en el plano $X - Y$ de la galaxia en $z = 0$.

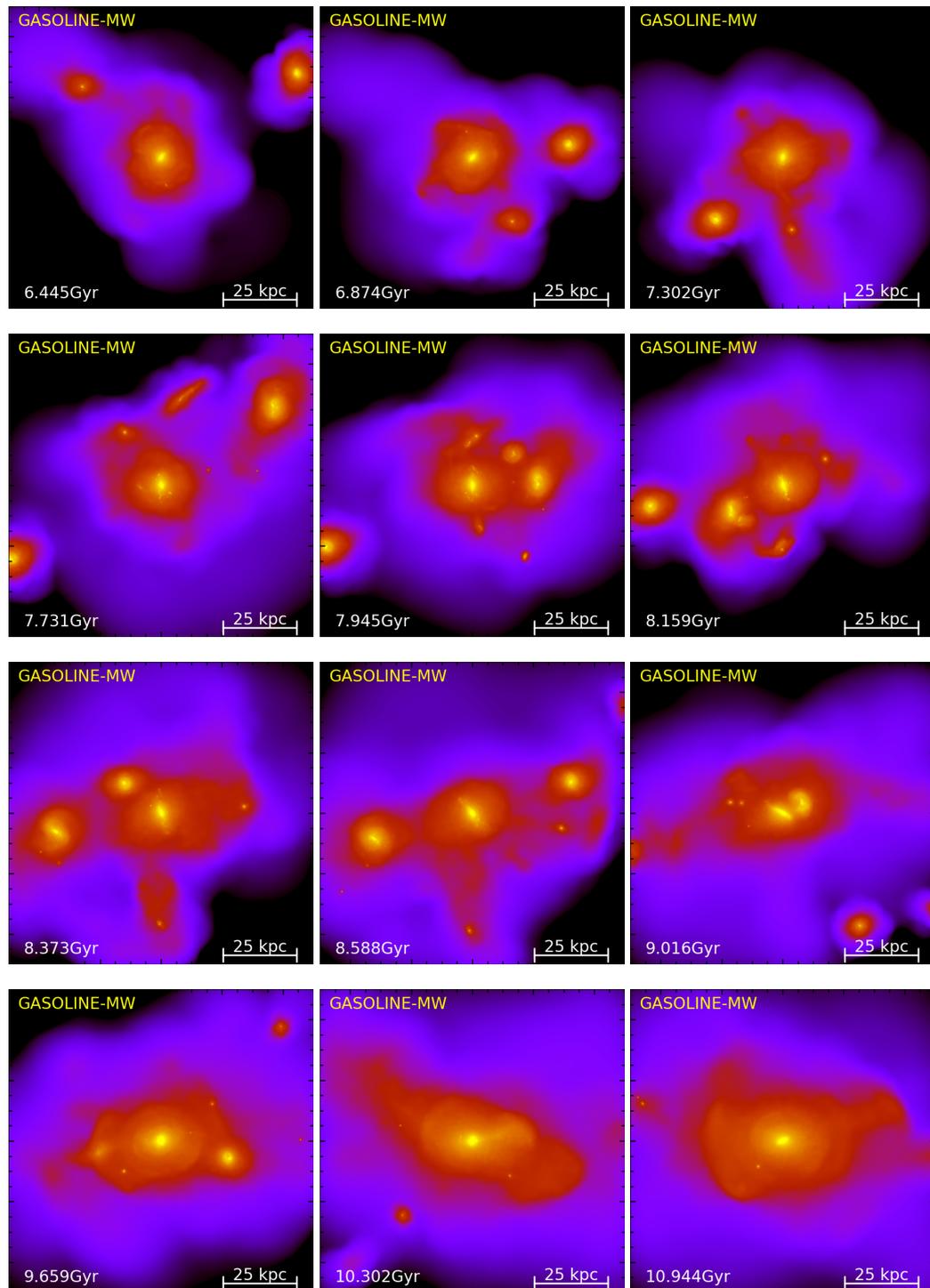


FIG. 3.22: Evolución de la galaxia MW de la simulación de GASOLINE entre ~ 6.5 Gyr y ~ 11 Gyr. Los gráficos de densidad estelar están construidos en una caja de 100 kpc de lado y orientados en el plano $X - Y$ de la galaxia en $z = 0$.

