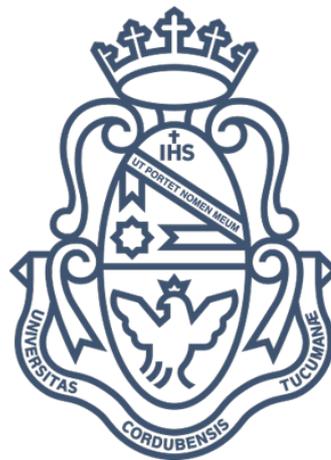


Universidad Nacional de Córdoba  
Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación

Trabajo Especial de Licenciatura en  
Astronomía

# Descomposición Dinámica de Galaxias Simuladas



Autor: Valeria Aylén Cristiani

Director: Dr. Mario Abadi



Esta obra está bajo una Licencia Creative Commons Atribución – No Comercial – Sin Obra Derivada 4.0 Internacional.







*Dedicado a Patricia y Marcelo.*

*Quienes siempre me apoyaron, me alentaron a seguir mis sueños y están incondicionalmente a mi lado. Sin ellos nada de todo esto hubiera sido posible.*



## Clasificación

- 98.52.Nr** Galaxias espirales  
**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

## Palabras Claves

Simulaciones numéricas - Descomposición dinámica - Parámetro de circularidad - Esferoide - Disco fino - Disco grueso

## Classification

- 98.52.Nr** Spiral galaxies  
**98.62.Ai** Origin, formation, evolution, age, and star formation  
**98.62.Ck** Masses and mass distribution  
**98.62.Dm** Kinematics, dynamics, and rotation

## Keywords

Numerical simulations - Dynamic decomposition - Circularity parameter - Spheroid - Thin disc - Thick disc

# Resumen

Las galaxias son sistemas estelares complejos formados por múltiples componentes estelares tales como el núcleo, disco fino y grueso, halos estelar, barra, brazos espirales, etc. Una descripción acabada de la formación y evolución de una galaxia como un todo, esta ligada inevitablemente a la formación y evolución de cada una de dichas componentes y al ensamblaje de las mismas en la galaxia final. Es por ello que resulta imprescindible contar con un método dinámico robusto que permita distinguir cada una de las mismas.

Desde que Abadi et al. (2003) propusieron por primera vez un método para descomponer dinámicamente una galaxia en sus componentes estelares fundamentales, han surgido una amplia variedad de variaciones de este método para llevar adelante esta tarea. En este trabajo se desarrolla un método que utiliza las integrales de movimiento energía mecánica y momento angular para identificar diversas componentes dinámicas estelares de modelos numéricos en equilibrio y simulaciones cosmológicas de galaxias. Este método, que se basa en el método propuesto por Abadi et al. (2003), se compara con que múltiples implementaciones que diversos autores realizaron a dicho método original. Se verifica la habilidad del método propuesto aplicándolo a modelos numéricos de galaxias en equilibrio generados con dos componentes estelares: disco y esferoide. Los resultados muestran que en estos casos las componentes estelares se identifican con un error porcentual de menos del 5% medida en sus propiedades intrínsecas tales como masa y velocidad de rotación o dispersión de velocidades.

Finalmente, se implementa dicho método a una muestra de 9 galaxias de la simulación cosmológica hidrodinámica Illustris-1. Se lleva a cabo la descomposición dinámica y se estudian las propiedades de cada una de las componentes estelares. Los resultados muestran que los esferoides y los discos finos y gruesos obtenidos poseen componentes estelares con una gran amplitud en las fracciones de masa que oscilan entre  $0.15 < f < 0.78$  para el esferoide,  $0.20 < f < 0.69$  para el disco fino y  $0.06 < f < 0.35$  para el disco grueso.

# Abstract

Galaxies are complex stellar systems formed by multiple stellar components such as the nucleus, thin and thick disk, stellar halos, bar, spiral arms, etc. A complete description of the formation and evolution of a galaxy as a whole is inevitably linked to the formation and evolution of each of these components and their assembly in the final galaxy. This is why it is essential to have a robust dynamic method that allows each of them to be distinguished.

Since Abadi et al. (2003) first proposed a method for dynamically breaking down a galaxy into its fundamental stellar components, a wide variety of variations of this method have emerged to accomplish this task. In this work, a method is developed that uses the integrals of mechanical energy motion and angular momentum to identify various dynamic stellar components of numerical models in equilibrium and cosmological simulations of galaxies. This method, which is based on the method proposed by Abadi et al. (2003), is compared with multiple implementations of the original method by various authors. The ability of the proposed method is verified by applying it to numerical models of galaxies in equilibrium generated with two stellar components: disk and spheroid. The results show that in these cases the stellar components are identified with a percentage error of less than 5% measured in their intrinsic properties such as mass and rotation speed or velocity dispersion.

Finally, this method is implemented to a sample of 9 galaxies from the Illustris-1 cosmological hydrodynamic simulation. The dynamic decomposition is carried out and the properties of each of the stellar components are studied. The results show that the spheroids and the thin and thick disks obtained have stellar components with a great amplitude in the mass fractions that range from  $0.15 < f < 0.78$  for the spheroid,  $0.20 < f < 0.69$  for the thin disk and  $0.06 < f < 0.35$  for the thick disk.

# Índice general

<b>Resumen</b>	<b>VIII</b>
<b>Abstrac</b>	<b>IX</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Los Primeros Catálogos . . . . .	1
1.2. Clasificación de Galaxias . . . . .	2
1.2.1. Secuencia de Hubble . . . . .	2
1.2.2. Otras Clasificaciones . . . . .	4
1.3. Componentes . . . . .	4
1.3.1. Componentes Estelares de la Vía Láctea . . . . .	6
1.4. Formación y Evolución de Galaxias . . . . .	6
1.5. Descomposición Fotométrica . . . . .	8
<b>2. Esquema Teórico de Descomposición Dinámica</b>	<b>10</b>
2.1. Dinámica de Sistemas No Colisionales . . . . .	10
2.2. Diagrama de Lindblad . . . . .	11
2.2.1. Ejemplo de Órbitas en el Potencial de una Masa Puntual . . . . .	12
2.3. Métodos de Descomposición Dinámica . . . . .	13
2.3.1. Abadi et al. 2003 . . . . .	14
2.3.2. Governato et al. 2009 . . . . .	16
2.3.3. Scannapieco et al. 2012 . . . . .	17
2.3.4. Tissera al. 2012 . . . . .	18
2.3.5. Vogelsberger et al. 2014 . . . . .	19
2.3.6. Marinacci et al. 2014 . . . . .	19
2.3.7. Park et al. 2019 . . . . .	19
<b>3. Esquema Numérico de Descomposición Dinámica</b>	<b>22</b>
3.1. El Código GaLlC . . . . .	22
3.1.1. Modelos de Galaxia en Equilibrio . . . . .	23
3.2. Modelo Numérico de Galaxia . . . . .	24
3.2.1. Diagrama de Lindblad . . . . .	27

---

3.3. Implementación de los Métodos de Descomposición Dinámica . . . . .	28
3.4. Implementación de la distribución de energía en la descomposición dinámica . . . . .	31
<b>4. Simulaciones Numéricas Illustris</b>	<b>35</b>
4.1. Código de la Simulación y Modelo de Formación de Galaxias . . . . .	35
4.2. Identificación y Procesado de Galaxias . . . . .	36
4.3. Descomposición Dinámica de una Muestra de Galaxias pertenecientes a las simulaciones Illustris . . . . .	37
<b>5. Conclusiones</b>	<b>44</b>
<b>Referencias</b>	<b>46</b>

# Índice de figuras

1.1.	Ejemplo de diferentes galaxias. . . . .	1
1.2.	Clasificación morfológica de Hubble. . . . .	3
1.3.	Vistas proyectadas de una galaxia elíptica para dos observadores diferentes. . . . .	3
1.4.	Esquema de la Vía Láctea. . . . .	5
1.5.	Ejemplo de descomposición fotométrica de tres galaxias. . . . .	8
2.1.	Tipos de órbitas en el Diagrama de Lindblad . . . . .	12
2.2.	Órbitas en un potencial y su posición en el diagrama de Lindblad. . .	13
2.3.	Método de descomposición dinámica implementado por Abadi et al. (2003). . . . .	15
2.4.	Componentes recuperadas por el método de Abadi et al. (2003). . . .	16
2.5.	Descomposición dinámica implementada por Scannapieco et al. (2012). .	17
2.6.	Descomposición dinámica implementada en Tissera et al. (2012). . . .	18
2.7.	Descomposición dinámica implementada en Marinacci et al. (2014). . .	20
2.8.	Descomposición dinámica implementada Park et al. (2019). . . . .	20
3.1.	Vistas de la distribución espacial de las partículas la galaxia modelo M1. . . . .	25
3.2.	Perfiles de densidad de las componentes de la galaxia modelo M1. . . .	26
3.3.	Curvas de velocidad circular y de velocidad de rotación de la galaxia modelo M1. . . . .	26
3.4.	Diagrama de Lindblad de la galaxia modelo M1 y parámetro de circularidad en función de la energía específica. . . . .	27
3.5.	Distribución de $\epsilon$ y de $E/ E _{max}$ para la galaxia modelo M1. . . . .	28
3.6.	Implementación de los diferentes métodos de descomposición dinámica $\epsilon$ y de $E/ E _{max}$ en la galaxia modelo M1. . . . .	29
3.7.	Vista de frente y de canto de las componentes de la galaxia M1 recuperadas por los diferentes métodos de descomposición dinámica. . . .	30
3.8.	Resultados de la implementación de energía en la descomposición dinámica en la galaxia modelo M1. . . . .	31
3.9.	Comparación de los perfiles de densidad de masa del esferoide y del disco. . . . .	32

---

3.10. Comparación de la dispersión de velocidad del esferoide y de la velocidad de rotación del disco. . . . .	33
4.1. Distribución espacial de las partículas estelares de la muestra de galaxias de Illustris. . . . .	38
4.2. Distribución espacial de las componentes estelares y distribución del parámetro de circularidad de la muestra de galaxias de Illustris. . . . .	39
4.3. Curvas de velocidad circular de la muestra de galaxias de Illustris. . . . .	41
4.4. Velocidad de rotación de las componentes estelares de la muestra de galaxias de Illustris. . . . .	42
4.5. Perfil de densidad superficial del disco fino, grueso y de la combinación de ambos de la muestra de galaxias de Illustris. . . . .	43

# Capítulo 1

## Introducción

Las galaxias son sistemas estelares complejos autogravitantes formados principalmente por estrellas, materia oscura, gas y polvo. Las estrellas se ensamblan en diversas componentes estelares, tales como el disco (fino y grueso), el núcleo, el halo estelar y la barra, las cuales interactúan entre sí y donde cada una de ellas sigue su propia evolución temporal. Es por esto que la descripción de la formación y evolución de las galaxias está ligada de manera inextricable a la formación y evolución de cada una de estas componentes individuales y al acople de las mismas en la galaxia final resultante.



Figura 1.1: De izquierda a derecha: Arp 273, NGC 1300, NGC 4621, NGC 1316, M101. Créditos: ESA/Hubble & NASA.

### 1.1. Los Primeros Catálogos

Hacia finales del siglo XIX, los astrónomos comenzaron a descubrir algunos objetos astronómicos de apariencia difusa a los que denominaron “nebulosas”. Charles Messier fue quien confeccionó el primer catálogo de estas nebulosas en el año 1781 bajo el nombre “Catalogue des Nébuleuses et des Amas d’Étoiles” (Messier, 1781). Años más tarde William Herschell y su hijo John Herschell publicaron el “General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars” (Herschell, 1864), el cuál contenía 2514 objetos entre los cuales se encontraban nebulosas, cúmulos estelares y galaxias. Dicho catálogo fue ampliado posteriormente por John Dreyer en el “New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars” (Dreyer, 1888).

A pesar de contar con un amplio registro de estas nebulosas, la naturaleza de las mismas no era del todo clara. Dos hipótesis habían surgido y cada una de ellas se valía de diferentes evidencias para argumentar a su favor. Por un lado se planteaba que la Vía Láctea constituía la totalidad del Universo observable y que todas las nebulosas simplemente formaban parte de ella. Por el otro, la premisa era diametralmente opuesta, ya que se sostenía que Andrómeda y las demás nebulosas eran otras galaxias o “universos islas”.

Fue Edwin Hubble, quién en 1925, detectó variables cefeidas en nuestra galaxia vecina Andrómeda y se valió de ellas para determinar la distancia a la que se encontraba. Si bien el valor por él estimado (285 kpc) es mucho menor que actualmente aceptado (770 kpc), el resultado fue decisivo para determinar que Andrómeda, así como varias de las nebulosas catalogadas hasta el momento, eran objetos extragalácticos. Este hecho determinó el inicio de la astronomía extragaláctica.

## 1.2. Clasificación de Galaxias

### 1.2.1. Secuencia de Hubble

En el año 1926, en su artículo “Extragalactic Nebulae” (Hubble, 1926), y diez años más tarde en su libro “The Realm of the Nebulae” (Hubble, 1936), Hubble publicó la primera clasificación morfológica de galaxias. Dicha clasificación conocida como la “Secuencia de Hubble” (figura 1.2), contiene cuatro categorías diferentes:

- **Galaxias elípticas (E)**, presentan una apariencia elipsooidal. Esta categoría subdividió según la elipticidad  $\epsilon = 1 - b/a$ , donde  $a$  y  $b$  son los semiejes proyectados mayor y menor respectivamente, y se le asignó un número entero  $n = 10\epsilon$  con  $0 \leq n \leq 7$ .
- **Galaxias espirales (S)**, exhiben una forma discoidal con brazos espirales y en la región central presentan una componente esferoidal. Está subdividida en dos subcategorías teniendo en cuenta si la galaxia presentaba un estructura barrada (en cuyo caso se indica con una  $B$ ) o no. Ambas se subdividen en tres teniendo en cuenta la importancia del disco con respecto a la componente esferoidal y la distribución espacial de los brazos espirales. Dichas subdivisiones se indican con las letras  $a$  (cuando la componente esferoidal es mucho más importante que la componente disco y los brazos espirales se encuentran en una disposición estrecha),  $b$  y  $c$  (en el caso en que la componente disco sea la más importante y los brazos espirales se encuentren en una disposición más extendida).
- **Galaxias lenticulares (S0)**, son una transición entre las elípticas y las espirales y pueden presentar o no una barra.

- **Galaxias irregulares (Irr)**, no presentan una forma definida.

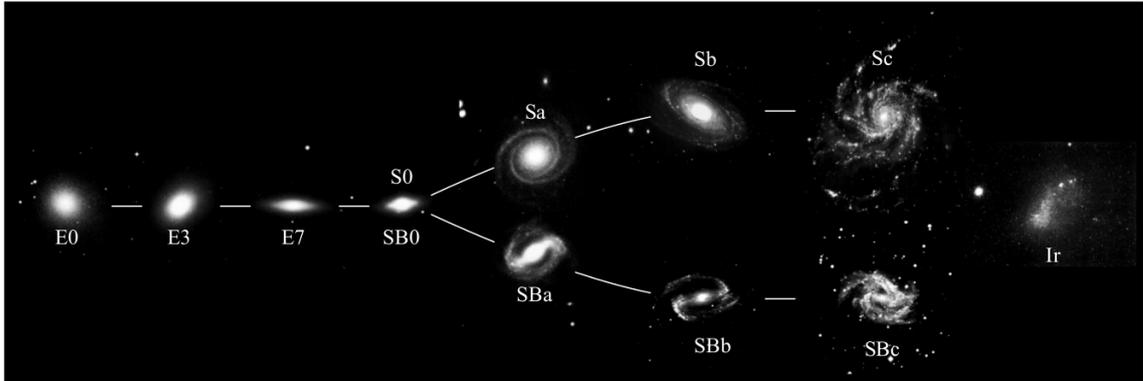


Figura 1.2: Clasificación morfológica o secuencia de Hubble (Carroll y Ostlie, 2006).

Originalmente, Hubble interpretó esta secuencia como una secuencia evolutiva de galaxias. Por ello denominó galaxias de tipo temprano a las galaxias elípticas y lenticulares, mientras que a las espirales e irregulares las denominó galaxias de tipo tardío. Aunque actualmente se sabe que esta denominación no tiene ninguna base física, aún se sigue utilizando por razones meramente históricas.

Uno de los principales problemas que se presenta a la hora de hacer una clasificación basada únicamente en el aspecto morfológico de las galaxias, es que el mismo está fuertemente viciado por efectos de proyección. Por ejemplo, si se supone que se tiene una galaxia elíptica con semiejes  $a > b = c$ , luego dos observadores ubicados en diferentes posiciones percibirán formas proyectadas diferentes de dicho objeto, como se muestra en la figura 1.3, y por lo tanto la clasificación será diferente en cada caso. Otro ejemplo de este tipo de problemas surge cuando se observa una galaxia espiral de canto, pues en ese caso se vuelve muy difícil distinguir entre las diferentes subclases de espirales, discernir la presencia de una barra e incluso, si el disco de la galaxia fuese grueso, no se podría distinguir de una galaxia lenticular.

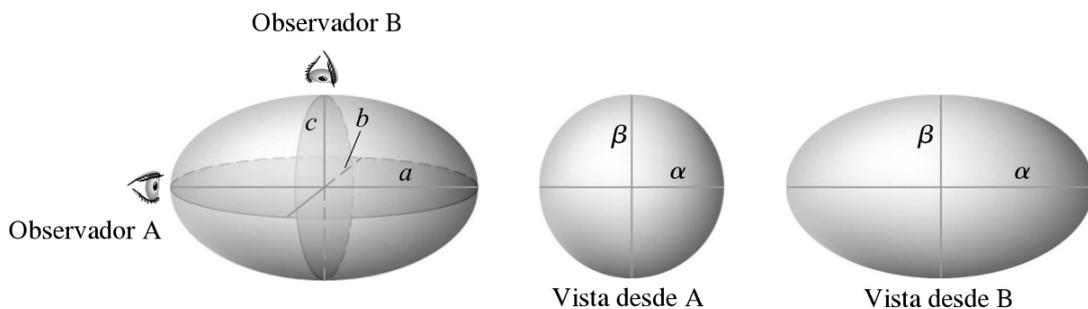


Figura 1.3: Proyecciones de una galaxia elíptica según la posición de dos observadores diferentes (Carroll y Ostlie, 2006).

Además esta clasificación sólo abarca a una fracción de las galaxias que puebla el universo observable ya que está basada en la población de galaxias del Universo

cercano. Por lo tanto a lo largo del tiempo surgieron otras clasificaciones basadas en diferentes propiedades físicas de las mismas.

### 1.2.2. Otras Clasificaciones

La radiación total proveniente de las galaxias de la clasificación de Hubble se puede explicar mediante la superposición de los espectros individuales de su población estelar. A estas galaxias se las suele denominar “galaxias normales”.

Sin embargo existen galaxias cuya distribución de energía abarca un rango mucho más amplio en el espectro electromagnético y la misma no se puede explicar de la misma manera que en el caso anterior. Un ejemplo de este tipo de galaxias son las galaxias de núcleos activos o AGN (por sus siglas en inglés). Estos objetos presentan una emisión que se debe, en parte, a la energía generada por la acreción de material de un agujero negro supermasivo. A estas se las denomina galaxias activas.

