

Universidad Nacional de Córdoba
Facultad de Matemática, Astronomía y Física
Trabajo Especial de la Licenciatura en Astronomía

**Componentes estelares contrarrotantes en
simulaciones de galaxias disco**

Autor: David Gabriel Algorry

Director: Mario Gabriel Abadi

Córdoba, Marzo de 2011

Clasificación

98.62.Ai Origin, formation, evolution, age, and star formation
98.62.Dm Kinematics, dynamics, and rotation

Palabras Clave

Simulaciones Cosmológicas - Galaxias disco - Dinámica - Componentes
Contrarrotantes

Resumen

Durante los últimos años, observaciones de galaxias disco han revelado componentes gaseosas y estelares que rotan en sentido contrario a la rotación del disco. El origen de la contrarrotación aún es incierta, aunque diversos escenarios han sido propuestos para su formación. Las simulaciones numéricas cosmológicas del modelo de Λ CDM, muestran que también es posible encontrar este tipo de componentes contrarrotantes en galaxias simuladas.

El objetivo de este trabajo es, mediante la utilización de simulaciones cosmológicas de N-cuerpos, realizar un análisis de la formación y evolución de las galaxias con componentes contrarrotantes para ayudar a revelar las razones de su formación.

Índice general

1. Observaciones y Teoría	2
1.1. Observaciones de componentes contrarrotantes	2
1.2. Modelo de formación de galaxias	8
2. Simulaciones Numéricas	11
2.1. Introducción	11
2.2. Realimentación	13
2.3. Modelos de Realimentación	15
2.3.1. Modelo “Standard”	15
2.3.2. Modelos “All In ” y “Low Kinetic”	15
3. Galaxias Simuladas	19
3.1. Componentes fotométricas de una galaxia disco	19
3.2. Constantes de movimiento para un potencial con simetría axial	21
3.3. Componentes dinámicas de una galaxia disco en equilibrio es- table	23
3.4. Circularidad	27
4. Componentes estelares contrarrotantes	30
4.1. Distribución espacial de las componentes dinámicas	30
4.2. Circularidades de las componentes estelares	31
4.3. Componentes contrarrotantes	36
4.4. Tiempos de formación	47
4.5. Evolución temporal	51
5. Conclusiones y Trabajos Futuros	60

Capítulo 1

Observaciones y Teoría

1.1. Observaciones de componentes contrarrotantes

La evidencia observacional acumulada en los últimos 20 años ha mostrado que galaxias de diferentes tipos morfológicos presentan componentes contrarrotantes. Esto significa que en una galaxia, dos componentes estelares o gaseosas diferentes, tales como el disco, la barra o el bulbo comparten el mismo eje de rotación espacial, pero lo hacen en direcciones opuestas. Debe tenerse en cuenta que observacionalmente en general se determina solo la componente de las velocidades a lo largo de la línea de la visual, por lo que la contrarrotación puede ser sólo aparente, debiéndose tener cuidado en la eventual interpretación de estas observaciones. En este capítulo se presenta una revisión de la evidencia observacional acumulada hasta el presente de galaxias contrarrotantes teniendo en cuenta su tipo morfológico y tipo de material contrarrotante. Además, debe destacarse que hasta el momento la evidencia observacional es relativamente fragmentaria y escasa tratándose en general de algunos pocas decenas de ejemplos. Sin embargo, dado que representan un gran desafío tanto desde el punto de vista observacional como teórico, estos objetos despiertan un alto interés en la actualidad. Diversos escenarios han sido propuestos para la formación de estas componentes contrarrotantes. Entre ellos se encuentran eventos menores de fusión disipativos (Balcells & Quinn 1990), la acreción de gas proveniente de una galaxia enana y la subsecuente formación estelar (Franx & Illingworth 1988) o eventos mayores de fusión disipativos entre una galaxia elíptica y una tipo disco o entre dos galaxias disco.