Capítulo 4

Síntesis y conclusiones

En este trabajo hemos analizado dos simulaciones pertenecientes al proyecto CLUES (Constrained Local UniversE Simulations), las cuales tienen como objetivo imitar de la mejor manera posible nuestro Grupo Local y sus vecinos más cercanos. Para cumplir este cometido, las simulaciones utilizan restricciones observacionales de nuestro vecindario galáctico para construir sus condiciones iniciales.

Estas simulaciones se evolucionan en un modelo de Λ CDM utilizando los parámetros cosmológicos de WMAP3 (Tabla 2.1). Se evolucionan las partículas de materia oscura en baja resolución dentro de un cubo de $64h^{-1}$ Mpc de lado hasta obtener un candidato del Grupo Local. Una vez encontrado se resimula una región de $2h^{-1}$ Mpc de radio alrededor del Grupo Local en alta resolución y agregando partículas de gas.

Nosotros hemos trabajado con dos de estas simulaciones en alta resolución, una de las cuales fue realizada con el código GADGET (Springel, 2005) y la otra con el código GASOLINE (Wadsley, Stadel y Quinn, 2004). Ambas simulaciones fueron corridas con las mismas condiciones iniciales pero utilizando distinta física. A lo largo del trabajo nos hemos ocupado en analizar las diferencias y semejanzas de las galaxias espirales correspondientes a los miembros principales del Grupo Local.

Hemos encontrado que para grandes escalas las restricciones observacionales en las condiciones iniciales hacen que la configuración de las galaxias en ambas simulaciones sea similar. Incluso las distancias relativas de las galaxias son del mismo orden, con diferencia de sólo unas decenas de kiloparsecs en ambos casos. Estos datos fueron comparados con las distancias observacionales que se tienen de las galaxias del Grupo Local (Tabla 3.1). Si bien las distancias observacionales son considerablemente menores que las simuladas, se sigue manteniendo que la distancia entre MW y M33 es la mayor y la distancia entre M31 y M33 es la menor. Pero cuando nos vamos a escalas más pequeñas hallamos notorias diferencias entre las galaxias.

Observando los gráficos de densidad estelar encontramos que para las galaxias simuladas con el código GASOLINE, éstas tienden a poseer una estructura vertical más pronunciada que las galaxias simuladas con el código GADGET, llegando al extremo que para el caso de la Vía Láctea simulada con GASOLINE, nos encontramos con una galaxia triaxial, en lugar de una espiral como se esperaría.

En cuanto a las masas de las galaxias, con la simulación GADGET obtenemos galaxias más masivas que en el caso de GASOLINE, aunque para ninguna de las dos simulaciones coinciden con las masas obtenidas observacionalmente para los miembros principales del Grupo Local. Asimismo debido a que las masas de las galaxias de Andrómeda y la Vía Láctea son pequeñas comparadas con las observacionales, sus velocidades circulares también lo son, siendo casi un 50 % menor que el valor estimado observacionalmente. En cambio para la galaxia del Triángulo si bien las masas simuladas son casi un 2 % más masiva que la galaxia del Grupo Local, sus velocidades de rotación son ligeramente similares.

En similitud al Grupo Local nos encontramos con la presencia de barras entre las galaxias. Para las simulaciones de GADGET, vemos que la galaxia de Andrómeda contiene una barra en el centro del disco. Para la simulación de GASOLINE por el contrario, se pueden identificar dos barras en las galaxias de Andrómeda y la Vía Láctea respectivamente. De acuerdo a los análisis realizados sobre las barras, nos encontramos con que éstas son galaxias fuertemente barradas las cuales tienen longitudes de no más de ~ 2 kpc de radio.

Estudiando la evolución de estas galaxias encontramos que las galaxias de la simulación de GASOLINE presentan una vida más turbulenta que las galaxias de GADGET. Estos mismos eventos de fusión dan origen a dos de las barras que encontramos en las simulaciones. Para M31, en ambas simulaciones, la barra pareciera haberse formado por los eventos de fusión entre 6 y 8 Gyr. A diferencia de estas dos galaxias, la galaxia barrada restante (MW de GASOLINE), no formó su barra debido a fuertes eventos de fusión sino que pareciera formarse por la evolución secular misma de la galaxia, lo cual se ve reflejado también en una pérdida de momento angular que es transferido al halo de materia oscura.