También hay galaxias que presentan brotes de formación estelar y por ende su tasa de formación estelar es mucho mayor a la de las galaxias normales. Suelen tener un exceso de emisión de energía en el rango ultravioleta correspondiente a la formación de una gran cantidad de estrellas masivas. Por otro lado también pueden presentar un exceso de emisión en el infrarrojo. Esto se debe a que las estrellas se forman en nubes de gas y polvo, el polvo absorbe la luz ultravioleta de las estrellas más jóvenes, se calienta y reemite en infrarrojo.

Otro ejemplo de galaxias que no se incluyen en la clasificación morfológica son las que presentan indicios de haber sufrido interacciones recientes o que se encuentran fusionándose.

## 1.3. Componentes

Como se mencionó anteriormente, las galaxias están formadas por diversas componentes estelares que se combinan para dar lugar a un sistema estelar extremadamente numeroso y complejo. En la figura 1.4 se muestra un esquema simplificado de las componentes de masa de una galaxia como la Vía Láctea como el esferoide, el disco (fino y grueso), los cúmulos globulares, el halo estelar, el halo de materia oscura, la barra y los brazos espirales.

Dos de las principales estructuras estelares que se pueden distinguir en el esquema son:

- **Esferoide:** compuesto principalmente por una población estelar roja, vieja y ricas en metales. Esta componente puede ser más prominente como en el caso de una galaxia elíptica, o menos como se observa en una galaxia espiral. Además contiene una baja cantidad de gas y polvo, lo cual hace que su tasa de formación estelar sea relativamente baja. Dinámicamente las estrellas de esta

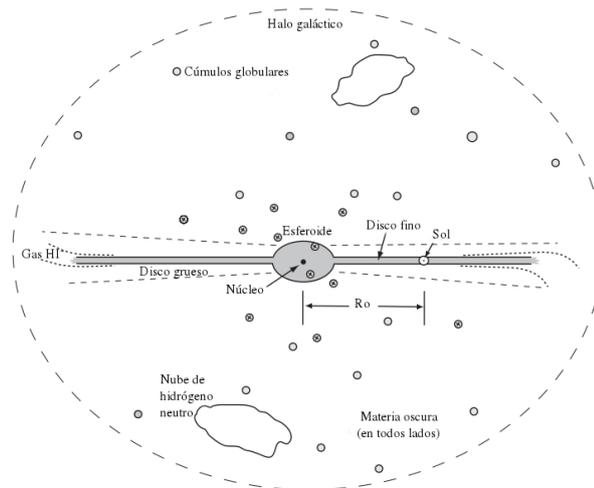


Figura 1.4: Vista esquemática de canto de la Vía Láctea (Sparke y Gallagher, 2007).

componente están soportadas por dispersión de velocidades, aunque podría presentar una ligera rotación.

- Disco:** está formado principalmente por estrellas, gas y polvo que se encuentran rotando en un plano de preferencia en torno al centro de la galaxia. Dinámicamente las estrellas de esta componente están soportadas por rotación. Esta es la componente dominante en masa de las galaxias espirales y lenticulares.

Debido a la presencia de gas en esta componente en forma de hidrógeno neutro ( $HI$ ) e hidrógeno molecular ( $H_2$ ), la tasa de formación estelar es mayor que en el esferoide, lo que hace que sea típicamente más azul debido a la presencia de estrellas jóvenes. En el caso de las galaxias espirales el gas, el polvo y las estrellas se distribuyen formando estructuras en forma de brazos espirales, los cuales se pueden apreciar en aquellas galaxias que se encuentran vistas de frente.

Por otro lado, a partir de las galaxias que se encuentran de canto, se pueden distinguir dos sub-componentes diferentes, un disco fino y uno grueso. Ambos discos poseen radios de escala similares, sin embargo el primero es mucho menos extendido en altura y típicamente con una población estelar más joven y con mayor contenido de gas frío y polvo que el segundo.

Debido a que estas componentes tienen propiedades físicas diferentes y su dinámica es distinta, hace que la evolución de cada una, así como los modelos que explican sus orígenes, también sean diferentes.

### 1.3.1. Componentes Estelares de la Vía Láctea

La Vía Láctea es una galaxia normal cuya morfología corresponde a una galaxia espiral barrada. Las componentes estelares de mayor importancia son tres: el disco fino, el disco grueso y el esferoide ubicado en la región central. Además cuenta con un halo estelar aproximadamente esférico que contiene la mayoría de los cúmulos globulares, ver figura 1.4, y con un halo de materia oscura que concentra la mayor cantidad de masa de la Vía Láctea ( $\sim 10^{12}M_{\odot}$ ).

La componente estelar más masiva de la Galaxia es el disco fino con una masa de  $\sim 5 \times 10^{10}M_{\odot}$ . Está formada principalmente por una población estelar joven, gas y polvo. Se encuentra soportada principalmente por rotación y con una dispersión de velocidades del  $\sim 20\%$  en la componente  $z$ . Su extensión es de  $\sim 30 kpc$  de diámetro y el Sol se encuentra cerca del plano del disco a  $\sim 8 kpc$  del centro galáctico y rota en torno al centro galáctico a una velocidad de  $\sim 220 km/s$ . La altura de escala del disco fino es  $\sim 0.3 kpc$  y especifica el espesor del mismo, mientras que el radio de escala es de  $R_d \sim 3.5 kpc$ . Dicho radio se define como  $R_e \simeq 1.67R_d$ , donde  $R_e$  es el radio efectivo y se define como el radio que encierra la mitad de luminosidad.

La masa del disco grueso de la Vía Láctea representa  $\sim 10 - 20\%$  de la masa del disco fino, presenta una población estelar con mayor edad a la del disco fino, tiene aproximadamente su misma extensión en diámetro y radio de escala  $R_d$ . Sin embargo esta componente es más extensa en altura con una altura de escala  $\sim 1 kpc$ . Esta componente también se encuentra soportada por rotación, aunque lo hace sistemáticamente más lento que el disco fino, alcanzando una velocidad de  $\sim 175 km/s$  en el radio solar.

Por último el esferoide tiene una masa de  $\sim 10^{10}M_{\odot}$  y su población estelar es vieja. Dicha componente está soportada principalmente por dispersión de velocidades. El radio a mitad de luminosidad es de  $\sim 1 kpc$ . Esta componente presenta una forma elongada o tipo “boxy” y se la asocia a la presencia de una barra, lo cual indica que esta componente presenta una estructura y cinemática compleja.

## 1.4. Formación y Evolución de Galaxias

El esquema actual de formación y evolución de galaxias está basado en el modelo de materia oscura fría con constante cosmológica ( $\Lambda$ CDM, por sus siglas en inglés). Sus parámetros cosmológicos (constante de Hubble  $H_0 = 67.4 km/s/Mpc$ , parámetro de densidad de materia  $\Omega_m = 0.315$ , parámetro de densidad de materia bariónica  $\Omega_b = 0.0224$  y parámetro de densidad de energía oscura  $\Omega_{\Lambda} = 0.685$ , Planck Collaboration et al. 2018) permiten reproducir numerosos resultados observacionales en gran escala en el Universo. En este modelo la energía oscura la cual representa el  $\sim 75\%$  de la densidad de energía del universo determina la tasa de expansión del Universo. La materia oscura que representa el  $\sim 21\%$  de la densidad de energía

del universo determina las propiedades de las estructuras que en él se forman. La materia bariónica conforma el  $\sim 4\%$  de densidad de energía restante, es la trazadora del Universo visible y es de lo que están hechas las galaxias (las cuales son nuestros objetos de estudio).

La cosmología moderna está basada en el principio cosmológico, el cual establece que el universo es espacialmente homogéneo e isótropo en grandes escalas. La isotropía establece que en grandes escalas, el universo presenta las mismas propiedades independientemente de la dirección de observación. La homogeneidad establece que no existe ningún punto privilegiado en el universo y que cualquier observador comóvil mide las mismas propiedades sin importar el lugar en el que se encuentra. En este modelo las estructuras presentes en el universo en la actualidad provienen a partir de pequeñas fluctuaciones cuánticas primordiales amplificadas por inestabilidad gravitacional. Una de las evidencias fundamentales de esto proviene de la radiación del fondo cósmico de microondas (CMB por sus siglas en inglés), la cual corresponde a una radiación de cuerpo negro con una temperatura de  $2.725\text{ K}$  con fluctuaciones relativas del orden de  $\sim 10^{-5}$ . La medición de estas fluctuaciones, llevada a cabo primero por el satélite COBE (Smoot et al., 1992), luego por el satélite WMAP (Spergel et al., 2007) y más recientemente por el satélite PLANCK (Planck Collaboration et al., 2016), proveen una imagen de la estructura del universo al momento del desacople de la radiación y de la materia permitiendo determinar los parámetros cosmológicos con precisión.

El proceso de inestabilidad gravitacional amplifica enormemente estas fluctuaciones primordiales presentes en la materia oscura, dando lugar a la aparición de estructuras cuasi esféricas virializadas denominadas halos de materia oscura.

Por su parte el material gaseoso sigue a la materia oscura y se calienta a la temperatura virial del halo debido a la aparición de ondas de choque generadas por el colapso gravitacional del halo. Posteriormente el gas pierde energía térmica a través de procesos de disipación radiativa que hacen que el mismo se contraiga mientras conserva su momento angular. El gas frío y denso forma estrellas generando una galaxia discoidal sostenida por rotación. Fusiones posteriores entre estas galaxias disco darían lugar a la aparición de galaxias elípticas (White y Rees, 1978).

Si bien el modelo  $\Lambda$ CDM es notablemente exitoso en escalas grandes, enfrenta muchos desafíos en escalas galácticas debido principalmente a la complejidad de la astrofísica bariónica que domina el comportamiento del material visible. Dentro de los procesos físicos involucrados podemos encontrar la hidrodinámica y el enfriamiento del gas, la formación estelar, los procesos de realimentación, las fusiones, los procesos de evolución química, etc. Más aún, debido a que las escalas espaciales como así también las escalas temporales de los procesos astrofísicos involucrados son de un rango dinámico muy amplio, resulta prácticamente imposible construir modelos sencillos que sigan la formación y evolución de las galaxias.

La complejidad de las estructuras estelares y de materia oscura que forman una galaxia, sumado a la diversidad de los procesos astrofísicos involucrados hace que sea fundamental separar entre sus distintas componentes estelares para lograr un acabado entendimiento de este proceso tan sofisticado.

## 1.5. Descomposición Fotométrica

Tradicionalmente una manera de distinguir entre las diferentes componentes estelares de una galaxia es teniendo en cuenta la manera en la que se distribuye su luz. Es decir mediante el ajuste del perfil radial de brillo superficial total como la suma de las diferentes componentes estelares, tales como se muestra de ejemplo en la figura 1.5 para un esferoide (línea y punto) y un disco exponencial (línea continua).

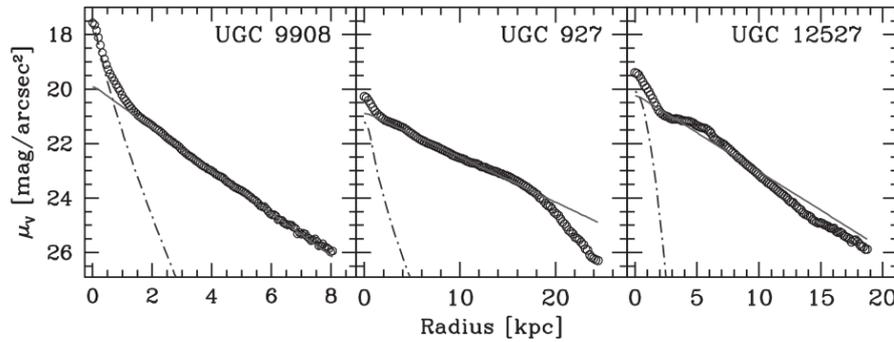


Figura 1.5: Perfiles de brillo superficial de tres galaxias (círculos vacíos) y su descomposición en un disco exponencial (línea continua) y un esferoide con perfil de de Vaucouleurs (línea y punto) (Mo et al., 2010).

La componente esferoidal sigue un ajuste de una ley  $r^{1/4}$  o perfil de de Vaucouleurs (de Vaucouleurs, 1959), medido en  $mag/arcsec^2$

$$\mu(r) = \mu_e + 8.3268 \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \quad (1.5.1)$$

donde  $\mu_e$  es el brillo superficial al radio efectivo  $r_e$ , el cual por definición encierra la mitad de la luminosidad total emitida.

La componente discoidal viene dada por un perfil exponencial (Freeman, 1970)

$$\mu(r) = \mu_0 + 1.09 \left( \frac{r}{r_d} \right) \quad (1.5.2)$$

donde  $\mu_0$  es el brillo superficial central del disco y  $r_d$  es el radio de escala.

Ambos perfiles fueron generalizados por Sérsic mediante una única expresión

$$\mu(r) = \mu_e + 8.3268 \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \quad (1.5.3)$$

donde  $\mu_e$ ,  $r_e$  y  $n$  son parámetros libres (Sérsic, 1963).

Sin embargo hay que tener en cuenta que este método sólo utiliza la distribución espacial de las estrellas, haciendo caso omiso a sus propiedades cinemáticas y/o dinámicas. Mediante este tipo de descomposición es extremadamente difícil dilucidar a cuál de las componentes estelares pertenece, por ejemplo, una estrella que se encuentre en la región central de una galaxia disco. Esto se debe a que en dicha zona conviven espacialmente estas dos componentes, esferoide y disco. Es importante resaltar que estas dos componentes poseen propiedades cinemáticas radicalmente diferentes. Mientras que el esferoide está soportado por dispersión de velocidades, el disco está soportado por rotación.

Otros factores que influyen en la complejidad de la implementación de una descomposición fotométrica son por ejemplo, la orientación de las galaxias con respecto al plano del cielo (ya que una misma galaxia orientada de diferente forma conlleva a una distribución de brillo superficial diferente y por ende a una distinción entre sus componentes estelares también diferente), el *seeing* (ya que por causa del mismo la distribución de brillo superficial se borrona), o la extinción debida a la presencia de partículas de polvo en la galaxia puede producir una disminución importante en el brillo superficial de alguna región de la misma, debido a la extinción.

Es por ello que este trabajo está enfocado en llevar a cabo una separación entre las componentes estelares de una galaxia desde el punto de vista dinámico. Es decir que descomposición entre las diferentes componentes estelares se lleva a cabo no sólo teniendo en cuenta la información de las posiciones de las estrellas sino que además la que proveen las velocidades.

# Capítulo 2

## Esquema Teórico de Descomposición Dinámica

Un estudio de la dinámica de un sistema estelar y de sus diferentes componentes requiere de disponer de las posiciones y velocidades de las estrellas individuales que la conforman. De esta manera se puede llevar a cabo una descomposición dinámica de una galaxia en sus diferentes componente estelares.

En este capítulo, se presentan modelos y las herramientas teóricas para llevar a cabo una descomposición dinámica de una galaxia.

### 2.1. Dinámica de Sistemas No Colisionales

Un sistema conformado por un número grande de masas puntuales bajo la influencia del potencial gravitacional mutuo  $\Phi(\vec{x}, t)$  puede ser descrito en su totalidad por la función distribución  $f(\vec{x}, \vec{v}, t)$ . Esta función especifica la densidad numérica de partículas en el espacio de las posiciones  $\vec{x}$  y velocidades  $\vec{v}$ , comúnmente denominado espacio de fases  $(\vec{x}, \vec{v})$  en un instante de tiempo  $t$ . En particular la densidad espacial  $\rho(\vec{x}, t)$  es la integral la función distribución en el espacio de las velocidades:

$$\rho(\vec{x}, t) = m \int f(\vec{x}, \vec{v}, t) d^3v \quad (2.1.1)$$

en donde  $m$  es la masa de la partícula. Una vez determinada la densidad  $\rho$ , esta está relacionada con el potencial gravitacional mediante la ecuación de Poisson

$$\nabla^2 \Phi(\vec{x}, t) = 4\pi G \rho(\vec{x}, t), \quad (2.1.2)$$

donde  $G$  es la constante gravitacional. Por lo tanto dada una distribución de densidad espacial  $\rho(x, t)$  y resolviendo esta ecuación diferencial, con las condiciones de contorno apropiadas, da el potencial gravitacional  $\Phi(x, t)$  generado por dicha distribución de masas. A partir del mismo se puede derivar el campo gravitacional y la aceleración que sufre cada partícula del sistema. El movimiento de cada una de las partículas surge entonces como consecuencia de integrar dichas ecuaciones.

## 2.2. Diagrama de Lindblad

Si consideramos a una galaxia como un sistema de  $n$ -masas puntuales no colisionales y en estado estacionario, la función distribución es función de ciertas integrales de movimiento. Estas cantidades no son más que combinaciones resultantes de las posiciones y velocidades de las partículas y están asociadas a simetrías del potencial, tal como lo demostró Noether en el 1918. Para un potencial invariante ante transformaciones temporales se conserva la energía mecánica del sistema, mientras que si es invariante ante rotaciones se conserva es el momento angular en la dirección de rotación.

Asumiendo un potencial axisimétrico para una galaxia disco, la órbita de una partícula está caracterizada por dos integrales de movimiento:

- la energía total del sistema por unidad de masa o energía específica

$$E = \frac{1}{2}|\vec{v}|^2 + \Phi(\vec{x}), \quad (2.2.3)$$

- el momento angular por unidad de masa o momento angular específico, perpendicular al plano del disco (en el caso en que el disco se encuentre sobre el plano  $xy$  entonces se conservará la componente que pertenezca a la dirección  $z$ )

$$J_z = Rv_\phi, \quad (2.2.4)$$

donde  $R = \sqrt{x^2 + y^2}$  y  $v_\phi = (xv_y - yv_x)/R$ .

Dicha órbita puede ser representada mediante un punto fijo en el plano  $J_z$  vs  $E$ , el cual no variará su posición a lo largo del tiempo, puesto que ambas son cantidades conservadas. Este es el denominado *diagrama de Lindblad* (Lindblad, 1933) y permite obtener conclusiones estadísticas acerca de las propiedades dinámicas de las partículas de un sistema.

Una vez fijado el potencial, mediante la distribución de masa, en este diagrama pueden distinguirse tres tipos de órbitas en función del valor de la energía de la partícula como puede verse en la figura 2.1:

- $E > 0$  corresponde a aquellas partículas con órbitas hiperbólicas,
- $E = 0$  corresponde a aquellas partículas con órbitas parabólicas,
- $E < 0$  corresponde a aquellas partículas con órbitas elípticas y/o circulares.

Para un dado valor de energía puede haber órbitas con momentos angulares que adoptan valores que van desde cero (órbitas radiales), a un valor máximo  $J_{circ}$  (órbitas circulares co-rotantes) o a un valor mínimo  $-J_{circ}$  (órbitas circulares contra-rotantes), dependiendo la manera en la que se distribuya el módulo de velocidad de la partícula en consideración en las diferentes componentes de la misma. El momento angular de las órbitas circulares provee un límite superior e inferior a la región que pueden poblar las órbitas en el diagrama de Lindblad (figura 2.2).