Los primeros descubrimientos de componentes contrarrotantes corresponden a galaxias elípticas con un núcleo contrarrotante (Franx & Illingworth

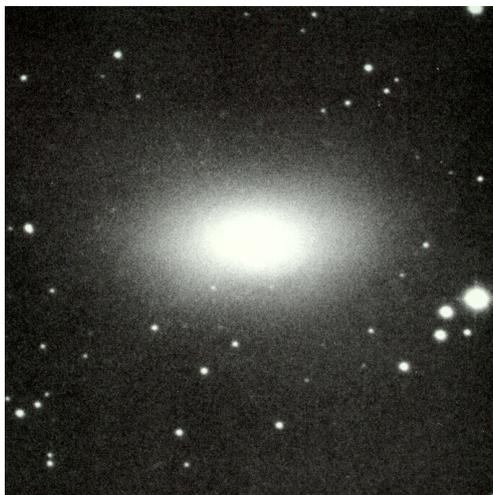


Figura 1.1: Imágen fotométrica de la galaxia IC 4889, que presenta una componente contrarrotante de gas y en forma de disco Vega Beltran et al. (1997)

(1988); Bender et al. (1994); Rix & White (1992)). En este tipo de galaxias, la contrarrotación puede ser de tres modos diferentes según sea el material que contrarrote y respecto de quien lo haga:

Gas vs Estrellas Una fracción relativamente alta (50 %) de galaxias elípticas (Macchetto et al. (1996)) vistas de canto, presentan discos de gas ionizado que rotan en sentido contrario de la componente estelar principal. Sus masas típicas son relativamente bajas $M_{HII} = 10^3 - 10^5 M_{\odot}$ (Bregman et al. (1992)) y en general el plano que forman estos discos es ortogonal al eje menor de la galaxia. Algunos ejemplos de estas galaxias elípticas son: NGC 3528, NGC 5354, NGC 5898 y NGC 7097 entre otras.

Gas vs Gas En la galaxia elíptica (E4) NGC1052 las observaciones espectroscópicas de la línea del Hidrógeno H_{α} han revelado la presencia de dos componentes centrales superpuestas de gas ionizado que rotan en sentidos opuestos (Plana & Boulesteix (1996)). En la galaxia elíptica IC 4889 se detectaron dos componentes en forma de disco de gas ionizado que rotan en sentidos opuestos. Ambos casos indicarían eventos de acreción múltiples, como el escenario más probable para su formación. La figura 1.1 muestra, como ejemplo, una imagen de esta galaxia donde se puede observar que la misma posee una apariencia similar a una galaxia elíptica E5 normal y, por lo tanto, para detectar la componente contrarrotante es necesario un análisis espectroscópico detallado.

Estrellas vs Estrellas Se ha observado que en algunas galaxias elípticas, el núcleo presenta una discontinuidad entre su rotación y la de la región externa. Este fenómeno se ha detectado en galaxias tales como: IC 1459, NGC 1439, NGC 1700, entre otras.

Al igual que en galaxias elípticas, la contrarrotación, también se ha detectado en galaxias lenticulares y espirales. Los primeros descubrimientos revelaron la presencia de movimientos retrógrados de gas y estrellas en discos de galaxias espirales tempranas (Rix et al. (1992); Merrifield & Kuijken (1994); Bertola et al. (1996)). El origen de la contrarrotación estelar ha sido estudiado intensivamente, y generalmente, se le atribuye a la acreción de pequeños satélites o a la acreción retrógrada de gas externo y la subsecuente formación estelar (Merrifield & Kuijken (1994); Thakar & Ryden (1996)). Sin embargo, otras alternativas son posibles, como por ejemplo, las inestabilidades dinámicas de origen interno inducidas por la presencia de una barra (Evans & Collett (1994)).

La contrarrotación, en galaxias disco, al igual que en las elípticas, puede ser de tres modos diferentes según sea el material que contrarrote y respecto de quien lo haga:

Gas vs Estrellas Se han encontrado un gran número de galaxias lenticulares (S0) con discos de gas ionizados que rotan en sentido contrario al disco estelar. Datos observacionales, muestran que de todas las galaxias S0 que poseen gas, la mitad posee una componente gaseosa contrarrotante. Debido a esto, se han estudiado diversos escenarios para su formación utilizando simulaciones numéricas. En particular, la acreción continua de gas externo, la acreción episódica de gas externo y las fusiones disipativas de galaxias enanas (Thakar & Ryden (1996), Thakar et al. (1997)) han sido propuestas como mecanismos que producen una componente gaseosa contrarrotante. En galaxias espirales, el fenómeno de contrarrotación a gran escala es poco común. De hecho, solo el 10 % de las galaxias espirales estudiadas de una muestra que posee un total de 38 galaxias espirales tempranas y 12 tardías, poseen un disco gaseoso o estelar contrarrotante (Kannappan & Fabricant (2001); Pizzella et al. (2004)).