En conclusión podemos destacar que algunas de las propiedades de las galaxias, tales como la distribución espacial, masas y velocidades circulares, varían poco ante la implementación de diferentes códigos y física. Por otro lado, la distribución espacial de gas, estrellas y materia oscura, como así también su morfología y componentes estelares son características altamente sensibles a estas variaciones que, como hemos visto, conducen a una misma galaxia por historias de formación diferentes. Tanto así que para una misma galaxia, su historia de formación puede determinar la presencia o no de una componente estelar e incluso una misma componente estelar puede tener mecanismos de formación diferentes.

Como perspectiva futura de este trabajo, sería interesante estudiar la dinámica de las partículas de la barra, para ver donde se formaron y poder analizar exactamente en que tiempo nace la barra en la galaxia. También estudiar la velocidad de rotación de la barra y cuanta de esta energía es transferida a las partículas de materia oscura del halo.

Referencias

- Abadi, M. G. et al. (2003). «Simulations of Galaxy Formation in a Λ Cold Dark Matter Universe. II. The Fine Structure of Simulated Galactic Disks». En: *ApJ* 597, págs. 21-34. DOI: [10.1086/378316](https://doi.org/10.1086/378316). eprint: [astro-ph/0212282](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0212282).
- Algorry, D. G (2016). «Formación de galaxias barradas en simulaciones numéricas cosmológicas». En: *Tesis Doctoral, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina*. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2012.21013.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21013.x).
- Athanassoula, E. (2003). «What determines the strength and the slowdown rate of bars?» En: *MNRAS* 341, págs. 1179-1198. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06473.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06473.x). eprint: [astro-ph/0302519](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0302519).
- (2008). «Disc instabilities and semi-analytic modelling of galaxy formation». En: *MNRAS* 390, págs. L69-L72. DOI: [10.1111/j.1745-3933.2008.00541.x](https://doi.org/10.1111/j.1745-3933.2008.00541.x). arXiv: [0808.0016](https://arxiv.org/abs/0808.0016).
- (2012). «Towards understanding the dynamics of the bar/bulge region in our Galaxy». En: *European Physical Journal Web of Conferences*. Vol. 19. European Physical Journal Web of Conferences, pág. 06004. DOI: [10.1051/epjconf/20121906004](https://doi.org/10.1051/epjconf/20121906004). arXiv: [1202.0520](https://arxiv.org/abs/1202.0520).
- Athanassoula, E., R. E. G. Machado y S. A. Rodionov (2013). «Bar formation and evolution in disc galaxies with gas and a triaxial halo: morphology, bar strength and halo properties». En: *MNRAS* 429, págs. 1949-1969. DOI: [10.1093/mnras/sts452](https://doi.org/10.1093/mnras/sts452). arXiv: [1211.6754](https://arxiv.org/abs/1211.6754).
- Beaton, R. L. et al. (2007). «Unveiling the Boxy Bulge and Bar of the Andromeda Spiral Galaxy». En: *ApJL* 658, págs. L91-L94. DOI: [10.1086/514333](https://doi.org/10.1086/514333). eprint: [astro-ph/0605239](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0605239).
- Benítez-Llambay, A. et al. (2013). «Dwarf Galaxies and the Cosmic Web». En: *ApJL* 763, L41, pág. L41. DOI: [10.1088/2041-8205/763/2/L41](https://doi.org/10.1088/2041-8205/763/2/L41). arXiv: [1211.0536](https://arxiv.org/abs/1211.0536).
- Binney, J. y M. Merrifield (1998). *Galactic Astronomy*.
- Binney, J. y S. Tremaine (2008). *Galactic Dynamics: Second Edition*. Princeton University Press.
- Bournaud, F. y F. Combes (2002). «Gas accretion on spiral galaxies: Bar formation and renewal». En: *A&A* 392, págs. 83-102. DOI: [10.1051/0004-6361:20020920](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20020920). eprint: [astro-ph/0206273](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0206273).
- Brook, C. B. et al. (2011). «Hierarchical formation of bulgeless galaxies: why outflows have low angular momentum». En: *MNRAS* 415, págs. 1051-1060. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2011.18545.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18545.x). arXiv: [1010.1004](https://arxiv.org/abs/1010.1004).