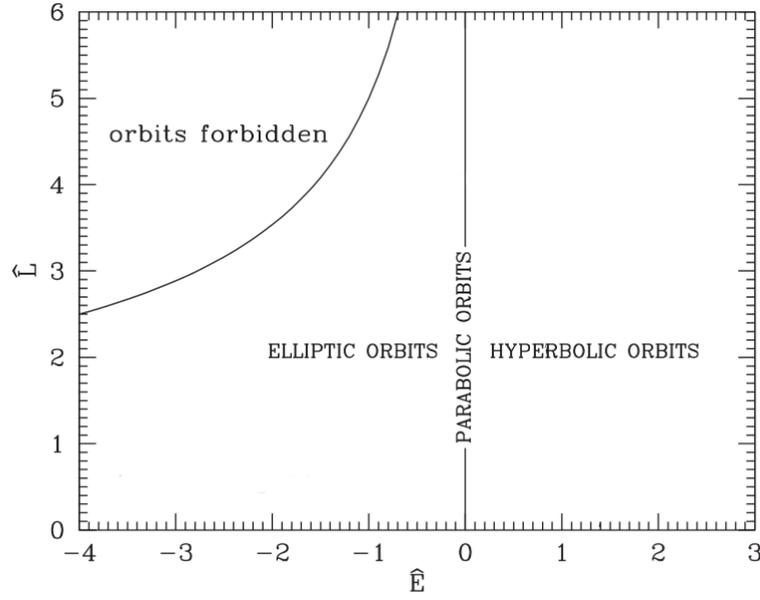


Figura 2.1: Tipos de órbitas en el Diagrama de Lindblad en función de la energía de la partícula. Se distingue la región de órbitas prohibidas (Mo et al., 2010).

### 2.2.1. Ejemplo de Órbitas en el Potencial de una Masa Puntual

Consideremos el caso del potencial gravitacional generado por una masa puntual  $M$ . Dicho potencial viene dado por la expresión:

$$\Phi(r) = -\frac{GM}{r}, \quad (2.2.5)$$

donde  $G$  es la constante de gravitación y  $r$  es el radio de la partícula. La energía específica  $E$  y el momento angular específico  $J$  están dados por

$$E = \frac{1}{2}v^2 - \frac{GM}{r} \quad (2.2.6)$$

$$J = rv_\phi \quad (2.2.7)$$

y por ende la posición que le corresponde a cada una de ellas en el diagrama de Lindblad.

Como se menciona en la sección 2.2, las posiciones de las partículas en el diagrama de Lindblad están acotadas en momento angular por la desigualdad

$$|J| \leq J_{circ} \quad (2.2.8)$$

y, como el sistema es ligado, en energía mediante

$$E < 0. \quad (2.2.9)$$

Por otro lado, si además el sistema se encuentra en equilibrio, la expresión para la energía viene dada, mediante el teorema del virial, de la siguiente manera:

$$E = \frac{\Phi(r)}{2} = -\frac{GM}{2r} \quad (2.2.10)$$

Entonces a partir de las ecuaciones 2.2.6, 2.2.7 y 2.2.10 resulta

$$J_{circ}(E) = \frac{GM}{\sqrt{-2E}} \quad (2.2.11)$$

Por lo tanto como se muestra en la figura 2.2 una partícula con energía  $E \leq 0$  y  $J = J_{circ}(E)$  describirá una órbita circular, una con momento angular  $J = 0$  describirá una órbita radial, una con energía  $E = 0$  describirá una órbita parabólica y una partícula con  $0 < J < J_{circ}$  o  $0 > J > -J_{circ}$  describirá una elipse.

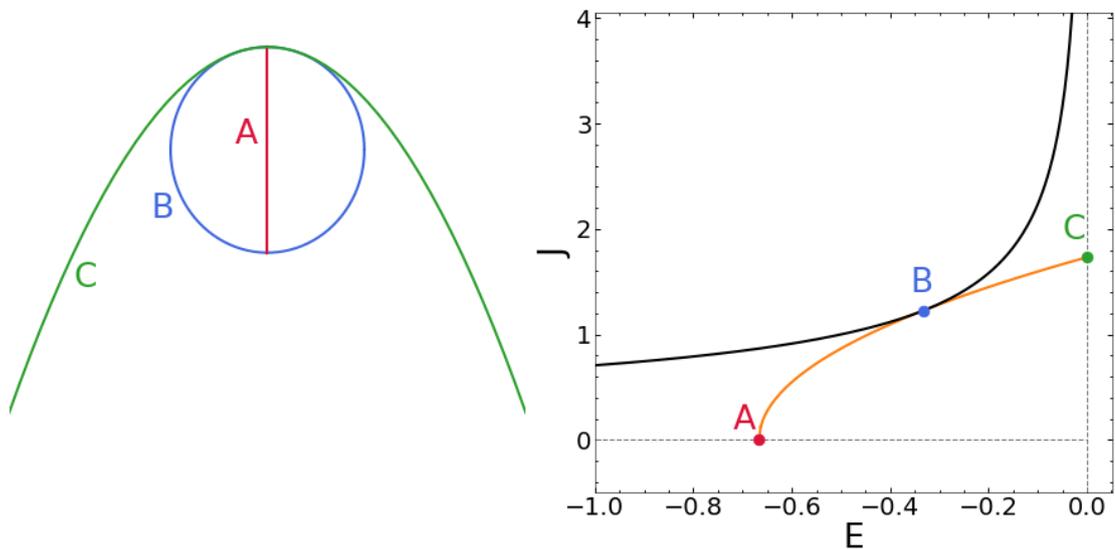


Figura 2.2: Diferentes tipos de órbitas y la posición que adoptan las mismas en el diagrama de Lindblad para partículas bajo la presencia del potencial de una masa M puntual, según el valor de su correspondiente momento angular específico y energía específica. La órbita radial (A) corresponde a  $J = 0$ , la órbita circular (B) corresponde a  $J = J_{circ}$  y la órbita parabólica (C) corresponde a  $E = 0$ . La órbitas con  $0 < J < J_{circ}$  o  $0 > J > -J_{circ}$  corresponden a elipses. En este caso se ha considerado  $GM = 1$  y  $r_0 = 1.5$ .

## 2.3. Métodos de Descomposición Dinámica

Queda claro a partir de la sección 2.2 que el diagrama de Lindblad es una herramienta que permite llevar a cabo un análisis detallado de las componentes de las galaxias, mediante el estudio estadístico de las propiedades dinámicas de las partículas que la forman. En el caso en que las estrellas o partículas pertenezcan a la componente discoidal, las mismas van a concentrarse preferentemente sobre la

envolvente  $J_{circ}$ , con alguna dispersión hacia valores menores. En el caso en que las partículas pertenezcan a la componente esferoidal, como la misma se encuentra soportada por dispersión de velocidades, las órbitas van a ubicarse en torno a valores de  $J_z \sim 0$ , adoptando de manera simétrica valores positivos y negativos (en el caso en que el esferoide no presente rotación neta).

### 2.3.1. Abadi et al. 2003

El primer trabajo en implementar este tipo de análisis para llevar a cabo la descomposición dinámica de una galaxia simulada en el contexto de una cosmología  $\Lambda$ CDM es el desarrollado por Abadi et al. (2003). En el mismo se identificó un halo de materia oscura a  $z = 0$ , con  $v_{circ} = 134 km/s$  y una masa total  $M_{200} = 5.6 \times 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$ , el cual se resimuló con mayor resolución incluyendo el campo tidal de la simulación original. La masa bariónica de la galaxia resultante es de  $\sim 10^{11} M_{\odot}$  en una región de  $3.4 h^{-1} Mpc$ . Luego en función de los parámetros orbitales de las estrellas, se identificaron dos componentes dinámicamente diferentes: una componente esferoidal y una discoidal. Para ello se calculó la componente z del momento angular específico  $J_z$  de todas las estrellas dentro de un radio de  $21 kpc$  de la galaxia central y se las graficó versus la energía de ligadura específica  $E$ , la cual fue computada relativa a la masa total del sistema dentro del radio virial  $r_{200}$ . Como se puede ver en la figura 2.3, aquellas partículas que se ubican formando una sobredensidad cercana al momento angular para órbitas circulares  $J_{circ}$  en el diagrama de Lindblad son las que pertenecen a la componente disco, mientras que el resto corresponden a la componente esferoidal.

Para separar las dos componentes, en el trabajo se definió un parámetro denominado “*parámetro de circularidad*” como el cociente entre la componente z del momento angular y el momento angular circular

$$\epsilon = \frac{J_z(E)}{J_{circ}(E)} \quad (2.3.12)$$

que mide cuan parecida es su órbita a una órbita circular.

A partir de la distribución del parámetro de circularidad de las partículas estelares se vuelve aún más evidente la presencia de, al menos, dos componentes (figura 2.3, panel interior inferior): una de las componentes se corresponde al pico de la distribución que se observa en torno a valores de  $\epsilon \sim 0$ , mientras que la otra al pico de la distribución con valores  $\epsilon \sim 1$ . La forma del primero de ellos sugiere que la componente es esferoidal y que cuenta con la misma cantidad de estrellas tanto en órbitas co-rotantes como en órbitas contra-rotante. Si a esto se lo asume válido, entonces el replicar la forma de la distribución de  $\epsilon \leq 0$  para aquellos  $\epsilon > 0$  seleccionando de manera aleatoria las partículas, provee una forma de separar dinámicamente a esta componente. Por lo tanto la distribución de las partículas que resten corresponden

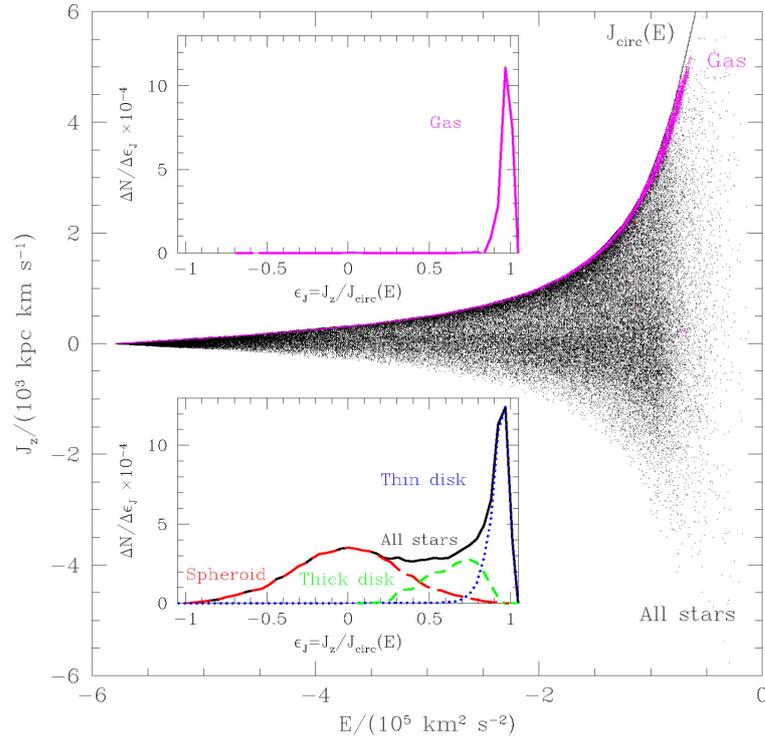


Figura 2.3: Componente  $z$  del momento angular específico como función de la energía específica para todas las estrellas y partículas de gas. La curva continua  $J_{circ}$  corresponde al momento angular circular específico. Las partículas de gas (color magenta) se ubican todas en órbitas casi circulares co-rotantes con el disco. El panel interior, ubicado abajo a la izquierda muestra la distribución del parámetro de circularidad y la descomposición en tres componentes dinámicamente diferentes: esferoide (línea de trazos largos roja), disco grueso (línea de trazos verde) y disco fino (línea de puntos azul) (Abadi et al., 2003).

a una componente soportada por rotación, esto se infiere a partir del echo de que para estas partículas  $\epsilon \sim 1$ , es decir que las órbitas se encuentran en órbitas con  $J_z \sim J_{circ}$  y por ende circulares. A su vez se separa la componente discoidal en un disco fino y un disco grueso. Para ello se asume que la distribución del disco fino es similar a la distribución del parámetro de circularidad del disco fino de la Vía Láctea.

A partir de la descomposición dinámica implementada la distribución de las componente que se recuperaron son las que se muestran en la figura 2.4

Este método ha sido ampliamente utilizado en la literatura, con algunas modificaciones, para llevar a cabo la descomposición dinámica de galaxias simuladas de forma sistemática y así poder hacer un estudio físico de las diferentes componentes. A continuación se presentan las variaciones implementadas por diferentes autores.

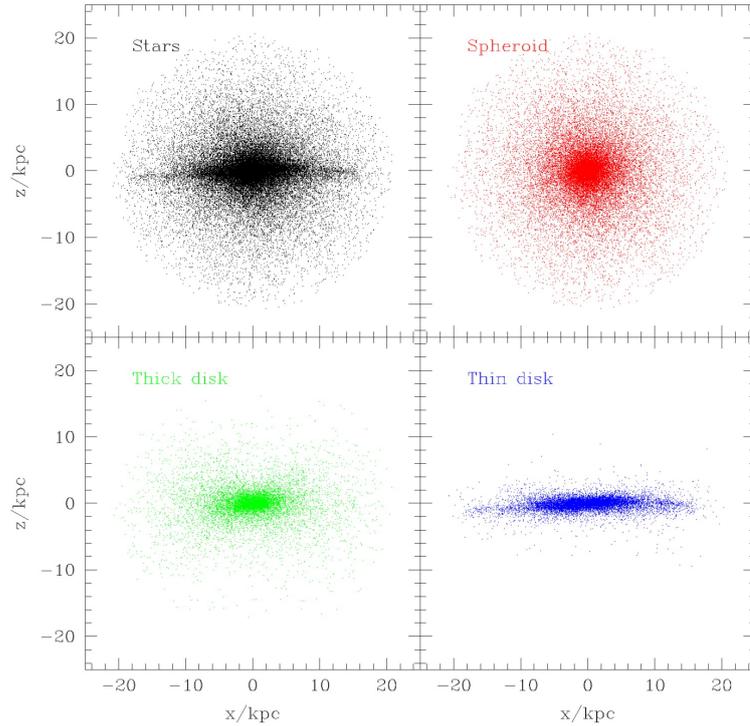


Figura 2.4: Distribución espacial proyectada de las estrellas, de manera tal que la vista del disco sea de canto. En el panel superior izquierdo están todas las estrellas, en el panel superior derecho las estrellas asignadas al esferoide, en el panel inferior izquierdo las estrellas asignadas al disco grueso y en el panel inferior derecho las estrellas asignadas al disco fino mediante el método (Abadi et al., 2003).

### 2.3.2. Governato et al. 2009

Con el fin de estudiar el origen de una galaxia dominada por un disco a partir de un “*wet*”merger o fusión “húmeda”, utilizando simulaciones de hidrodinámica de partículas suavizadas (SPH por las siglas en inglés de “*Smoothed-particle hydrodynamics*”) de alta resolución en el contexto de una cosmología  $\Lambda$ CDM, se lleva a cabo la descomposición dinámica de una galaxia simulada. Para ello se utiliza el parámetro de circularidad definido por Abadi et al. (2003). El momento angular circular  $J_{circ}$  se determina a partir de la distribución total de masa de la misma. Por otro lado para calcular la componente  $z$  del momento angular  $J_z$ , se define primero el plano del disco de la galaxia utilizando el gas ubicado en algunos  $kpc$  de la región central de la galaxia. Con esto, una vez calculado el parámetro de circularidad para las estrellas, se definen como pertenecientes al disco a aquellas con  $\epsilon > 0.8$  excluyendo a aquellas cuyo ángulo de inclinación sea mayor a  $30^\circ$ . Por otro lado, para separar el halo del *bulge*, se utiliza como criterio el radio en el cual el perfil de masa esferoidal cambia de pendiente ya que las estrellas del halo tienen un perfil menos profundo que las del *bulge*.

### 2.3.3. Scannapieco et al. 2012

En este trabajo se busca comparar los resultados de diferentes códigos cosmológicos con hidrodinámica de gas usados para simular la formación de una galaxia en el paradigma de formación de estructura  $\Lambda$ CDM. Para ello se comparan los resultados de la implementación de nueve códigos con diferentes implementaciones hidrodinámicas, en donde dos de ellos se corrieron tres veces (ver tabla 1 de Scannapieco et al. (2012)). En todos los casos se utilizaron como condiciones iniciales una resimulación *zoomed-in* del halo 'Aq-C' de *Aquarius Project* (Springel et al., 2008).

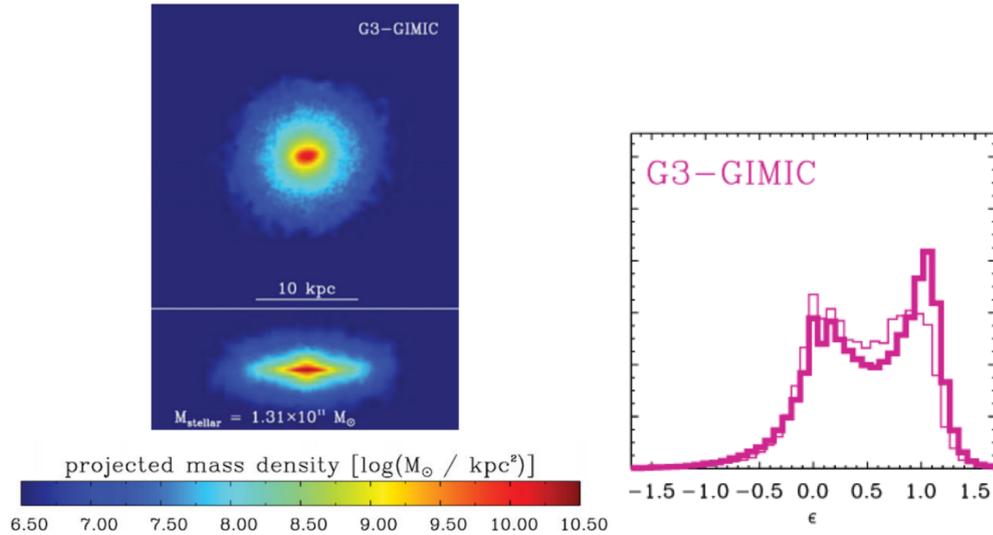


Figura 2.5: En el panel de la izquierda se encuentra la distribución espacial de la densidad de masa estelar proyectada de la galaxia de una de las corridas analizadas. En el panel de la derecha se muestra la correspondiente distribución del parámetro de circularidad. La línea de trazo grueso corresponde a la simulación en alta resolución y la de trazo fino en baja resolución (Scannapieco et al., 2012).

Una de las características que se compara es la morfología. Para ello se estima la importancia de la componente soportada por rotación y por lo tanto para identificar a la misma se recurre a la descomposición dinámica. En este caso se define la circularidad de una estrellas como el cociente entre la componente  $z$  del momento angular específico de la misma y la de una órbita circular del mismo radio  $r$ :

$$\epsilon = \frac{j_z}{j_c(r)} = \frac{j_z}{rV_c(r)}, \quad (2.3.13)$$

donde  $V_c = \sqrt{GM(<r)/r}$  es la velocidad circular. Luego la importancia de la componente disco se estima mediante la fracción de estrellas con  $\epsilon < 0.8$ . Aquellas estrellas con  $\epsilon \leq 0.8$  se las asignan a la componente esferoidal. En la figura 2.5 se puede ver la distribución de circularidades resultante de una de las corridas.

Esta implementación lo que busca es no tener que computar el potencial gravitacional, lo cual es computacionalmente costoso desde el punto de vista de la CPU.

### 2.3.4. Tissera et al. 2012

Para llevar a cabo el estudio de las propiedades químicas de las poblaciones estelares en la formación de galaxias de masas de la Vía Láctea en un universo de materia oscura fría, (Tissera et al., 2012) descomponen dinámicamente ocho galaxias seleccionadas de halos pertenecientes a la parte de alta resolución de las simulaciones de *Aquarius Project* (Springel et al., 2008) (para ver las características de las galaxias centrales y de los halos a los que pertenecen, ver la tabla 1 de Tissera et al. (2012)). El procedimiento que se sigue es similar al que implementan Abadi et al. (2003) (ver subsección 2.3.1). Para cada estrella se calcula el parámetro de circularidad  $\epsilon$  como el cociente entre la componente perpendicular al plano de la galaxia del momento angular  $J_z$  y el momento angular máximo sobre todas la partículas para una dada energía  $J_{z,max}(E)$ . Se consideran que aquellas estrellas con  $\epsilon > 0.65$  forman parte del disco. Se asume este valor de corte para que queden incluidas las estrellas tanto del disco fino como las del disco grueso.