Gas vs Gas Observaciones en galaxias disco, tales como la galaxia espiral (Sab) NGC 4826 (Braun et al. (1992)) y la galaxia lenticular NGC 7332 (Fisher et al. (1994)), han detectado dos discos gaseosos superpuestos con sentidos opuestos de rotación. Los principales escenarios para la formación de esta clase de discos contrarrotantes es la acreción retrógrada de gas. Es interesante destacar el ejemplo de la galaxia espiral (SBa) NGC 253 (Anan-

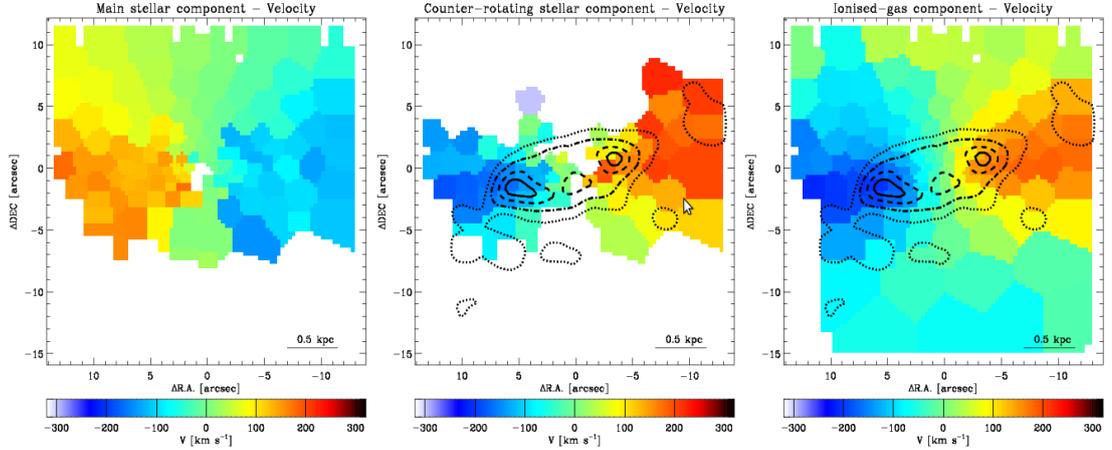


Figura 1.2: Campo de velocidades a lo largo de la visual de la galaxia NGC 5719. El panel izquierdo muestra a la componente estelar central, el panel central muestra la componente estelar contrarrotante y el panel derecho muestra una componente de gas contrarrotante. Los contornos negros indican isofotas derivadas de la línea de emisión de $H\beta$. Esta imagen fue extraída de Coccato et al. (2011).

tharamaiah & Goss (1996)) la cual posee una región central con tres componentes de gas ionizado: una con un sentido de rotación igual que el disco estelar de la galaxia, otra con sentido contrario, y la última con una rotación normal al disco.

Estrellas vs Estrellas Algunos ejemplos de componentes estelares contrarrotantes a gran escala en galaxias disco son: NGC 4550 (Rubin et al. (1992); Rix et al. (1992); Emsellem et al. (2004)), NGC 7217 (Merrifield & Kuijken (1994)), NGC 3593 (Bertola et al. (1996); Corsini et al. (1998); García-Burillo et al. (2000)), NGC 4138 (Jore et al. (1996)), NGC 5719 (Vergani et al. (2007)), NGC 5728 (Prada & Gutiérrez (1999)) y NGC 7331 (Prada et al. (1996)).