- Carroll, B. W. y D. A. Ostlie (2006). *An introduction to modern astrophysics and cosmology*.
- de Vaucouleurs, G. (1964). «Interpretation of velocity distribution of the inner regions of the Galaxy». En: *The Galaxy and the Magellanic Clouds*. Ed. por F. J. Kerr. Vol. 20. IAU Symposium, pág. 195.
- Di Cintio, A. et al. (2012). «Applying scale-free mass estimators to the Local Group in Constrained Local Universe Simulations». En: *MNRAS* 423, págs. 1883-1895. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2012.21013.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21013.x). arXiv: [1204.0005](https://arxiv.org/abs/1204.0005).
- Dressler, A. (1980). «Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies». En: *ApJ* 236, págs. 351-365. DOI: [10.1086/157753](https://doi.org/10.1086/157753).
- Elmegreen, B. G. et al. (1996). «Light Profiles and Pattern Speeds for Bars in Early- and Late-Type Galaxies». En: *AJ* 111, pág. 2233. DOI: [10.1086/117957](https://doi.org/10.1086/117957).
- Eskridge, P. B. et al. (2000). «The Frequency of Barred Spiral Galaxies in the Near-Infrared». En: *AJ* 119, págs. 536-544. DOI: [10.1086/301203](https://doi.org/10.1086/301203). eprint: [astro-ph/9910479](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9910479).
- Gerhard, O. (2002). «The Galactic Bar». En: *The Dynamics, Structure & History of Galaxies: A Workshop in Honour of Professor Ken Freeman*. Ed. por G. S. Da Costa, E. M. Sadler y H. Jerjen. Vol. 273. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 73. eprint: [astro-ph/0203109](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0203109).
- Gottlöber, S., Y. Hoffman y G. Yepes (2010). «Constrained Local Universe Simulations (CLUES)». En: *ArXiv e-prints*. arXiv: [1005.2687](https://arxiv.org/abs/1005.2687).
- Governato, F. et al. (2010). «Bulgeless dwarf galaxies and dark matter cores from supernova-driven outflows». En: *Nature* 463, págs. 203-206. DOI: [10.1038/nature08640](https://doi.org/10.1038/nature08640). arXiv: [0911.2237](https://arxiv.org/abs/0911.2237).
- Grebel, E. K. (2001). «The Local Group». En: *Microlensing 2000: A New Era of Microlensing Astrophysics*. Ed. por J. W. Menzies y P. D. Sackett. Vol. 239. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 280. eprint: [astro-ph/0008249](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0008249).
- Guedes, J. et al. (2011). «Forming Realistic Late-type Spirals in a Λ CDM Universe: The Eris Simulation». En: *ApJ* 742, 76, pág. 76. DOI: [10.1088/0004-637X/742/2/76](https://doi.org/10.1088/0004-637X/742/2/76). arXiv: [1103.6030](https://arxiv.org/abs/1103.6030).
- Guo, Q. et al. (2010). «How do galaxies populate dark matter haloes?» En: *MNRAS* 404, págs. 1111-1120. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2010.16341.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16341.x). arXiv: [0909.4305](https://arxiv.org/abs/0909.4305) [[astro-ph.CO](https://arxiv.org/abs/astro-ph.CO)].
- Haardt, F. y P. Madau (1996). «Radiative Transfer in a Clumpy Universe. II. The Ultraviolet Extragalactic Background». En: *ApJ* 461, pág. 20. DOI: [10.1086/177035](https://doi.org/10.1086/177035). eprint: [astro-ph/9509093](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9509093).
- Hoffman, Y. y E. Ribak (1991). «Constrained realizations of Gaussian fields - A simple algorithm». En: *ApJL* 380, págs. L5-L8. DOI: [10.1086/186160](https://doi.org/10.1086/186160).
- Hubble, E. (1929). «A Relation between Distance and Radial Velocity among Extragalactic Nebulae». En: *Proceedings of the National Academy of Science* 15, págs. 168-173. DOI: [10.1073/pnas.15.3.168](https://doi.org/10.1073/pnas.15.3.168).