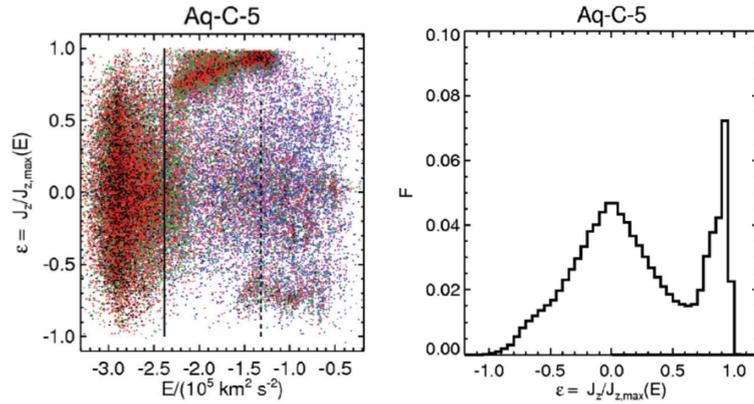


Figura 2.6: El panel izquierdo se muestra la distribución de  $\epsilon$  en función de las energías de las partículas estelares (sólo se muestran el 10 % de las partículas), además se incluye en línea continua y líneas de trazos los valores de energías que separan en tres a la componente esferoidal ( $E_{cent}$  y  $E_{inner}$  respectivamente). El el panel de la derecha se muestra la distribución de  $\epsilon$  (Tissera et al., 2012).

Las estrellas que no cumplen con esta restricción son asignadas a la componente esferoidal, la cual es a su vez diferenciada en tres regiones teniendo en cuenta los valores de la energía. Se define un esferoide central o *bulge* a aquellas partículas con energías más ligadas que  $E_{cent}$ . Este valor está definido como la energía mínima de estrellas con radios  $r \geq 0.5r_{opt}$  ( $r_{opt}$  es un radio característico dentro del cual se encuentra el 83 % de la masa bariónica de la galaxia simulada). Aquellas partículas asignadas al esferoide, cuyos valores de energía se encuentren entre  $E_{cent} < E < E_{inner}$  se consideran parte del halo interno de la galaxia y aquellas con  $E > E_{inner}$  se las asigna a la parte externa del halo. El valor de  $E_{inner}$  se define en base a la mínima energía de aquellas estrellas con  $r > 2r_{opt}$  (ver figura 2.6).

### 2.3.5. Vogelsberger et al. 2014

Este trabajo presenta las simulaciones pertenecientes a *Illustris Project* (Vogelsberger et al., 2014b) (para detalles de las simulaciones ver la sección 4.1) y se las contrasta con observaciones del universo local. Por lo que, a fin de comprobar que el modelo que se utiliza genera una buena mezcla morfológica de tipos tempranos y tardíos, se realiza una descomposición dinámica disco-*bulge*. Para ello se emplean objetos con  $M_* > 10^{11} M_\odot$  con buena resolución espacial y el parámetro de circularidad definido por Abadi et al. (2003). Se define el eje z en función del gas que se encuentra formando estrellas o, en caso de que no haya, las estrellas (lo cual suele suceder en sistemas más masivos). Una vez que se tienen las circularidades de todas las partículas estelares, se clasifica como parte del disco a aquellas que tengan  $\epsilon > 0.7$ . Luego esto permite estimar la importancia de una de las componentes frente a la otra y basándose en esto, hacer una clasificación en diferentes tipos morfológicos.

### 2.3.6. Marinacci et al. 2014

Este trabajo presenta simulaciones hidrodinámicas cosmológicas de ocho halos del tamaño de la Vía Láctea que forman, en la mayoría de los mismos, sistemas dominados fuertemente por discos. Dichos halos han sido estudiados previamente teniendo en cuenta sólo la materia oscura en *Aquarius Project* (Springel et al., 2008). Se comparan los discos estelares de estas galaxias simuladas con las de las galaxias perteneciente al universo local, y para ello se realiza el estudio de la estructura de las mismas. Debido a que la descomposición fotométrica implementada no es lo suficientemente robusta para separar de forma inequívoca la componente disco de la componente esferoidal, entonces se recurre a la descomposición dinámica. Para ello se calcula la distribución del parámetro de circularidad  $\epsilon$  definido por Abadi et al. (2003). Considera sólo las estrellas con  $r < 0.1 R_{vir}$ , donde  $R_{vir}$  el radio virial del halo. Para separar el *bulge* del disco se adopta como criterio que aquellas estrellas con  $\epsilon > 0.7$  se las asigna al disco. En función de las componentes resultantes se puede estimar la importancia de la componente discoidal.

### 2.3.7. Park et al. 2019

Con motivo de estudiar la formación y evolución de componentes disco y esferoide en las galaxias, y de esta manera poder entender su morfología, se lleva a cabo el análisis de 144 galaxias con masas mayores a  $10^9 M_\odot$  a  $z = 0.7$  pertenecientes a la simulación cosmológica de alta resolución *New Horizon* (Kim et al., 2011). Para ello se descompone dinámicamente las galaxias mediante el uso del parámetro de circularidad definido por Abadi et al. (2003). Se define el eje de rotación de cada galaxia como la dirección del vector de momento angular neto de las estrellas que se encuentran dentro del radio que encierra el 90 % de la masa estelar de la galaxia  $R_{90}$ .

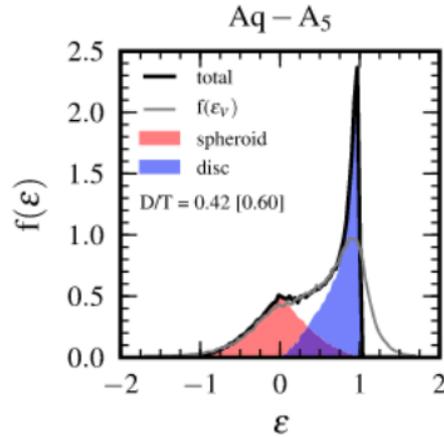


Figura 2.7: Distribución de  $\epsilon$  de una de las 8 galaxias. En rojo se muestra la distribución de  $\epsilon$  de las partículas asignadas al esferoide y en azul la distribución de las asignadas al disco. La línea sólida negra corresponde a la distribución de  $\epsilon$  definido por Abadi et al. (2003) (Marinacci et al., 2014).

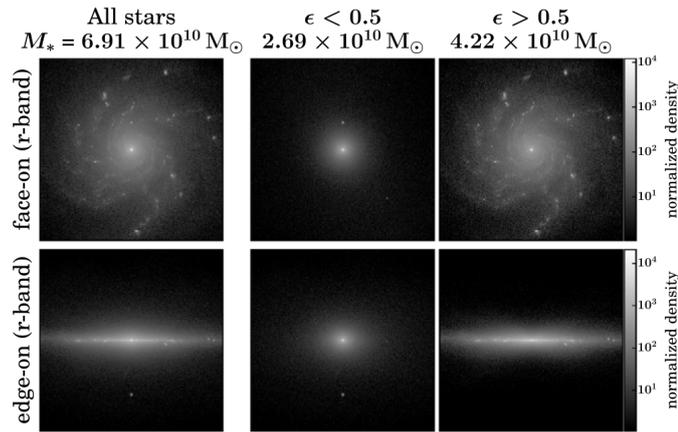


Figura 2.8: Vista de frente (arriba) y de canto (abajo) de la distribución de densidad de masa estelar de toda la galaxia (izquierda), de la componente esferoidal (centro) y de la componente disco (derecha) obtenidas a partir del método de descomposición dinámica implementado (Park et al., 2019).

Una vez hecho esto se define un corte en un valor fijo de  $\epsilon = 0.5$  para determinar si la partícula pertenece a la componente soportada por rotación (disco) o a la soportada por dispersión de velocidades (esferoide) (ver figura 2.8). Este criterio adopta un valor lo suficientemente bajo como para que las estrellas que pertenecen al disco grueso se incluyan en la componente disco.

A pesar de que los diferentes métodos de clasificar estrellas y/o partículas en las diferentes componentes fundamentales de las galaxias son ampliamente aceptados e implementados en la literatura, no existen estudios o calibraciones que indiquen que tan precisos o cuan buenos son los mismos. Una manera de llevar a cabo esto es implementando dichos métodos en galaxias simuladas donde previamente se conozca

a qué componente de la galaxia pertenece cada una de las partículas y comparar con los resultados obtenidos.

	disco	esferoide
Governato et al. (2009)	$\epsilon \geq 0.8; i < 30^\circ$	$\epsilon < 0.8; i > 30^\circ$
Scannapieco et al. (2012)	$\epsilon \geq 0.8$	$\epsilon < 0.8$
Tissera et al. (2012)	$\epsilon \geq 0.65$	$\epsilon < 0.65$
Vogelsberger et al. (2014b)	$\epsilon \geq 0.7$	$\epsilon < 0.7$
Marinacci et al. (2014)	$\epsilon \geq 0.7$	$\epsilon < 0.7$
Park et al. (2019)	$\epsilon \geq 0.5$	$\epsilon < 0.5$

Tabla 2.1: Criterios para descomponer dinámicamente una galaxia en disco y esferoide. En todos los casos el parámetro de circularidad se computa  $\epsilon = J_z(E)/J_{circ}(E)$ , salvo en Scannapieco et al. (2012) donde el parámetro de circularidad se define  $\epsilon = J_z/rV_c(r)$ .

En el próximo capítulo implementaremos los métodos presentados hasta aquí, cuyos criterios de clasificación se encuentran resumidos en la tabla 2.1, en una galaxia modelo.

# Capítulo 3

## Esquema Numérico de Descomposición Dinámica

Las galaxias están formadas por una enorme cantidad de estrellas y partículas de materia oscura, debiendo ser descritas esencialmente como un sistemas de N-partículas no colisionales. Las simulaciones numéricas de N-cuerpos son la herramienta fundamental para seguir la evolución temporal de dichos sistemas, tanto si el estudio es llevado a cabo en situaciones estacionarias como así también en situaciones dinámicas. Por ello en este trabajo, con el fin testear la habilidad de los diferentes métodos de descomposición dinámica, presentados en la sección 2.3, en esta sección se construyen modelos de galaxias preensambladas a partir de sistemas de N-cuerpos en equilibrio no colisionales.

### 3.1. El Código GaLIC

Queremos generar modelos de galaxias en equilibrio con múltiples componentes estelares (esferoide, disco, etc.) para cuantificar la habilidad de los modelos de descomponer dinámicamente de recuperar las propiedades individuales de cada una de las componentes de estos sistemas.

Para generar sistemas dinámicos en equilibrio es necesario resolver la ecuación de la función distribución. Debido a la complejidad de estos sistemas, en general no es posible encontrar una solución analítica. Es por ello que casi siempre debe recurrirse a las soluciones numéricas. Diversos autores han implementado diferentes métodos numéricos para resolver este problema numéricamente. En particular uno de los más robustos y difundidos es el denominado GaLIC: *GALaxy Initial Conditions* desarrollado por Yurin y Springel (2014b). GaLIC es un código numérico que implementa un método iterativo (Yurin y Springel, 2014a) para construir modelos de galaxias en equilibrio. Una de sus características principales es que permite construir modelos con diversas componentes como halo de materia oscura, disco y esferoide, especifi-

cando los perfiles de densidad de cada una de dichas componentes de masa oscura o bariónica. Además es necesario establecer hipótesis generales de simetría sobre las dispersiones de velocidades de las partículas.

Este método iterativo tiene la ventaja de converger rápidamente y permite construir sistemas, como por ejemplo modelos de galaxias disco o elipsoidales en las que las dispersiones de velocidad radial y vertical son diferentes. Los perfiles de densidad incorporados en GaLIC para las diferentes componentes de masa de una galaxia tales como el halo de materia oscura, el esferoide estelar y el disco estelar son modelos ampliamente utilizados en la literatura, entre los que se encuentra el modelo de Navarro et al. (1996), el modelo de Hernquist (1990), el modelo de disco exponencial de Freeman (1970).

El método hace una asignación inicial de velocidades a las partículas y las corrige iterativamente hasta que el sistema converge al equilibrio, minimizando una función de mérito. Sin embargo la estructura de densidad no es suficiente para especificar la estructura de velocidad de un modelo en equilibrio, ya que un campo de densidad estacionario generalmente no implica una única solución para la función distribución. Por lo que para salvar esa ambigüedad se asumen simetrías para la estructura de velocidad del sistema. Esto introduce restricciones que reducen el espacio de soluciones, forzando al sistema a converger a la solución con las propiedades deseadas (para una descripción detallada de la implementación del método ver Yurin y Springel 2014a).

### 3.1.1. Modelos de Galaxia en Equilibrio

Los modelos de galaxia que implementa GaLIC pueden estar formados por hasta tres componentes: un halo de materia oscura, un esferoide y un disco.

La distribución de densidad  $\rho_{dm}(r)$  de un halo de materia oscura de masa  $M_{dm}$  está modelada por un perfil de Hernquist (1990)

$$\rho_{dm}(r) = \frac{M_{dm}}{2\pi} \frac{a}{r(r+a)^3}, \quad (3.1.1)$$

donde  $a$  es el factor de escala (ver panel de la izquierda de la figura 3.2). También incluye la posibilidad de un perfil de halo de materia oscura de Navarro et al. (1996) (NFW)

$$\frac{\rho_{dm}(r)}{\rho_{crit}} = \frac{\delta_s}{(r/r_s)(1+r/r_s)^2}, \quad (3.1.2)$$

donde  $r_s = r_{200}/c$  es el radio característico,  $\rho_{crit} = 3H^2/8\pi G$  es la densidad crítica,  $H$  es la constante de Hubble,  $G$  es la constante de gravitación,  $\delta_c$  es la sobredensidad característica y  $c$  el parámetro de concentración (ambos parámetros tales que la densidad media dentro de  $r_{200}$  es  $200\rho_{crit}$ ). Estos parámetros están relacionados

mediante la siguiente expresión

$$\delta_c = \frac{200}{3} \frac{c^3}{[\ln(1+c) - c/(1+c)]}. \quad (3.1.3)$$

En caso de querer asociar un halo con perfil de Hernquist de masa  $M_{dm}$  a uno con un perfil NFW de masa  $M_{200}$  (es la masa dentro de  $r_{200}$ ) (Springel et al., 2005), se puede hacer relacionando el factor de escala  $a$  con el parámetro de concentración  $c$  mediante

$$a = r_s \sqrt{2[\ln(1+c) - c/(1+c)]}. \quad (3.1.4)$$

El perfil de densidad estelar de la componente esferoidal, también viene dada por un perfil de Hernquist (1990)

$$\rho_b = \frac{M_b}{2\pi} \frac{b}{r(r+b)^3}, \quad (3.1.5)$$

$M_b$  es la masa total del esferoide y  $b$  es la longitud de escala (ver panel de la izquierda de la figura 3.2). Y por último, para el disco se emplea un perfil de tipo exponencial en la dirección radial (ver panel de la derecha de la figura 3.2) y de tipo  $sech^2$  en la dirección vertical (Freeman, 1970)

$$\rho_d(R, z) = \frac{M_d}{4\pi z_0 h^2} sech^2\left(\frac{z}{z_0}\right) exp\left(-\frac{R}{R_d}\right), \quad (3.1.6)$$

$M_d$  es la masa total del disco,  $R_d$  es la longitud de escala del disco y  $z_0$  es la altura de escala del mismo.  $R_d$  queda definido asumiendo que el disco contiene una fracción del momento angular del halo (Mo et al., 1998), mientras que  $z_0$  se asume constante radialmente y está parametrizado en término de la longitud de escala del mismo.

La masa total de la galaxia  $M_{tot}$  en general se especifica en término de la velocidad virial  $v_{200}$ , a través de la expresión

$$M_{tot} = \frac{v_{200}^3}{10GH_0}, \quad (3.1.7)$$

mientras que la masa de las componentes estelares quedan especificadas como fracciones de la masa total:  $M_d = m_d M_{tot}$  en el caso del disco y  $M_b = m_b M_{tot}$  en el caso del esferoide.

## 3.2. Modelo Numérico de Galaxia

Para llevar a cabo los testeos de los métodos de descomposición dinámica, se utiliza el modelo “M1” de Yurin y Springel (2014a). Dicha galaxia consta de un halo de materia oscura, un esferoide estelar y un disco estelar. La distribución espacial de

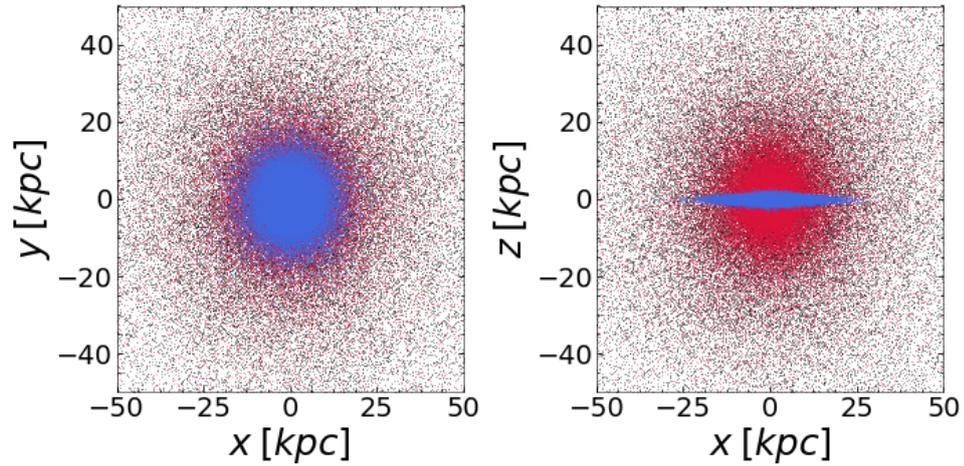


Figura 3.1: Vistas de frente (panel izquierdo) y de canto (panel derecho) de la distribución espacial de las partículas del modelo de galaxia en equilibrio. Negro corresponde a partículas de materia oscura, rojo corresponde a partículas del esferoide y azul corresponde a partículas del disco.

las partículas de materia oscura y estelares de las tres componentes, vista de frente y de canto, se presenta en la figura 3.1.

La masa total de la galaxia es de  $M_{tot} = 1.86 \times 10^{12} M_{\odot}$  y está fijada para tener una velocidad virial  $v_{200} = 200 \text{ km/s}$ , la cual corresponde a aproximadamente la masa de la Vía Láctea. El halo de materia oscura tiene una masa de  $M_{dm} = 1.70 \times 10^{12} M_{\odot}$ , el esferoide  $M_b = 9.30 \times 10^{10} M_{\odot}$  y el disco  $M_d = 6.51 \times 10^{10} M_{\odot}$ . Todas las componentes se generaron con 100.000 partículas cada una. Tanto el halo de materia oscura como el esferoide tienen simetría esférica con factores de escala de  $a = 31.55 \text{ kpc}$  y  $b = 3.15 \text{ kpc}$  para el halo y el esferoide respectivamente. En el caso del disco con una longitud de escala  $R_d = 3.6 \text{ kpc}$  y una altura de escala  $z_0 = 0.72 \text{ kpc}$ . La comparación de los perfiles de densidad teóricos con los perfiles de densidades medidos de cada una de las componentes de la galaxia se presentan en la figura 3.2. En los tres casos se observa coincidencia entre el perfil de densidad teórico y el computado.