Dado el alto grado de interés en la existencia de componentes estelares contrarrotantes, en este tipo de galaxias donde el soporte dinámico proviene fundamentalmente por movimientos de rotación, se analizan los siguientes casos de galaxias disco con componentes estelares contrarrotantes:

1. Discos vs discos: Un ejemplo observacional bien estudiado es la galaxia espiral NGC 5719, que posee dos componentes estelares contrarrotantes discoidales. La componente principal posee una velocidad de rotación máxima de $\sim 150 \text{ km s}^{-1}$ a 1.1 kpc del centro, mientras que la componente contrarrotante, que además de estrellas contiene gas ionizado,

posee una velocidad de rotación máxima de $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$ a la misma distancia del centro. La figura 1.2 muestra el campo de velocidades a lo largo de la visual de la componente estelar principal (panel izquierdo), de la componente estelar contrarrotante (panel central) y de una componente de gas ionizado contrarrotante (panel derecho). Este campo de velocidades es realizado y explicado en el trabajo de Coccato et al. (2011). Además de la velocidad de rotación, las características de estas dos componentes son bien diferentes. En primer lugar, la componente corrotante posee un rango de edades de entre 2 y 13.5 Gyr (con una media de 4 Gyr y una desviación estandar de 4 Gyr). La metalicidad de esta componente es similar a la de la vecindad solar con una media de $[Z/H] = 0.08$ y una desviación estandar de 0.20. La componente contrarrotante es más joven, con un rango de edades de entre 0.7 y 2 Gyr (edad media de 1.3 Gyr y una desviación estandar de 0.6 Gyr), y la metalicidad varía entre $[Z/H] \sim -1$ en la región externa, $[Z/H] \sim 0$ en la región intermedia, y $[Z/H] \sim 0.3$ en la región externa (Coccato et al. (2011)). El escenario propuesto por Vergani et al. (2007), es que la componente estelar contrarrotante se ha originado del gas acretaado durante la fusión en curso con NGC 5713.

2. Bulbos vs discos: Una galaxia muy estudiada debido a su luminosidad y a su similitud con la Vía Láctea, es la galaxia espiral (Sb) NGC 7331, que posee una componente central que rota en sentido contrario al disco. La figura 1.3 muestra la distribución de velocidades en la línea de la visual a tres diferentes distancias del centro. Prada et al. (1996) han encontrado que la componente contrarrotante aparece entre los radios $5''$ y $15''$ desde el centro de la galaxia, y han propuesto un origen externo de acreción retrógrada de gas y estrellas. Sin embargo, no descartan la posibilidad de la formación inicial del bulbo con una rotación determinada, y la subsecuente formación del disco con una rotación contraria a la del bulbo. En el último de los casos, es necesario explicar el cambio de orientación del momento angular durante la evolución de la galaxia.
3. Contrarrotación en galaxias barradas: Otro caso de particular interés es el de la galaxia espiral barrada NGC 5728, que presenta una componente central contrarrotante (Prada & Gutiérrez (1999)) con una velocidad relativamente baja respecto a la componente más externa de rotación alta. La figura 1.4 muestra la distribución de velocidades en la línea de la visual a diferentes distancias del centro galáctico que van desde $-6.5''$ a $6.5''$. Estas mediciones se realizaron para tres ángulos diferentes respecto del largo de la rendija del espectrógrafo (p.a.). Cada

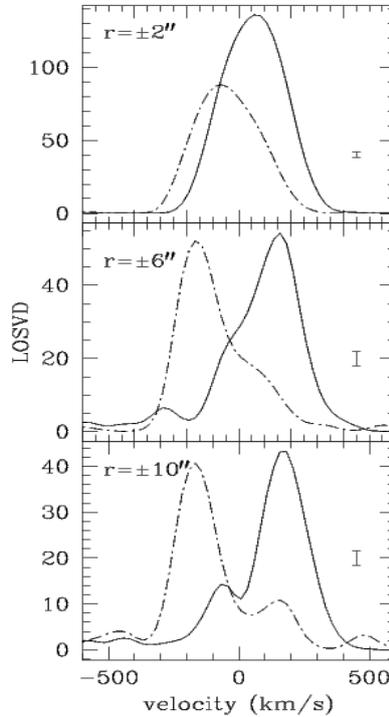


Figura 1.3: Tres distribuciones de velocidades en la línea de la visual (LOSVD) a lo largo del eje mayor de NGC 7331 a diferentes distancias del centro. La línea de puntos representa el lado noroeste (*blueshift*), mientras que la línea continua representa el lado sureste de la galaxia (*redshift*). Las barras de error son mostradas. Esta imagen fue adaptada de Prada et al. (1996).