- Hubble, E. y M. L. Humason (1931). «The Velocity-Distance Relation among Extra-Galactic Nebulae». En: *ApJ* 74, pág. 43. DOI: [10.1086/143323](https://doi.org/10.1086/143323).
- Jeans, J. H. (1902). «The Stability of a Spherical Nebula». En: *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A* 199, págs. 1-53. DOI: [10.1098/rsta.1902.0012](https://doi.org/10.1098/rsta.1902.0012).
- Johnson, H. M. (1957). «Is the Galaxy a barred spiral?» En: *AJ* 62, pág. 19. DOI: [10.1086/107441](https://doi.org/10.1086/107441).
- Karachentsev, I. D. et al. (2004). «A Catalog of Neighboring Galaxies». En: *AJ* 127, págs. 2031-2068. DOI: [10.1086/382905](https://doi.org/10.1086/382905).
- Klypin, A. et al. (2001). «Resolving the Structure of Cold Dark Matter Halos». En: *ApJ* 554, págs. 903-915. DOI: [10.1086/321400](https://doi.org/10.1086/321400). eprint: [astro-ph/0006343](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0006343).
- Knebe, A. et al. (2011). «The luminosities of backsplash galaxies in constrained simulations of the Local Group». En: *MNRAS* 412, págs. 529-536. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2010.17924.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.17924.x). arXiv: [1010.5670](https://arxiv.org/abs/1010.5670).
- Kormendy, J. y R. C. Kennicutt Jr. (2004). «Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies». En: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 42, págs. 603-683. DOI: [10.1146/annurev.astro.42.053102.134024](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.42.053102.134024). eprint: [astro-ph/0407343](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0407343).
- Libeskind, N. I. et al. (2011). «Disentangling the dark matter halo from the stellar halo». En: *MNRAS* 418, págs. 336-345. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2011.19487.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.19487.x). arXiv: [1107.4366](https://arxiv.org/abs/1107.4366).
- Mashchenko, S., J. Wadsley y H. M. P. Couchman (2008). «Stellar Feedback in Dwarf Galaxy Formation». En: *Science* 319, pág. 174. DOI: [10.1126/science.1148666](https://doi.org/10.1126/science.1148666). arXiv: [0711.4803](https://arxiv.org/abs/0711.4803).
- McConnachie, A. W. (2012). «The Observed Properties of Dwarf Galaxies in and around the Local Group». En: *AJ* 144, 4, pág. 4. DOI: [10.1088/0004-6256/144/1/4](https://doi.org/10.1088/0004-6256/144/1/4). arXiv: [1204.1562](https://arxiv.org/abs/1204.1562).
- McConnachie, A. W. et al. (2005). «Distances and metallicities for 17 Local Group galaxies». En: *MNRAS* 356, págs. 979-997. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.08514.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08514.x). eprint: [astro-ph/0410489](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0410489).
- McMillan, P. J. (2017). «The mass distribution and gravitational potential of the Milky Way». En: *MNRAS* 465, págs. 76-94. DOI: [10.1093/mnras/stw2759](https://doi.org/10.1093/mnras/stw2759). arXiv: [1608.00971](https://arxiv.org/abs/1608.00971).
- Merrifield, M. R. (2004). «The Galactic Bar». En: *Milky Way Surveys: The Structure and Evolution of our Galaxy*. Ed. por D. Clemens, R. Shah y T. Brainerd. Vol. 317. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 289. eprint: [astro-ph/0308302](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0308302).
- Mo, H., F. C. van den Bosch y S. White (2010). *Galaxy Formation and Evolution*.
- Noguchi, M. (1988). «Gas dynamics in interacting disc galaxies - Fuelling of nuclei by induced bars». En: *A&A* 203, págs. 259-272.
- Penzias, A. A. y R. W. Wilson (1965). «A Measurement of Excess Antenna Temperature at 4080 Mc/s.» En: *ApJ* 142, págs. 419-421. DOI: [10.1086/148307](https://doi.org/10.1086/148307).