En la figura 3.3 se muestra la curva de velocidad circular total de la galaxia, del halo de materia oscura, del esferoide y del disco. Se observa que la componente que más contribuye en masa hacia el centro es el esferoide, mientras que en las regiones externas la componente que predomina es el halo de materia oscura. Por otro lado en el panel derecho de dicha figura se muestran las curvas de velocidad de rotación, donde es evidente que tanto el halo de materia oscura como el esferoide son componentes que no presentan rotación, puesto que los valores de  $v_{\phi} \sim 0 \text{ km/s}$ , mientras que el disco muestra una curva aproximadamente plana en las partes externas.

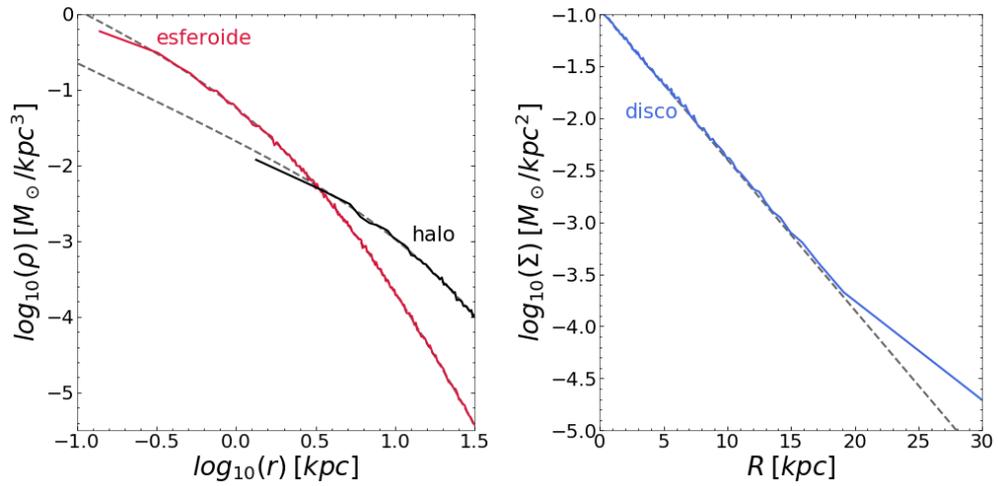


Figura 3.2: Perfiles de densidad de las componentes de la galaxia. En el panel de la izquierda se encuentran los perfiles de densidad de masa del halo y del esferoide, los cuales están modelados por un perfil de densidad de Hernquist. En el panel de la derecha se encuentra el perfil de densidad superficial de masa del disco, el cual está modelado mediante un perfil exponencial. En ambos casos los perfiles teóricos de las componentes se encuentran en línea de trazos gris.

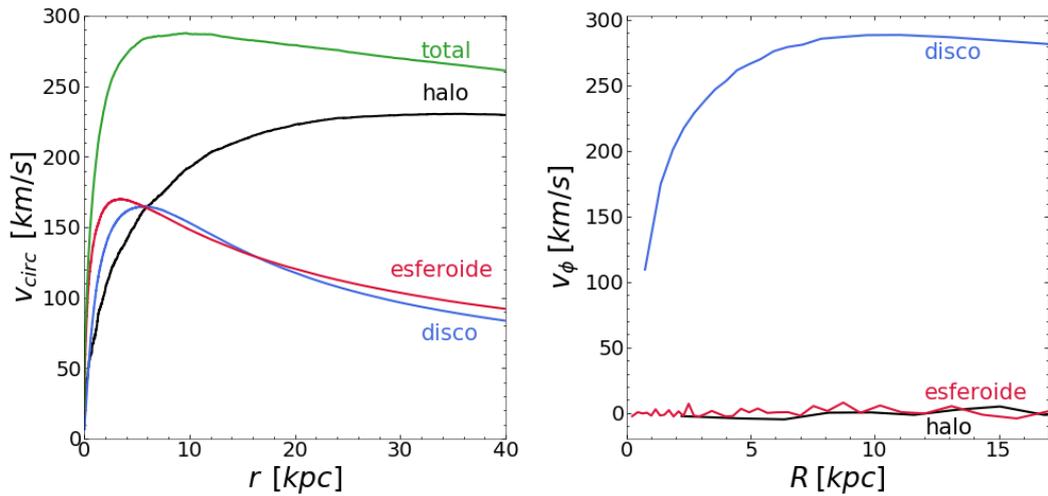


Figura 3.3: Panel izquierdo: velocidad circular total de la galaxia y de cada una de las componentes. Hacia el centro la componente que mayor contribuye en masa es el esferoide, mientras que en las regiones externas la componente que predomina es el halo de materia oscura. Panel derecho: Curvas de velocidad de rotación de las componentes de la galaxia modelo M1. Tanto el halo de materia oscura como el esferoide no presentan rotación, mientras que el disco exhibe una curva aproximadamente plana en las regiones externas.

### 3.2.1. Diagrama de Lindblad

El diagrama de Lindblad de la galaxia *M1* se construye en base a la energía específica para cada una de las partículas (energía por unidad de masa)

$$E_i = \frac{v_i^2}{2} - \sum_{j \neq i} \frac{Gm_j}{r_{ij}} \quad (3.2.8)$$

y la componente *z* del momento angular específico (momento angular por unidad de masa)

$$J_z = (xv_y - yv_x) \quad (3.2.9)$$

(panel izquierdo de la figura 3.4). Debido a que el sistema es axisimétrico sólo se conserva la componente *z* del momento angular definida por la dirección perpendicular al plano del disco de la galaxia. Nótese que los valores de energía y de momento angular han sido normalizados a  $|E|_{max}$  y  $|J|_{max}$  de manera tal que abarquen un rango entre -1 y 0 y -1 y 1, respectivamente. Es evidente que las partículas que pertenecen al disco están concentradas cerca de la curva  $J_{circ}(E)$  debido a su alto soporte rotacional. En el panel de la derecha de la figura 3.4 el parámetro de circularidad  $\epsilon = J_z/J_{circ}$  se computo adoptando la definición de Abadi et al. (2003). Para calcular la curva  $J_{circ}(E)$  se llevó a cabo un bineado en energía, se consideró el valor máximo de  $J_z$  de las partículas que pertenecen a cada intervalo y luego interpolar los valores intermedios utilizando polinomios de primer orden.

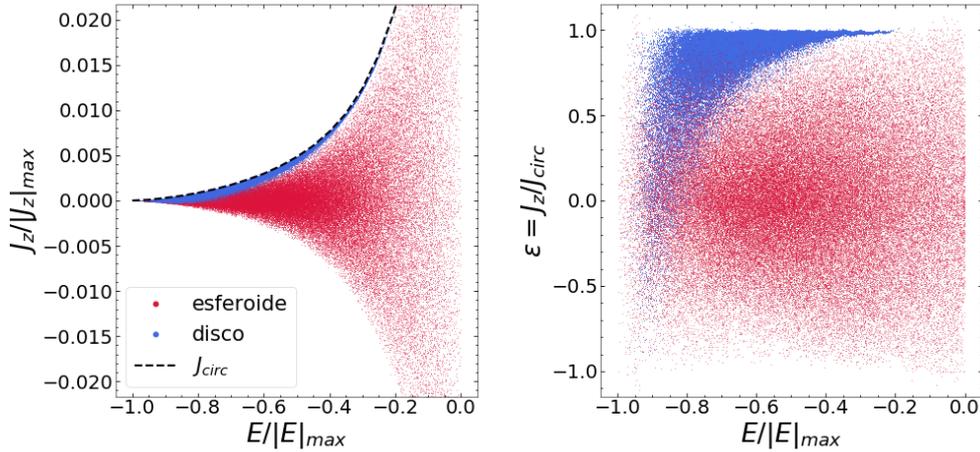


Figura 3.4: Panel de la izquierda: diagrama de Lindblad de la galaxia modelo M1. Panel de la derecha: parámetro de circularidad en función de la energía específica. En rojo están representadas las partículas que pertenecen al esferoide mientras que en azul aquellas partículas que pertenecen al disco.

En la figura 3.5 se muestra el histograma de los valores de circularidades donde se evidencia la presencia de dos picos: uno correspondiente a 1 y el otro correspondiente

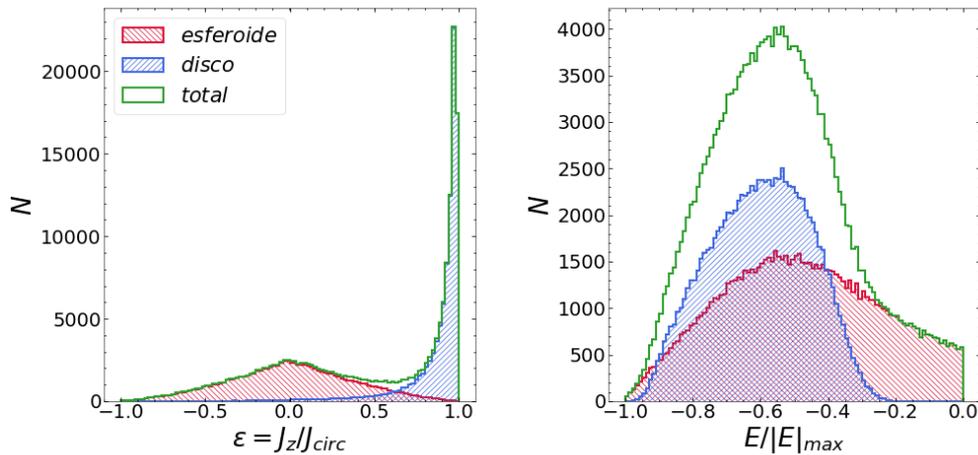


Figura 3.5: Distribución de  $\epsilon$  (panel izquierdo) y de  $E/|E|_{max}$  (panel derecho). En ambos casos el color rojo corresponde al esferoide, mientras que el azul al disco.

a 0. La distribución de  $\epsilon$  de las partículas del disco, está concentrada en torno a valores  $\sim 1$ . Por otro lado queda claro que la distribución de  $\epsilon$  de las partículas correspondientes al esferoide es simétrica respecto del valor central y además el centro de la misma está en cero. En el caso de las distribuciones de energía, la que corresponde al disco es un poco más angosta y está desplazada a valores más ligados, pero no se evidencia una separación tan explícita como en el caso de la circularidad.

### 3.3. Implementación de los Métodos de Descomposición Dinámica

A fin de establecer la habilidad de cada uno de los métodos de descomposición dinámica descritos en la sección 2.3 para identificar la pertenencia a una u otra componente (esferoide o disco) de cada partícula, se implementaron cada uno de ellos en el modelo M1 descrita en la sección 3.2.

La figura 3.6 muestra las partículas identificadas como pertenecientes al esferoide (rojo) y al disco (azules) en el plano circularidad  $\epsilon$  energía normalizada  $E/|E|_{max}$ . Además se graficó la distribución espacial de las componentes disco y esferoidal recuperadas por los diferentes métodos (ver figura 3.7).

Al comparar la forma en la que los diferentes métodos identifican las dos componentes (figura 3.6) se observa que ninguno de estos métodos da algo similar al panel de la derecha de la figura 3.4, el cual es el original. La componente azul se mezcla con la roja en la cola de circularidades cercanas a cero. Además se observa que una de las principales zonas de confusión es la región de energías más negativas que corresponden a partículas que se encuentran más ligadas. Dichas partículas se encuentran en

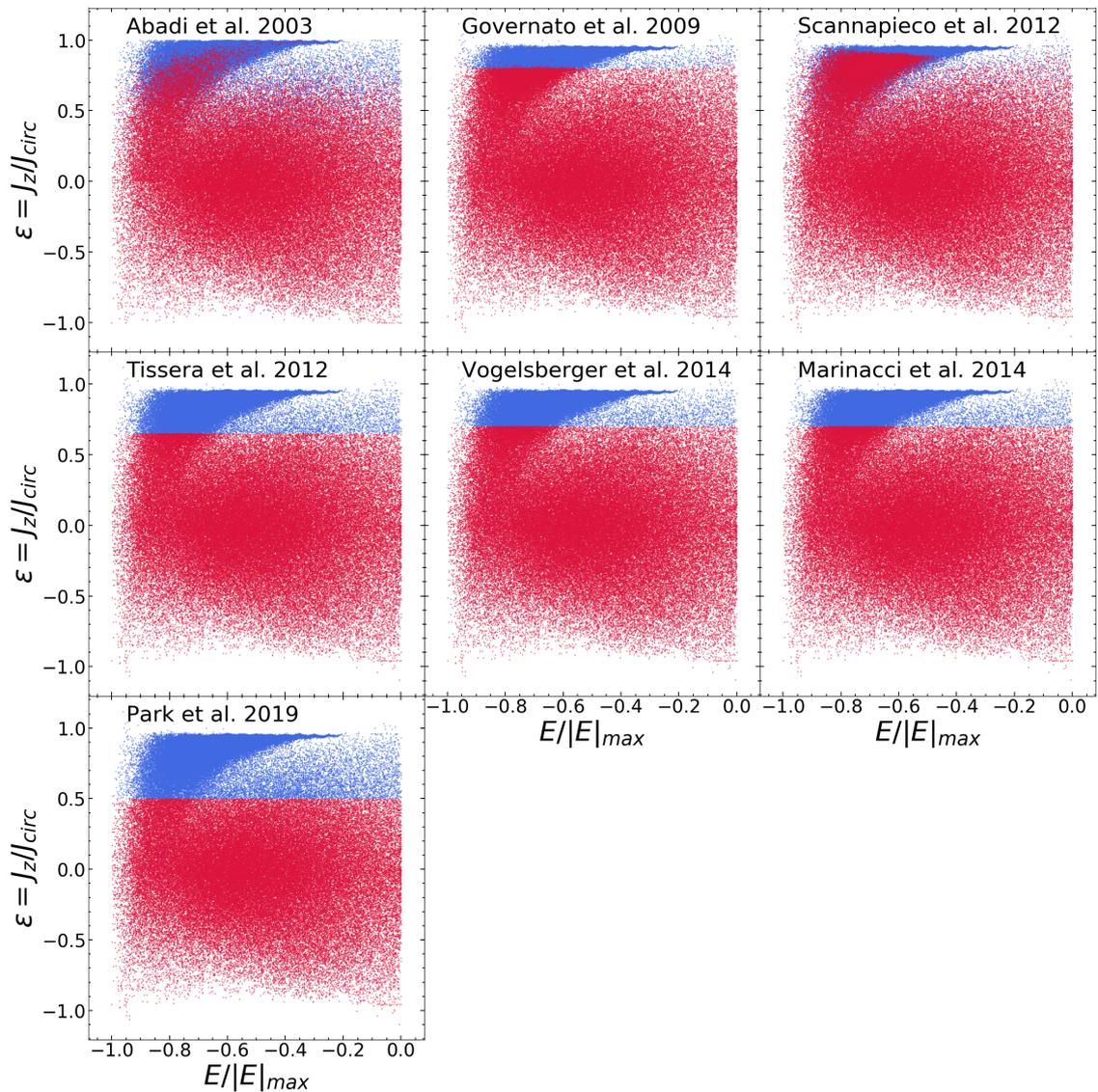


Figura 3.6: Implementación de los diferentes métodos de descomposición dinámica  $\epsilon$  y de  $E/|E|_{max}$  en el modelo de la galaxia M1. En cada panel el rojo corresponde a aquellas partículas que fueron designadas al esferoide y el azul a aquellas partículas que fueron designadas al disco por cada método.

la zona central de la galaxia lo cual se puede observar en las distribuciones espaciales de las componentes (ver figura 3.7). Sin embargo, esto no es ninguna sorpresa, ya que en la zona central conviven espacialmente ambas componentes.

Por último todas las implementaciones no distinguen de manera fidedigna las dos componentes estelares y la distribución espacial de las partículas sugiere que la confusión que presentan es de gran importancia. Sin embargo cuando se comparan las masas del disco y del esferoide obtenidas por los diferentes métodos las discrepancias con los valores que se deberían haber recuperado son de apenas entre el 3% (Abadi et al. 2003 y Tissera et al. 2012) y 14% (Governato et al., 2009) para el esferoide mientras que para el disco difieren entre el 3% (Abadi et al., 2003) y 20% (Governato

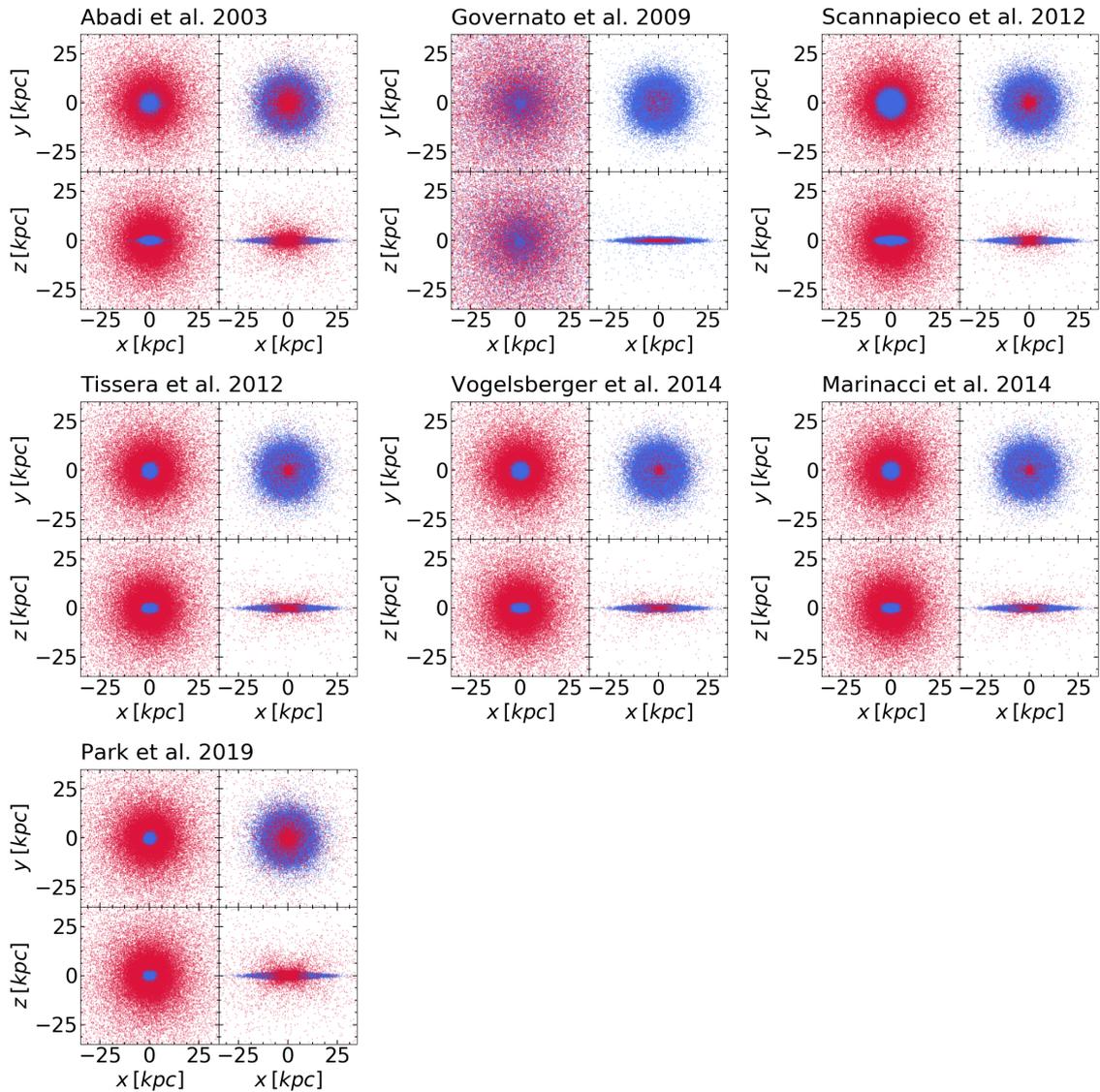


Figura 3.7: Vista de frente y de canto de las componentes del modelo de galaxia M1 recuperadas por los diferentes métodos de descomposición dinámica. En cada caso se muestra la vista de frente (izquierda) y de canto (derecha) del esferoide (arriba) y disco (abajo). Para el esferoide: en rojo partículas que son del esferoide y que el método asignó al esferoide y en azul partículas que son del disco y que el método asignó al esferoide. Para el disco: en color azul partículas que son del disco y que el método asignó al disco y en rojo partículas que son del esferoide y que el método asignó al disco.

et al., 2009).