ángulo posee un valor de 30° , de tal forma que coincide con el eje mayor de la barra, 23° y 86° . El origen de la formación de esta componente es aún incierta. Sin embargo, diversos escenarios han sido propuestos por Prada & Gutiérrez (1999) para explicar la cinemática encontrada. Las inestabilidades dinámicas, la acreción retrógrada de satélites o gas son los modelos posibles para explicar esta componente.

En conclusión, la evidencia observacional revela la existencia de componentes estelares y/o gaseosas contrarrotantes a lo largo de toda la secuencia de Hubble. Por lo tanto, cualquier modelo de formación de galaxias exitoso debe ser capaz de explicar el origen y evolución de estas componentes conspicuas. En particular, el objetivo de este trabajo es el análisis de simulaciones numéricas cosmológicas de formación de galaxias con el fin de identificar, analizar y estudiar el origen, formación y evolución de componentes contrarrotantes en galaxias disco simuladas. Para ello se comenzará con una revisión de los

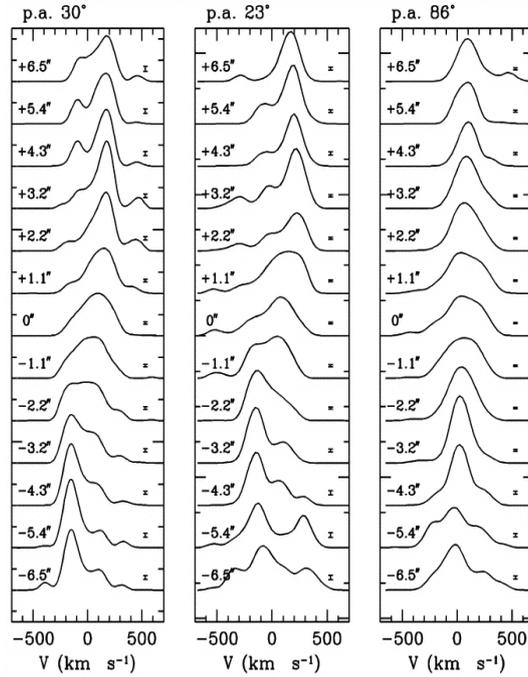


Figura 1.4: Comparación de la distribución de velocidades en la línea de la visual a diferentes distancias del centro de la galaxia NGC 5728 (o LOSVD por sus siglas en inglés), y a lo largo del eje mayor de la barra a un p.a. de 30° (panel izquierdo), a lo de un p.a. de 23° , y de un p.a. de 86° . Esta imagen fue extraída del trabajo de Prada & Gutiérrez (1999).

aspectos básicos del modelo actual de formación de galaxias.

1.2. Modelo de formación de galaxias

La formación y evolución de las galaxias es una de las áreas de investigación más activas y atractivas de la astrofísica moderna. El modelo cosmológico más aceptado en la actualidad es el de materia oscura fría con constante cosmológica (Λ CDM, por sus siglas en inglés) y que se enmarca dentro de los modelos de la formación jerárquica de estructuras. En estos modelos, las estructuras surgen a partir de pequeñísimas fluctuaciones cuánticas presentes en el Universo primitivo que crecen y se amplifican debido al mecanismo de inestabilidad gravitacional.