- Planck Collaboration et al. (2015). «Planck intermediate results. XXVIII. Interstellar gas and dust in the Chamaeleon clouds as seen by Fermi LAT and Planck». En: *A&A* 582, A31, A31. DOI: [10.1051/0004-6361/201424955](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201424955). arXiv: [1409.3268](https://arxiv.org/abs/1409.3268) [astro-ph.HE].
- Reiprich, T. H. y H. Böhringer (2002). «The Mass Function of an X-Ray Flux-limited Sample of Galaxy Clusters». En: *ApJ* 567, págs. 716-740. DOI: [10.1086/338753](https://doi.org/10.1086/338753). eprint: [astro-ph/0111285](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0111285).
- Sales, L. V. et al. (2012). «The origin of discs and spheroids in simulated galaxies». En: *MNRAS* 423, págs. 1544-1555. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2012.20975.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.20975.x). arXiv: [1112.2220](https://arxiv.org/abs/1112.2220) [astro-ph.CO].
- Sanders, R. H. y A. D. Tubbs (1980). «Gas as a tracer of barred spiral dynamics». En: *ApJ* 235, págs. 803-820. DOI: [10.1086/157683](https://doi.org/10.1086/157683).
- Santos-Santos, I. M. et al. (2016). «The distribution of mass components in simulated disc galaxies». En: *MNRAS* 455, págs. 476-483. DOI: [10.1093/mnras/stv2335](https://doi.org/10.1093/mnras/stv2335). arXiv: [1510.02474](https://arxiv.org/abs/1510.02474).
- Schmidt, M. (1959). «The Rate of Star Formation.» En: *ApJ* 129, pág. 243. DOI: [10.1086/146614](https://doi.org/10.1086/146614).
- Schneider, P. (2015). *Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction*. DOI: [10.1007/978-3-642-54083-7](https://doi.org/10.1007/978-3-642-54083-7).
- Sellwood, J. A. (1981). «Bar instability and rotation curves». En: *A&A* 99, págs. 362-374.
- Sellwood, J. A. y D. Merritt (1994). «Instabilities of counterrotating stellar disks». En: *ApJ* 425, págs. 530-550. DOI: [10.1086/174004](https://doi.org/10.1086/174004).
- Sellwood, J. A. y A. Wilkinson (1993). «Dynamics of barred galaxies». En: *Reports on Progress in Physics* 56, págs. 173-256. DOI: [10.1088/0034-4885/56/2/001](https://doi.org/10.1088/0034-4885/56/2/001). eprint: [astro-ph/0608665](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0608665).
- Smoot, G. F. et al. (1992). «Structure in the COBE differential microwave radiometer first-year maps». En: *ApJL* 396, págs. L1-L5. DOI: [10.1086/186504](https://doi.org/10.1086/186504).
- Sparke, L. S. y J. S. Gallagher III (2007). *Galaxies in the Universe: An Introduction*. Cambridge University Press.
- Spergel, D. N. et al. (2007). «Three-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Implications for Cosmology». En: *ApJS* 170, págs. 377-408. DOI: [10.1086/513700](https://doi.org/10.1086/513700). eprint: [astro-ph/0603449](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0603449).
- Springel, V. (2005). «The cosmological simulation code GADGET-2». En: *MNRAS* 364, págs. 1105-1134. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2005.09655.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.09655.x). eprint: [astro-ph/0505010](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0505010).
- Springel, V. y L. Hernquist (2003). «Cosmological smoothed particle hydrodynamics simulations: a hybrid multiphase model for star formation». En: *MNRAS* 339, págs. 289-311. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06206.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06206.x). eprint: [astro-ph/0206393](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0206393).
- Stinson, G. et al. (2006). «Star formation and feedback in smoothed particle hydrodynamic simulations - I. Isolated galaxies». En: *MNRAS* 373, págs. 1074-1090. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2006.11097.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11097.x). eprint: [astro-ph/0602350](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0602350).

- Tonry, J. L. et al. (2001). «The SBF Survey of Galaxy Distances. IV. SBF Magnitudes, Colors, and Distances». En: *ApJ* 546, págs. 681-693. DOI: [10.1086/318301](https://doi.org/10.1086/318301). eprint: [astro-ph/0011223](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0011223).
- van der Marel, R. P. et al. (2012). «The M31 Velocity Vector. II. Radial Orbit toward the Milky Way and Implied Local Group Mass». En: *ApJ* 753, 8, pág. 8. DOI: [10.1088/0004-637X/753/1/8](https://doi.org/10.1088/0004-637X/753/1/8). arXiv: [1205.6864](https://arxiv.org/abs/1205.6864) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).GA].
- Wadsley, J. W., J. Stadel y T. Quinn (2004). «Gasoline: a flexible, parallel implementation of TreeSPH». En: *NA* 9, págs. 137-158. DOI: [10.1016/j.newast.2003.08.004](https://doi.org/10.1016/j.newast.2003.08.004). eprint: [astro-ph/0303521](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0303521).
- Willick, J. A. et al. (1997). «Homogeneous Velocity-Distance Data for Peculiar Velocity Analysis. III. The Mark III Catalog of Galaxy Peculiar Velocities». En: *ApJS* 109, págs. 333-366. DOI: [10.1086/312983](https://doi.org/10.1086/312983). eprint: [astro-ph/9610202](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9610202).

Los abajo firmantes, miembros del Tribunal de Evaluación de tesis, damos Fe que el presente ejemplar impreso, se corresponde con el aprobado por éste Tribunal