La razón por la cual los métodos no son suficientemente precisos para descomponer dinámicamente las componentes estelares es que sólo tienen en cuenta la distribución del parámetro de circularidad ignorando la distribución en energía.

En la sección siguiente proponemos una variación del método original de Abadi et al. (2003) que además incluye la distribución de energía, mejorando sensiblemente la identificación de ambas componentes.

### 3.4. Implementación de la distribución de energía en la descomposición dinámica

Se desarrolló una variación del método de descomposición dinámica de galaxias propuesto por Abadi et al. (2003), para que el mismo tuviera en cuenta no sólo la distribución del parámetro de circularidad  $\epsilon$  sino que además tuviese en cuenta la distribución de la energía de ligadura  $E$  de las partículas estelares.

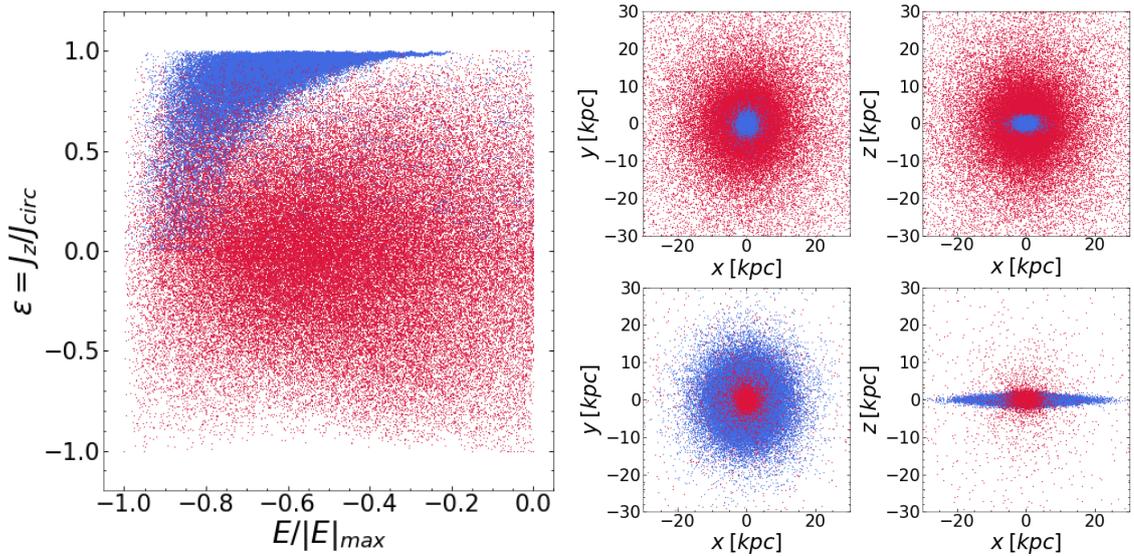


Figura 3.8: Resultados de la implementación de  $E$  en la descomposición dinámica en la galaxia modelo M1. En el panel de la izquierda se muestra el resultado de la descomposición en el gráfico de  $\epsilon$  y  $E$ . En este caso el rojo corresponde a aquellas partículas que fueron designadas al esferoide y el azul a aquellas partículas que fueron designadas al disco por cada método. En el panel de la derecha se muestra la distribución espacial de las componentes estelares recuperadas por el método. Se muestra la vista de frente (izquierda) y de canto (derecha) del esferoide (arriba) y disco (abajo). En el caso del esferoide el color rojo representa las partículas que son del esferoide y que el método asignó al esferoide, mientras que el azul corresponde a aquellas que son del disco pero que el método asignó al esferoide. En el caso del disco el color azul representa las partículas que son del disco y que el método asignó al disco, mientras que el rojo corresponde a aquellas que son del esferoide pero que el método asignó al disco.

Para llevar a cabo la asignación de las partículas a una u otra componente, se procede inicialmente igual que Abadi et al. (2003). Se calcula el parámetro de circularidad  $\epsilon$ , a partir de  $J_z$  y  $J_{circ}$  de las partículas, y se construye el histograma de su distribución. Se asume que el esferoide no rota y por lo tanto estará compuesto de la misma cantidad de partículas contrarrotantes ( $\epsilon \leq 0$ ) y corrotantes ( $\epsilon > 0$ ). Se asume que el disco no tiene partículas contrarrotantes. Por lo tanto todas aquellas partículas con  $\epsilon \leq 0$  se las asigna al esferoide. Luego se refleja la distribución de  $\epsilon \leq 0$  para aquellas que tienen  $\epsilon > 0$ , pero en vez de seleccionarlas de forma aleatoria como hicieron Abadi et al. (2003), la selección se hace ahora teniendo en cuenta la

distribución de  $E$  de aquellas partículas contrarrotantes que por definición son asignadas al esferoide. Para cada intervalo de circularidad  $-\epsilon_0$  se seleccionan partículas en el intervalo simétrico  $\epsilon_0$  cuya cantidad y distribución de  $E$  reproducen la del correspondiente intervalo contrarrotante. De esta manera se asegura que la distribución de energías de la parte contrarrotante y corrotante del esferoide es idéntica. Una vez seleccionadas las partículas del esferoide, todas las partículas restantes son asignadas al disco.

Como se observa al comparar la figura 3.4 con el panel izquierdo de la figura 3.8, el introducir la distribución de  $E$  como parámetro en la descomposición dinámica hace que la misma mejore. Sin embargo sigue existiendo una región de confusión que corresponde a la zona central de la galaxia como se puede apreciar en el panel derecho de la figura 3.8 donde se encuentran las distribuciones espaciales de las componentes que recupera el método. Por otra parte debido a que para un dado intervalo  $\Delta\epsilon$  y  $\Delta E$  no necesariamente van a existir exactamente la misma cantidad de partículas que en el correspondiente intervalo reflejado de  $\Delta\epsilon$  e igual  $\Delta E$ , entonces existen regiones de energías poco ligadas y  $\epsilon > 0$  que presentan partículas mal clasificadas. Al igual que en los casos anteriores, tenemos que la masa de las componentes que se recuperan con este método difiere de los valores fiduciaros en un 4% en el caso del esferoide y en un 5% en el caso del disco.

No sólo es importante recuperar la cantidad de partículas correctas, sino que es necesario recuperar sus propiedades intrínsecas tales como parámetro de escala,

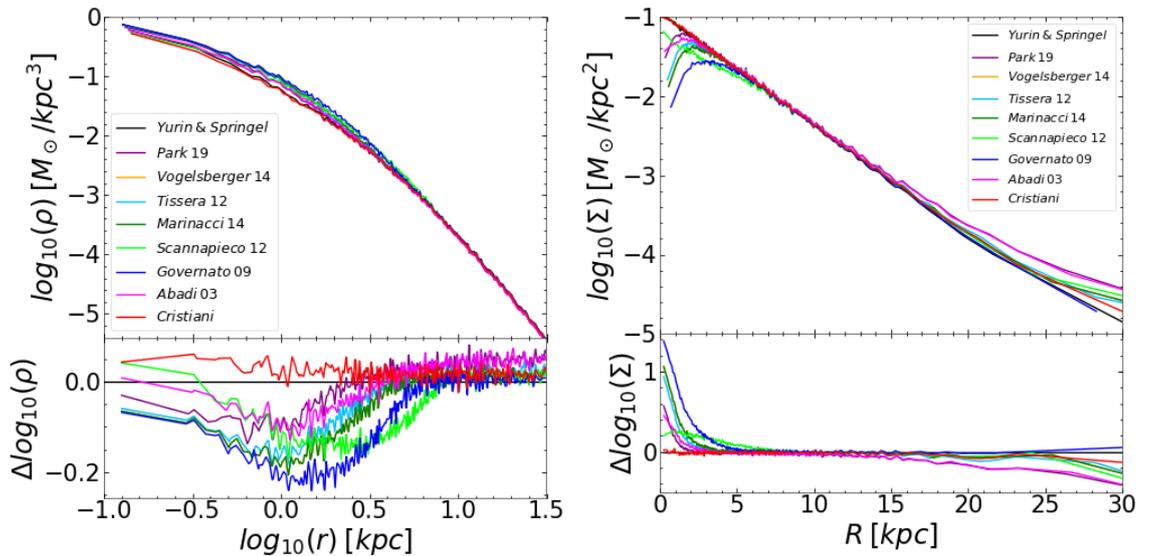


Figura 3.9: Comparación de los perfiles de densidad de masa de las componentes estelares recuperadas por los diferentes métodos de descomposición dinámica y los correspondientes a la galaxia fiduciaria. En el panel de la izquierda se muestran los perfiles de densidad de masa volumétrica del esferoide. En el panel de la derecha se muestran los perfiles de densidad de masa superficial del disco, medidos sobre el plano del mismo.

curva de rotación, etc. En la figura 3.9 comparamos los perfiles de densidad de masa recuperados por cada uno de los métodos y los comparamos con el perfil original. Para ello se construyó el perfil de densidad 3D de la componente esferoidal y el perfil de densidad proyectada de la componente discoidal, tanto para aquellas que fueron obtenidas a partir de los diferentes métodos como para las componentes fiduciaras.

En el caso del esferoide los perfiles de densidad obtenidos por cada método son muy similares al de referencia, sobre todo desde  $r = 6.3kpc$  hacia el exterior. En cuanto a las discrepancias, estas se encuentran ubicadas hacia la región central, en donde la mayoría de los métodos tienden a sobrestiman la densidad, salvo en el caso del método propuesto en este trabajo (Cristiani) el cual adopta valores que se encuentran ligeramente por debajo del original (Yurin & Springel).

Por otra parte en el caso del disco los perfiles de densidad superficial de las componentes obtenidas a partir de cada una de las diferentes implementaciones de descomposición dinámica coinciden con el de la componente de referencia entre  $R = 6kpc$  y  $R = 13kpc$ , donde  $R$  es el radio en coordenadas cilíndricas medido sobre el plano del disco. Para  $R < 6kpc$  las curvas que corresponden a los métodos expuestos en la sección 2.3 se apartan del perfil fiduciario y en su mayoría presentan una notable caída a medida que se aproximan al centro del disco. Para  $R > 13kpc$  todos los métodos, salvo los correspondientes a Cristiani y Governato et al. (2009) se apartan sistemáticamente del perfil de la componente original adoptando valores por encima del mismo.

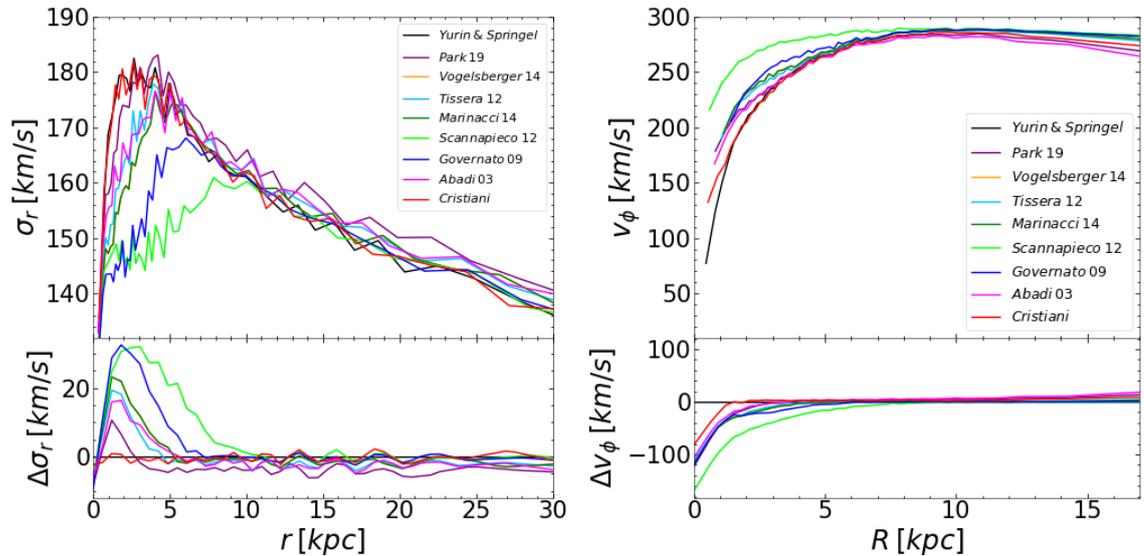


Figura 3.10: En el panel de la izquierda se muestra la dispersión de velocidad de la componente radial  $\sigma_r$  de los esferoides obtenidos de la implementación de los diferentes métodos junto con la correspondiente a la de la componente original. En el panel de la derecha se encuentra la velocidad tangencial o de rotación  $v_\phi$  de los discos recuperados por los diferentes métodos junto con la de la componente fiduciaria.

Además se examinó la dispersión de velocidades de la componente radial del esferoide en función del radio  $r$  comparando los valores en cada uno de los esferoides. Como se observa en el panel izquierdo de la figura 3.10, la curva que más se asemeja a la de referencia es el método que tiene en cuenta  $E$  (Cristiani). El resto de los métodos alcanzan el valor máximo en  $\sigma_r$  en radios mayores al de la componente fiduciaria y, salvo en el caso de Park et al. (2019), los valores máximos que alcanzan son inferiores al que presenta la componente original.

Por otra parte se comparó la velocidad de rotación  $v_\phi$  en función de  $R$  del disco fiduciario y del obtenido a partir de implementar cada uno de los métodos de descomposición dinámica. Para radios  $R < 5kpc$  la curva de  $v_\phi$  que mejor reproduce la correspondiente al disco de referencia es la obtenida a partir del método propuesto en este trabajo (Cristiani), mientras que el resto de los discos poseen velocidades sistemáticamente mayores en esa región. A partir de  $R \sim 5kpc$  la mayoría de los métodos presentan un leve decaimiento con respecto al perfil original del disco. Si bien el método propuesto por Scannapieco et al. (2012) tiene la enorme ventaja de no requerir del cálculo de las energías potenciales, es a costa de notables diferencias sistemáticas en las velocidades recuperadas.

Concluimos que la incorporación de la distribución de  $E$  como parámetro en la descomposición dinámica produce una mejora en la misma, no sólo a la hora de clasificar las partículas en las diferentes componentes bariónicas, sino que también al reproducir más fielmente características de dichas componentes, logrando una mejora sustancial con respecto a Abadi et al. (2003). Por lo tanto se adoptó este método para llevar a cabo el análisis, ya no de un modelo en equilibrio sino que, de galaxias pertenecientes a simulaciones cosmológicas, como se presenta en el siguiente capítulo.

# Capítulo 4

## Simulaciones Numéricas Illustris

La complejidad inherente de la dinámica gravitacional y de la hidrodinámica que involucran a los procesos de formación y evolución de las galaxias hace que una solución analítica detallada sea imposible. En los últimos años las simulaciones hidrodinámicas de galaxias han progresado debido a los avances de poder de cómputo junto a la implementación de algoritmos numéricos mejorados, así como también al perfeccionamiento de modelos de los procesos físicos más relevantes. Esto ha permitido obtener en un volumen cosmológico, y de manera simultánea, predicciones estadísticas de sistemas de gran tamaño (como en el caso de los cúmulos de galaxias) junto con propiedades de las galaxias a una escala mucho más pequeña (como la morfología de una galaxia). Esto permite llevar a cabo estudios que comparen las observaciones existentes con los resultados obtenidos a partir de dichas simulaciones y así poder testear los modelos existentes. Una de las primeras simulaciones en lograr conjugar todas estas características son las simulaciones pertenecientes al proyecto Illustris (Vogelsberger et al., 2014b), las cuales corresponden a una serie de simulaciones hidrodinámicas a gran escala de la formación de galaxias en el contexto del modelo cosmológico de concordancia  $\Lambda$ CDM.

### 4.1. Código de la Simulación y Modelo de Formación de Galaxias

Utilizando el código AREPO Springel (2010) siguen la evolución temporal de un volumen cosmológico cúbico de  $106.5Mpc$  de lado. Este código utiliza un teselado de Voronoi del volumen simulado donde los puntos que generan las celdas se mueven con el flujo de gas formando una malla adaptativa.

El cálculo de la gravedad, se lleva a cabo empleando un esquema *Tree-PM* (Xu, 1995). El potencial de cada partícula se divide en dos en el espacio de Fourier: una parte corresponde a fuerzas de corto alcance y la otra a fuerzas de largo alcance, calculándose por separado con un algoritmo *Tree* (Barnes y Hut, 1986) y un *Particle*

*Mesh*, respectivamente.

Además se incluyen procesos astrofísicos fundamentales como el enfriamiento radiativo del gas (teniendo en cuenta su densidad, temperatura, metalicidad, etc.), formación estelar estocástica con un umbral de densidad en  $0,13 \text{ cm}^{-3}$ , enriquecimiento químico, el realimentación por supernovas, acreción y fusión por agujeros negros super masivos, y realimentación de AGN asociado a ellos. Para una descripción detallada de estos procesos véase Vogelsberger et al. (2014a) mientras que Vogelsberger et al. (2013) y Torrey et al. (2014) detallan la implementación de los mismos.

Los parámetros cosmológicos utilizados para generar las condiciones iniciales corresponden a los de una cosmología  $\Lambda$ CDM. Con  $\Omega_m = 0.2726$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.7274$ ,  $\Omega_b = 0.0456$ ,  $\sigma_8 = 0.809$ ,  $n_s = 0.963$ , y  $H_0 = 100h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  con  $h = 0.704$ . Aquí  $\Omega_m$ ,  $\Omega_\Lambda$  y  $\Omega_b$  son las contribuciones de densidad de masa/energía de la materia (bariones y materia oscura), la constante cosmológica y los bariones respectivamente;  $\sigma_8$  la amplitud de las fluctuaciones de masa dentro de esferas de radio  $R=8h^{-1} \text{ Mpc}$  linealmente extrapoladas a  $z = 0$ ,  $n_s$  es el índice espectral del espectro de potencias primordial siendo estos valores consistentes con las mediciones de WMAP-9 (Hinshaw et al., 2013).