Una de las pruebas más importantes del modelo cosmológico la provee la radiación de fondo de microondas (CMB), que corresponde a una radiación de cuerpo negro a una temperatura de 2.725 K, correspondiéndose con una longitud de onda característica de 1.9 mm, que llena todo el Universo. Esta

radiación es una prueba de que el Universo, en un principio, era homogéneo pero con pequeñas fluctuaciones del orden de 10^{-5} veces su densidad media. En particular, las mediciones en las fluctuaciones en la temperatura de la radiación del fondo de microondas del satélite WMAP (Spergel et al. 2007) ha permitido determinar los parámetros cosmológicos fundamentales tales como densidad de materia y energía, constante de Hubble, temperatura de la radiación, etc. con una precisión notable. Uno de los resultados mas sorprendentes es el que se refiere a la densidad de materia-energía del Universo estableciendo que el Universo es plano y que consiste en tres componentes principales: En primer lugar, se encuentra la materia bariónica compuesta de protones, neutrones y electrones que constituyen el Universo visible. Se cree que la contribución de bariones es solo de ~ 4 % del total de masa. En segundo lugar, se encuentra la materia oscura, un tipo de materia hipotética de composición desconocida, que no emite o refleja suficiente radiación electromagnética para ser observada directamente con los medios técnicos actuales, pero cuya existencia puede inferirse a partir de los efectos gravitacionales que causa en la materia visible, tales como las estrellas o las galaxias, así como en las anisotropías del fondo cósmico de microondas. Su contribución es, según el modelo de Λ CDM, ~ 20 % del total de masa en el Universo. Y finalmente, se encuentra la energía oscura, que es una forma hipotética de energía que estaría presente en todo el espacio, produciendo una presión negativa que tiende a incrementar la aceleración de la expansión del Universo, resultando en una fuerza gravitacional repulsiva. El 76 % de masa en el Universo está constituido por energía oscura.

El modelo Λ CDM posee seis parámetros libres. El primero de ellos es el parámetro de Hubble (H_0) que determina la tasa actual de expansión del Universo, así como su densidad crítica, ρ_0 . Las densidades de los bariones, materia oscura y energía oscura se expresan en proporción a ρ_0 , por lo tanto, las densidades de bariones, materia oscura y energía oscura se escriben como $\Omega_b = \rho_b/\rho_0$, $\Omega_m = \rho_m/\rho_0$ y $\Omega_\lambda = \rho_\lambda/\rho_0$ respectivamente. Puesto que el modelo de Λ CDM supone un universo plano, $\Omega_b + \Omega_m + \Omega_\lambda = 1$, la densidad de la energía oscura no es un parámetro libre. El cuarto parámetro se refiere a la profundidad óptica de reionización que determina el desplazamiento al rojo de la emisión por reionización. Los últimos dos parámetros dan información sobre las fluctuaciones de la densidad determinada por la amplitud de las fluctuaciones primordiales (σ_8) y el índice espectral (n_s), que mide como las fluctuaciones cambian con la escala ($n_s = 1$ corresponde a un espectro escalar-invariante). A partir de mediciones experimentales, que incluyen estudios del CMB (Dunkley et al. (2009)), de estructuras a gran escala (Tegmark et al. (2004); Cole et al. (2005); Percival et al. (2007)), de relaciones entre magnitud y *redshift* de supernovas tipo Ia (Kowalski et al. (2008)) y de cúmulos de

galaxias (Mantz et al. (2009); Rozo et al. (2010)), los parámetros se restringen a los siguientes valores: $H_0 = 70,4_{-1,4}^{+1,3}$ km/s/Mpc, $\Omega_b = 0,0456 \pm 0,0016$, $\Omega_c = 0,227 \pm 0,014$, $\Omega_\lambda = 0,728_{-0,016}^{+0,015}$, $n_s = 0,963 \pm 0,012$, $\sigma_8 = 0,809 \pm 0,024$.

Una vez especificadas las condiciones iniciales de homogeneidad, isotropía y forma plana, el Universo entra en una etapa dominada por radiación, donde la nucleosíntesis primordial crea los elementos primigenios y se emite la radiación de fondo de microondas. Subsecuentemente, la materia oscura fría, en ausencia de presión, domina el colapso gravitacional y las pequeñas perturbaciones comienzan a amplificarse. La teoría lineal de perturbaciones es bien conocida, y provee una descripción detallada de la evolución temprana de estas perturbaciones. Según se vuelven más densas las regiones, la aproximación lineal comienza a fallar, y un tratamiento más complejo y no lineal es necesario (ver modelo de colapso esférico; Gunn (1977)). Luego, las estructuras terminan colapsando en lo que se denomina halos de materia oscura. Una descripción bien detallada de su formación, distribución y estructura se encuentra explicada en Baugh (2006).