Las condiciones iniciales son generadas a corrimiento al rojo  $z = 127$  y contienen aproximadamente 18 mil millones de partículas de materia oscura y la misma cantidad de celdas con gas, en un cubo periódico de  $\sim 106.5 \text{ Mpc}$  de lado, a las cuales se les sigue su evolución hasta el presente ( $z = 0$ ). El parámetro de ablandamiento gravitacional para las partículas de materia oscura y para las bariónicas no colisionales es de  $\epsilon_{DM} = 1h^{-1} \text{ kpc}$  y  $\epsilon_B = 0.5h^{-1} \text{ kpc}$  en coordenadas comóviles respectivamente, mientras que la longitud de suavizado del gas es adaptativa.

La escala espacial mínima dónde se pueden resolver los procesos bariónicos y la hidrodinámica del gas corresponde al tamaño más pequeño que pueden alcanzar las celdas, el cual en este caso es de  $\sim 48 \text{ pc}$ . Las partículas de materia oscura poseen una masa de  $6.26 \times 10^6 M_\odot$  mientras que las bariónicas  $1.26 \times 10^6 M_\odot$ . Esto permite estudiar la evolución temporal de las poblaciones de galaxias en el Universo, como así también su estructura interna.

## 4.2. Identificación y Procesado de Galaxias

La identificación de los halos de materia oscura se llevó a cabo en simultáneo con la evolución de la simulación. Dichos halos se identificaron empleando un algoritmo *friends-of-friends* (FOF) (Davis et al., 1985) con una longitud de linqueo de 0.2 veces la separación media entre partículas en cada uno de los 137 snapshots de salida generados. La cantidad mínima de partículas para identificar una estructura independiente se fijó en 32 partículas de materia oscura. Los restantes tipos de

partículas (estrellas, celdas de gas, agujeros negros super masivos) se anexaron a las estructuras anteriores ya identificadas, en una segunda etapa (Dolag et al., 2009). Por último, para identificar aquellas estructuras que estuviesen ligadas gravitacionalmente dentro de los grupos FOF establecidos, emplearon el algoritmo SUBFIND (Springel et al. (2001); Dolag et al. (2009)).

Una vez hecho esto derivaron algunas propiedades de las galaxias a partir de la masa contenida dentro del radio  $r_*$  (dicho radio se define como el doble del radio a mitad de masa estelar de cada uno de los halos). Entre las propiedades se computaron están la masa estelar, la luminosidad en varios filtros de banda ancha (i,g,r) y metalicidades, etc. Estas características permiten comparar las poblaciones estelares de las galaxias simuladas con observaciones, mediante el uso de modelos de síntesis de población estelar, los cuales proporcionan una forma directa de asociar la información de las estrellas simuladas con espectros o luminosidades observadas.

### **4.3. Descomposición Dinámica de una Muestra de Galaxias pertenecientes a las simulaciones Illustris**

En esta sección aplicaremos el método de descomposición a galaxias de simulaciones cosmológicas en el modelo  $\Lambda$ CDM, en particular Illustris. A  $z = 0$  esta simulación contiene  $\sim 40000$  galaxias resueltas con más de 500 partículas estelares cada una. Galaxias con masas estelares similares a las de la Vía Láctea del orden de  $10^{10.8}M_{\odot}$  están resueltas con  $\sim 10^5$  partículas estelares, las cuales son suficientes para llevar a cabo una descomposición dinámica robusta como las realizadas en la sección 3.3.

Se seleccionó una muestra de 9 galaxias disco cuya velocidad de rotación  $v_{rot} \sim 220km/s$  entre  $0.9 < r_{gal} < 1.0$ , donde  $r_{gal} = 2r_{1/2}^*$  y  $r_{1/2}^*$  es el radio que contiene la mitad de la masa estelar total de la galaxia, y cuya masa estelar contenida dentro de  $r_{gal}$  fuese  $M_*( < r_{gal} ) \simeq 6 \times 10^{10}M_{\odot}$ . La distribución espacial de las partículas estelares se muestra en la figura 4.1. Se observa que los criterios adoptados para la selección de la muestra no garantizan que las galaxias sean discos, dos galaxias en proceso de fusión pueden cumplir con dichos requisitos como se ve en el caso de la Galaxia B.

Una vez rotadas las galaxias para que la dirección de momento angular total estelar coincida con el eje z, se las descompuso dinámicamente utilizando el método descrito en la sección 3.4. Además se subdividió la componente disco en una componente de disco fino y una de disco grueso. Para ello se construyó un disco fino teórico con un perfil de masa exponencial soportado por rotación y con dispersión de velocidades del 20 % y se calculó la distribución del parámetro circularidad del mis-

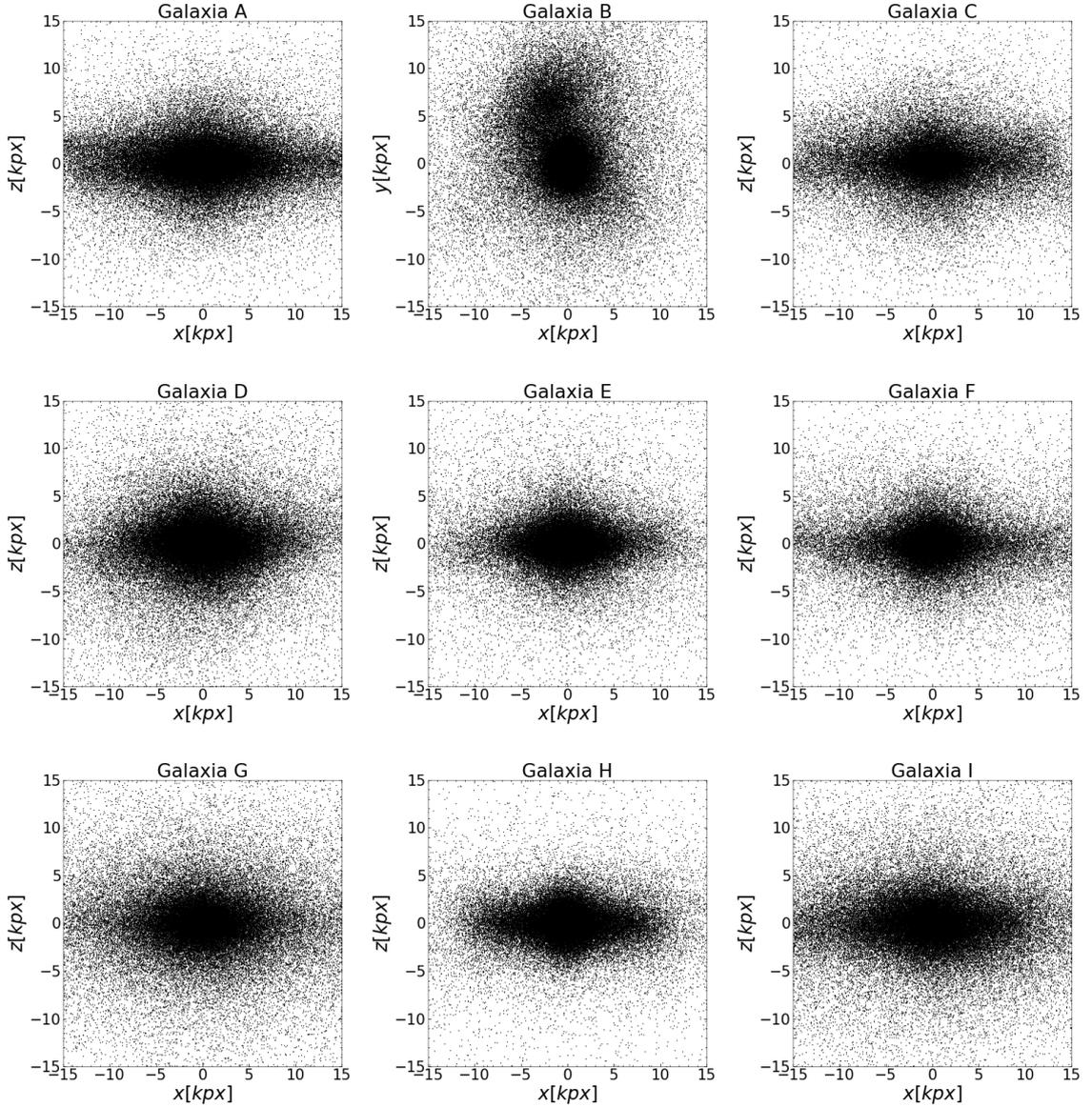


Figura 4.1: Distribución espacial de las partículas estelares de la muestra de galaxias de Illustris. La vista de todas las galaxias es de canto, salvo la Galaxia B cuya vista es de frente. Se puede observar que la mayoría de las galaxias de la muestra presentan, en principio, dos componentes estelares diferentes.

mo. Se seleccionaron aquellas partículas del disco cuya distribución correspondiera a la del disco teórico como parte del disco fino, mientras que el resto fueron asignadas al disco grueso. El resultado obtenido se muestra en la figura 4.2. En la figura 4.2 se muestra una vista de canto (con excepción de la Galaxia B donde la vista es de frente) de la distribución espacial de cada una de las componentes estelares, además de la distribución total del parámetro de circularidad y la contribución de cada una de las componentes estelares de la galaxia. Puede notarse que en la mayoría de los casos la distribución de circularidad es bimodal mostrando dos picos: uno en  $\epsilon \sim 0$

(esferoide) y otro en  $\epsilon \sim 1$  (disco). El caso más conspicuo es el de la Galaxia B que corresponde claramente a una fusión de dos galaxias, por lo cual es esperable que la distribución de circularidad no se corresponda con los modelos presentados en la sección 3.1.1, con dos componentes. En el caso de la Galaxia E se puede ver que la morfología del esferoide no es completamente esférico o elipsoidal sino que presenta un remanente de partículas del disco, por lo que hay que tenerlo en cuenta al interpretar el resto de los resultados.

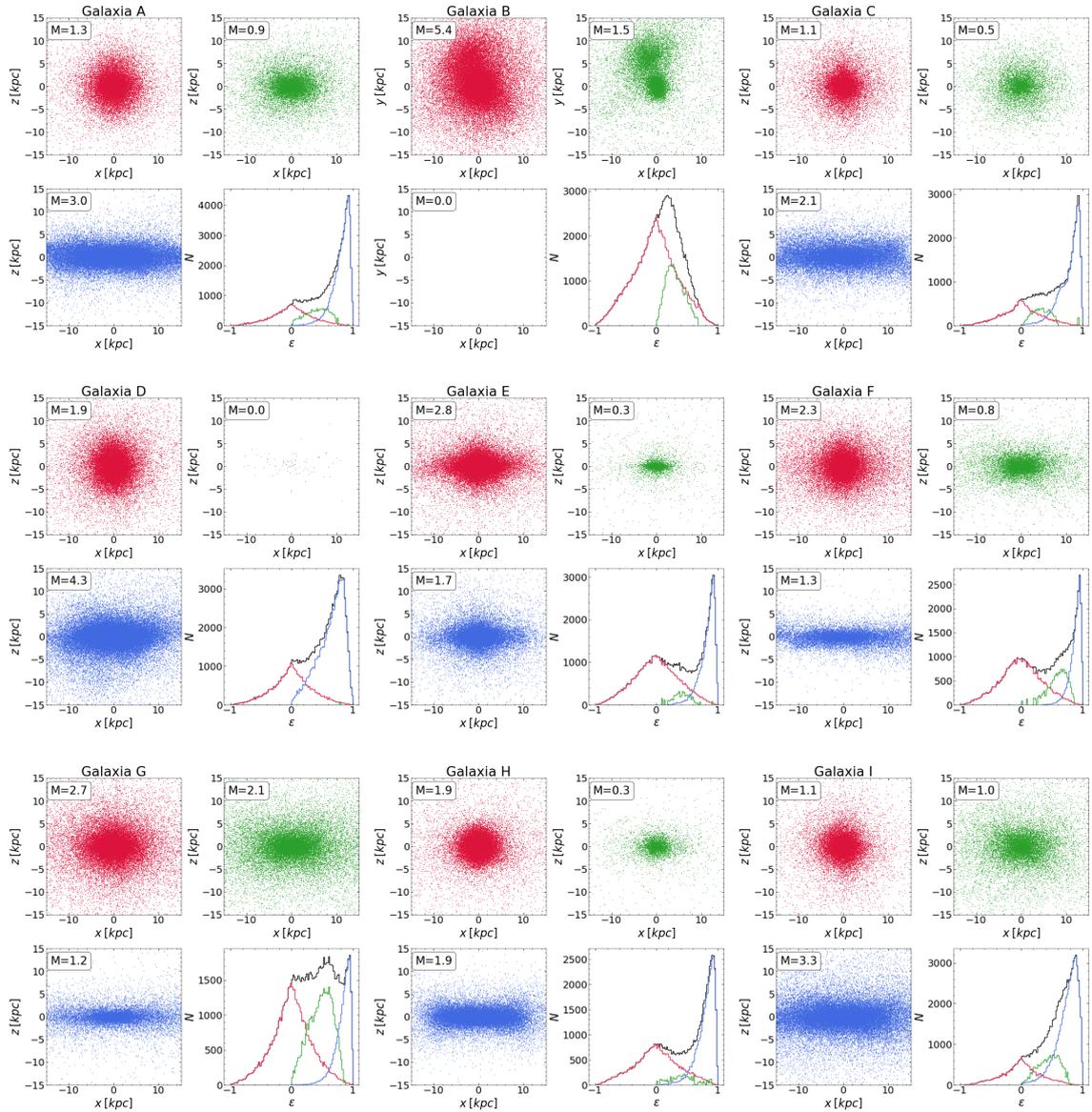


Figura 4.2: Distribución espacial de las componentes obtenidas al realizar la descomposición dinámica de la muestra. En cada caso el panel superior izquierdo corresponde al esferoide, el panel superior derecho al disco grueso y el inferior izquierdo al disco fino, las masas de cada una de las componentes se encuentran en unidades de  $10^{10} M_{\odot}$ . En el panel inferior derecho se muestra la distribución total del parámetro de circularidad de la galaxia y la contribución de cada una de las componentes.

	$M_{esferoide}/M_{tot}$	$M_{disco\ grueso}/M_{tot}$	$M_{disco\ fino}/M_{tot}$
Galaxia A	0.15	0.20	0.65
Galaxia B	0.78	0.22	0.00
Galaxia C	0.30	0.13	0.57
Galaxia D	0.31	0.00	0.69
Galaxia E	0.58	0.06	0.36
Galaxia F	0.52	0.18	0.30
Galaxia G	0.45	0.35	0.20
Galaxia H	0.46	0.08	0.46
Galaxia I	0.20	0.19	0.61

Tabla 4.1: Fracción de masas de las componentes estelares (esferoide  $M_{esferoide}$ , disco grueso  $M_{disco\ grueso}$  y  $M_{disco\ fino}$ ) de la galaxia con respecto a la masa estelar total de la galaxia  $M_{tot}$ .

Se calcularon las fracciones de masas del esferoide, disco grueso y disco fino de las 9 galaxias de la muestra, las cuales se muestran en la tabla 4.1. Se observa que en la mayoría de los casos la componente menos masiva es el disco grueso, mientras que la componente más masiva alterna entre el esferoide y el disco fino. Para analizar la distribución de masa se computaron las curvas de velocidad circular mediante la expresión

$$V_{circ}(r) = \sqrt{\frac{GM(< r)}{r}}, \quad (4.3.1)$$

donde  $M(< r)$  es la masa de la componente dentro de radio  $r$ . El resultado se muestra en la figura 4.3 donde las líneas continuas corresponden a la velocidad circular total, del halo, del gas y de las estrellas, mientras que las líneas a trazos corresponden a las componentes resultantes de la descomposición dinámica. Las curvas de velocidad circular son planas hacia las regiones exteriores debido a la contribución del halo de materia oscura. En todos los casos se observa que el gas es relativamente despreciable. Las flechas verticales indican el radio a mitad de masa de cada una de las respectivas componentes estelares, a partir de las cuales se puede observar que la componente esferoidal domina hacia el centro puesto que es más concentrada. En todas las galaxias con una componente de disco fino se observa que el radio a mitad de masa es entre 1.5 a 3.3 veces el radio a mitad de masa del esferoide, a partir de lo cual se puede inferir que las estrellas del esferoide se tuvieron que formar a distancias mucho mas grandes que las del disco, proviniendo de acreción de galaxias satélites (véase Abadi et al. 2006).

En la figura 4.4 se computaron las velocidades de rotación de la componente estelar total y las contribuciones individuales de las componentes dinámicas (esferoide, disco fino y disco grueso). Como es de esperar el esferoide tiene rotación nula mientras que el disco fino es la componente más altamente soportada por rotación, mientras que el disco grueso tiene una rotación no despreciable aunque sistemáti-

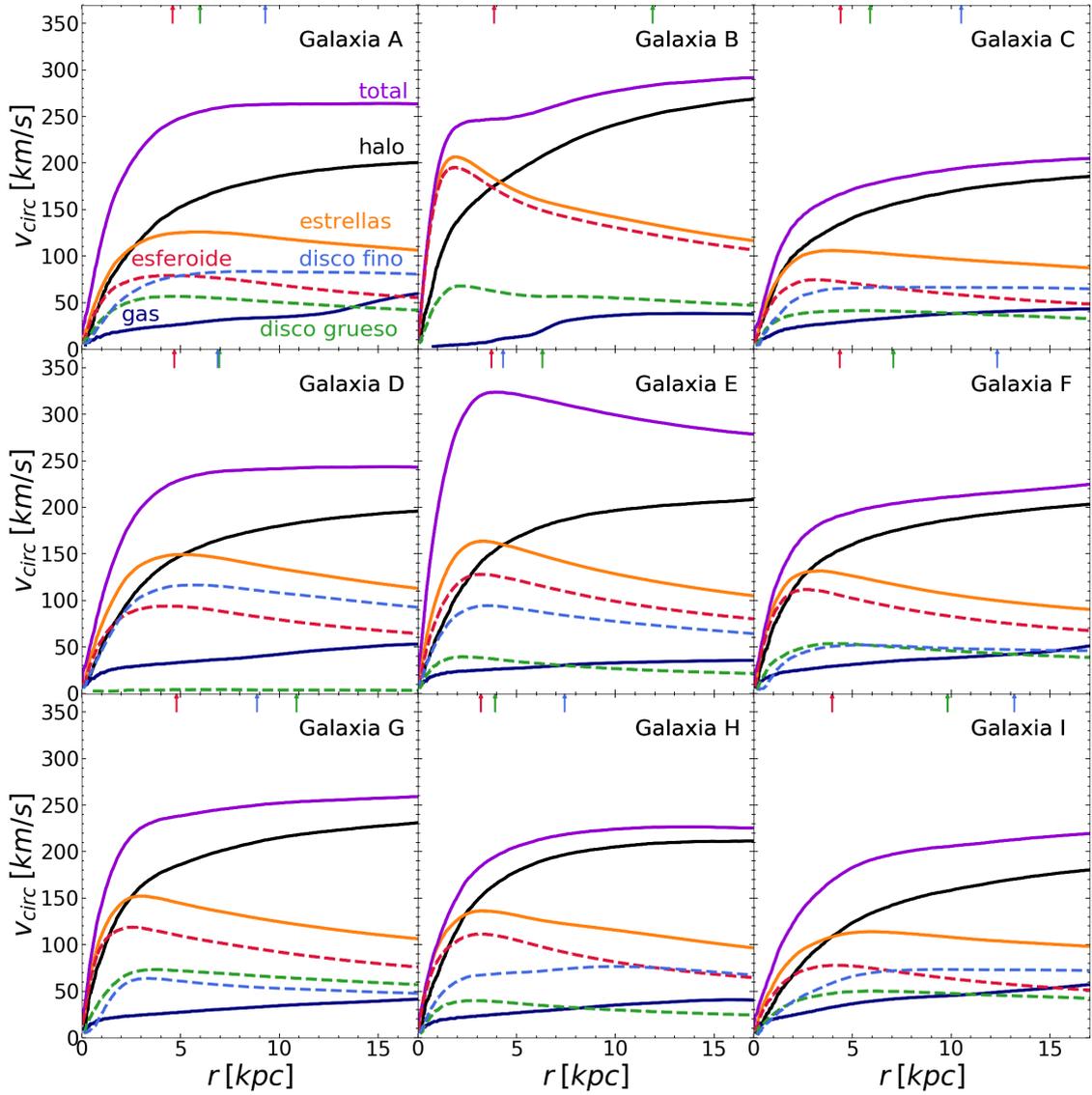


Figura 4.3: Curvas de velocidad circular de las galaxias de la muestra. Las líneas continuas corresponden las curvas de velocidad circular total (violeta), del halo (negro), del gas (azul oscuro) y de la componente bariónica (amarilla). En líneas a trazos se indican las curvas de velocidad circular de las componentes obtenidas a partir de la descomposición dinámica: esferoide (rojo), disco grueso (verde) y disco fino (celeste). Las flechas sobre el eje horizontal superior indican el radio a mitad de masa de las componentes estelares.

camente menor que el disco fino. La irregularidad de la curva de rotación del disco grueso de la Galaxia D se debe a que esta componente tiene muy pocas partículas.

Por último se calcularon los perfiles radiales de densidad superficial de masa vistos de frente del disco total y las contribuciones individuales del disco fino y disco grueso. Es importante destacar que los perfiles individuales del disco fino y grueso no pueden ser ajustados por perfiles exponenciales. En la mayoría de los casos el perfil de la distribución superficial de masa del disco fino domina sobre el perfil del disco grueso. La línea magenta a trazos representa el ajuste de un perfil exponencial

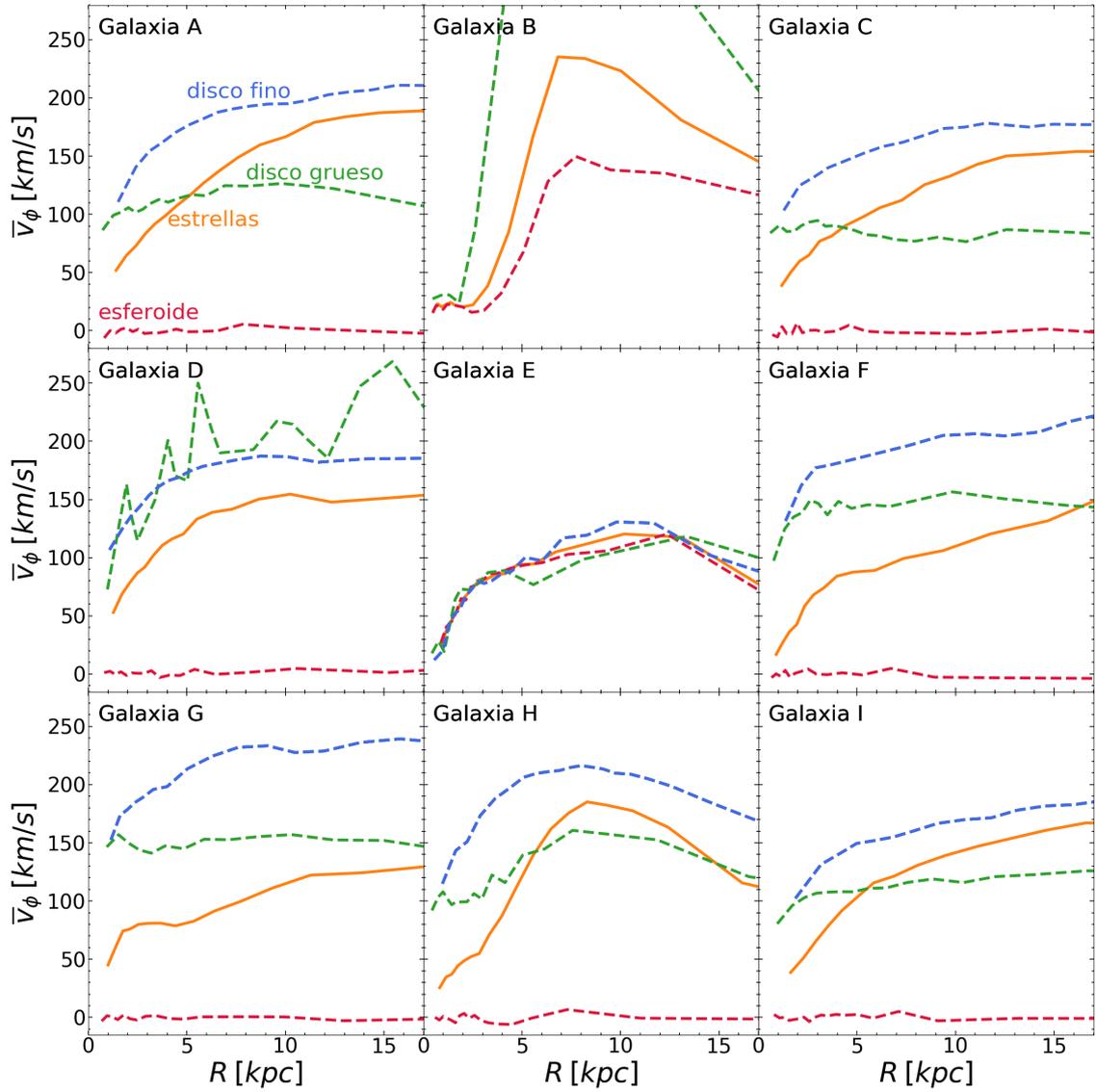


Figura 4.4: Velocidad de rotación de las componentes estelares de la muestra de galaxias. La línea continua amarilla corresponde a la velocidad de rotación de todas las estrellas mientras que las líneas a trazos corresponden al esferoide (rojo), disco grueso (verde) y disco fino (celeste) obtenidos a partir de la descomposición dinámica.

en las regiones centrales del disco fino, con longitudes de escala con valores entre  $1.4kpc$  y  $4.5kpc$ . El resultado se presenta en la figura 4.5. Estos resultados parecen indicar que la típica descomposición fotométrica del disco proveniente de dos discos exponenciales no es una buena hipótesis para el caso de estas simulaciones. Sin embargo hay que tener presente que los perfiles computados en este caso son perfiles de masa y no perfiles de luminosidad.

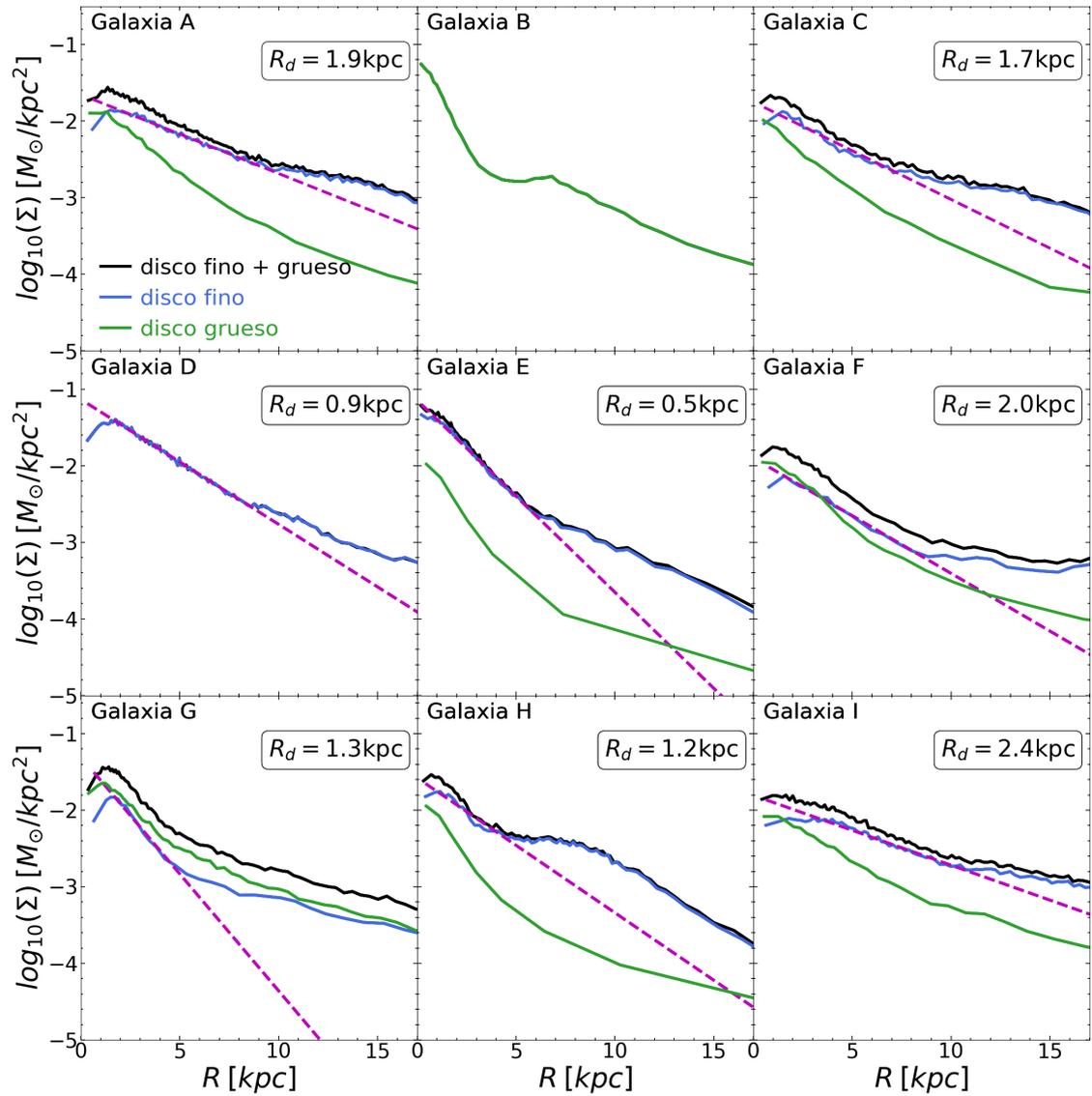


Figura 4.5: Perfil de densidad superficial del disco (línea continua negra), del disco grueso (línea continua verde) y del disco fino (línea continua celeste) de la muestra de galaxias de Illustris. El ajuste de un disco de perfil de masa exponencial a la componente disco fino está en línea de trazos violeta.

# Capítulo 5

## Conclusiones

Las galaxias son sistemas complejos y la comprensión de su formación y evolución depende del entendimiento sobre la formación y evolución de cada una de sus componentes estelares. Por ello la descomposición de las galaxias en sus diversas componentes estelares es una herramienta fundamental para el estudio de los procesos de la formación y evolución de las mismas, ya que al separar la componente estelar en cada una de sus componentes fundamentales se pueden establecer sus propiedades físicas intrínsecas y trazar su evolución hacia atrás en el tiempo permitiendo dilucidar su formación y evolución.

El diagrama de Lindblad es una herramienta imprescindible a la hora de llevar a cabo la descomposición dinámica de las galaxias. Como el diagrama se construye en base integrales de movimiento del sistema, es decir cantidades que se conservan en tiempo, partículas con propiedades dinámicas diferentes ocupan diferentes regiones que no cambian con el tiempo en el diagrama lo que permite establecer algún criterio para poder distinguirlas.

Actualmente existen diferentes métodos para llevar a cabo la descomposición dinámica de galaxias y diferentes autores adoptan distintos criterios. Sin embargo no existe ningún estudio que haya examinado la habilidad de los diferentes métodos en descomponer galaxias generadas a partir de condiciones iniciales ad-hoc que establezcan de antemano la pertenencia a una u otra componente estelar. En este trabajo se compararon los resultados de implementar el método propuesto por Abadi et al. (2003) y algunas variaciones al método hechas por diferentes autores. Además se presentó una mejora del método de Abadi et al. (2003) que tiene en cuenta la distribución de energía de ligadura de las partículas. Se encontró que el método propuesto en este trabajo es el que mejor descompone dinámicamente, ya que reproduce mejor las propiedades intrínsecas de las partículas tales como las curvas de velocidad circular, velocidad de rotación y los perfiles de densidad superficial de masa del disco. En todos los casos se observa que la mayor zona de confusión a la hora de llevar a cabo una descomposición dinámica de una galaxia es su zona central, ya que estrellas de las diferentes componentes estelares (esferoide, disco fino

y disco grueso) se encuentran conviviendo.

Se llevó a cabo una selección de una muestra de 9 galaxias de las simulaciones numéricas cosmológicas Illustris-1, teniendo en cuenta que su velocidad de rotación y masa sean similares a la Vía Láctea. Se descompusieron dinámicamente en un esferoide y en un disco utilizando el método propuesto en este trabajo, el cual tiene en cuenta la distribución de circularidad y la distribución de energía de las partículas. Además al disco se lo descompuso en un disco fino y uno grueso implementando un modelo teórico para el primero. Se calcularon las masas de cada una de las componentes estelares y luego se analizaron las curvas de velocidad circular, velocidad de rotación, perfiles de densidad superficial del disco y radio de escala de la componente de disco fino de las galaxias de la muestra.

Se encontró que en la mayoría de los casos la componente menos masiva es el disco grueso, mientras que la componente más masiva alterna entre el disco fino y el esferoide. La mayor contribución en masa en la región central esta hecha por la componente estelar, más precisamente por el esferoide, mientras que en las regiones externas está dada por el halo de materia oscura. También se encontró que en la mayoría de los casos la componente esferoidal no rota y que la mayor contribución en rotación proviene del disco fino. Finalmente los perfiles de brillo superficial no puede ser representado por la suma de dos perfiles exponenciales representando individualmente las contribuciones del disco fino y disco grueso.

# Referencias

- (1) Abadi, M. G.; Navarro, J. F.; Steinmetz, M. y Eke, V. R. *ApJ* **2003**, *597*, 21-34.
- (2) Abadi, M. G.; Navarro, J. F. y Steinmetz, M. *MNRAS* **2006**, *365*, 747-758.
- (3) Barnes, J. y Hut, P. *Nature* **1986**, *324*, 446-449.
- (4) Carroll, B. W. y Ostlie, D. A., *An introduction to modern astrophysics and cosmology*, 2006.
- (5) Davis, M.; Efstathiou, G.; Frenk, C. S. y White, S. D. M. *ApJ* **1985**, *292*, 371-394.
- (6) de Vaucouleurs, G. *Handbuch der Physik* **1959**, *53*, 311.
- (7) Dolag, K.; Borgani, S.; Murante, G. y Springel, V. *MNRAS* **2009**, *399*, 497-514.
- (8) Dreyer, J. L. E. *MmRAS* **1888**, *49*, 1.
- (9) Freeman, K. C. *ApJ* **1970**, *160*, 811.
- (10) Governato, F.; Brook, C. B.; Brooks, A. M.; Mayer, L.; Willman, B.; Jonsson, P.; Stilp, A. M.; Pope, L.; Christensen, C.; Wadsley, J. y Quinn, T. *MNRAS* **2009**, *398*, 312-320.
- (11) Hernquist, L. *ApJ* **1990**, *356*, 359.
- (12) Herschel, J. F. W. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I* **1864**, *154*, 1-137.
- (13) Hinshaw, G. et al. *ApJS* **2013**, *208* 19, 19.
- (14) Hubble, E. P. *ApJ* **1926**, *64*, 321-369.
- (15) Hubble, E. P., *Realm of the Nebulae*, 1936.
- (16) Kim, J.; Park, C.; Rossi, G.; Lee, S. M. y Gott J. Richard, I. *Journal of Korean Astronomical Society* **2011**, *44*, 217-234.
- (17) Lindblad, B. *Handbuch der Astrophysik* **1933**, *5*, 937.
- (18) Marinacci, F.; Pakmor, R. y Springel, V. *MNRAS* **2014**, *437*, 1750-1775.

- (19) Messier, C. *Catalogue des Nébuleuses et des Amas d'Étoiles (Catalog of Nebulae and Star Clusters)*; inf. téc.; 1781, págs. 227-267.
- (20) Mo, H. J.; Mao, S. y White, S. D. M. *MNRAS* **1998**, *295*, 319-336.
- (21) Mo, H.; van den Bosch, F. C. y White, S., *Galaxy Formation and Evolution*, 2010.
- (22) Navarro, J. F.; Frenk, C. S. y White, S. D. M. *ApJ* **1996**, *462*, 563.
- (23) Noether, E. *Nachrichten von der Gesellschaft der Wissenschaften zu Göttingen, Mathematisch-Physikalische Klasse* **1918**, *1918*, 235-257.
- (24) Park, M.-J.; Yi, S. K.; Dubois, Y.; Pichon, C.; Kimm, T.; Devriendt, J.; Choi, H.; Volonteri, M.; Kaviraj, S. y Peirani, S. *ApJ* **2019**, *883* 25, 25.
- (25) Planck Collaboration et al. *A&A* **2016**, *594* A1, A1.
- (26) Planck Collaboration et al. **2018**, arXiv:1807.06209.
- (27) Scannapieco, C. et al. *MNRAS* **2012**, *423*, 1726-1749.
- (28) Sérsic, J. L. *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina* **1963**, *6*, 41.
- (29) Smoot, G. F. et al. *ApJL* **1992**, *396*, L1.
- (30) Sparke, L. S. y Gallagher John S., I., *Galaxies in the Universe: An Introduction*, 2007.
- (31) Spergel, D. N. et al. *ApJS* **2007**, *170*, 377-408.
- (32) Springel, V.; Wang, J.; Vogelsberger, M.; Ludlow, A.; Jenkins, A.; Helmi, A.; Navarro, J. F.; Frenk, C. S. y White, S. D. M. *MNRAS* **2008**, *391*, 1685-1711.
- (33) Springel, V. *MNRAS* **2010**, *401*, 791-851.
- (34) Springel, V.; Di Matteo, T. y Hernquist, L. *MNRAS* **2005**, *361*, 776-794.
- (35) Springel, V.; White, S. D. M.; Tormen, G. y Kauffmann, G. *MNRAS* **2001**, *328*, 726-750.
- (36) Tissera, P. B.; White, S. D. M. y Scannapieco, C. *MNRAS* **2012**, *420*, 255-270.
- (37) Torrey, P.; Vogelsberger, M.; Genel, S.; Sijacki, D.; Springel, V. y Hernquist, L. *MNRAS* **2014**, *438*, 1985-2004.
- (38) Vogelsberger, M.; Genel, S.; Springel, V.; Torrey, P.; Sijacki, D.; Xu, D.; Snyder, G.; Bird, S.; Nelson, D. y Hernquist, L. *Nature* **2014**, *509*, 177-182.
- (39) Vogelsberger, M.; Genel, S.; Sijacki, D.; Torrey, P.; Springel, V. y Hernquist, L. *MNRAS* **2013**, *436*, 3031-3067.
- (40) Vogelsberger, M.; Genel, S.; Springel, V.; Torrey, P.; Sijacki, D.; Xu, D.; Snyder, G.; Nelson, D. y Hernquist, L. *MNRAS* **2014**, *444*, 1518-1547.

- 
- (41) White, S. D. M. y Rees, M. J. *MNRAS* **1978**, *183*, 341-358.
  - (42) Xu, G. *ApJS* **1995**, *98*, 355.
  - (43) Yurin, D. y Springel, V. *MNRAS* **2014**, *444*, 62-79.
  - (44) Yurin, D. y Springel, V. GALIC: Galaxy initial conditions construction., 2014.