La etapa final ocurre cuando los bariones, inicialmente distribuidos casi uniformemente y junto con la materia oscura, se condensan en los centros de los halos de materia oscura para formar galaxias, estrellas, quasars etc. Los bariones están afectados por numerosos procesos astrofísicos complejos, y por ende, el estudio de ellos es mucho más dificultoso que el de la materia oscura. Entre estos procesos se encuentran la hidrodinámica y el enfriamiento del gas, la formación estelar y la realimentación, entre otros. Una descripción detallada de cada uno de ellos se haya en Baugh (2006), Benson (2010) y Mo et al. (2010). Debido a que las ecuaciones que gobiernan cada uno de estos procesos astrofísicos son altamente no lineales, las soluciones analíticas son de muy difícil implementación aún en los casos mas sencillos como aquellos de alta simetría (generalmente esférica). En el próximo capítulo se introducen los conceptos fundamentales de simulaciones numéricas cosmológicas que son una alternativa para poder resolver las ecuaciones de formación y evolución de las galaxias en los casos mas generales.

Capítulo 2

Simulaciones Numéricas

2.1. Introducción

Las simulaciones cosmológicas de N-cuerpos son una herramienta fundamental para el estudio de la formación y evolución de galaxias, debido a que la complejidad de las ecuaciones involucradas, no permite encontrar soluciones analíticas. Existen dos alternativas para representar la distribución espacial de un fluido y seguir su evolución temporal mediante la utilización de simulaciones. El modo clásico es aquel que resuelve las ecuaciones de fluidos en un cuadrulado espacial donde la información termodinámica se asigna a los nodos del mismo. Este tipo de códigos es capaz de reproducir con relativa fidelidad las ondas de choques y discontinuidades del medio. Se puede lograr mejor resolución espacial en regiones de alta densidad mediante el uso de cuadrículas más refinadas. El segundo método es el Hidrodinámica Suavizada de Partículas (SPH, por sus siglas en inglés, Gingold & Monaghan 1977) donde cada partícula posee además de la información dinámica clásica (masa, posición y velocidad) información termodinámica tal como presión, densidad, temperatura. En un punto arbitrario del espacio, cualquier propiedad del fluido se obtiene promediando sobre las partículas próximas usando una función de peso.

En las simulaciones cosmológicas de N-cuerpos es relativamente sencilla la inclusión de los diversos procesos astrofísicos que gobiernan la formación y evolución de las galaxias. Numerosos códigos de integración numérica incluyen además enfriamiento radiativo del gas, formación estelar, explosiones de supernovas, realimentación, enriquecimiento químico, núcleos de galaxias activos, agujeros negros supermasivos en el centro de las galaxias, etc. Es importante destacar que debido a la resolución numérica limitada tanto espacial como temporalmente, los procesos físicos tenidos en cuenta en las

simulaciones, ocurren en realidad a una escala muy inferior, y por lo tanto, la física utilizada se encuentra limitada por los niveles de resolución accesibles de las computadoras disponibles en la actualidad.

A fin de identificar, analizar y estudiar el origen, formación y evolución de componentes contrarrotantes en galaxias disco simuladas, en este trabajo, se analizan simulaciones numéricas cosmológicas de formación de galaxias. En particular, en este trabajo, se utilizan simulaciones numéricas cosmológicas de halos galácticos desarrolladas y presentadas en Piontek & Steinmetz (2009). Estos autores, simulan la formación y evolución de 7 halos galácticos de diferentes masas que van desde $\sim 10^{11} M_{\odot}$ para el más pequeño hasta $\sim 10^{12} M_{\odot}$ para el mayor que corresponde aproximadamente a la masa del halo de la Vía Láctea. Las condiciones iniciales corresponden al modelo cosmológico de materia oscura fría con constante cosmológica (Λ CDM) con parámetros ajustados a las observaciones del satélite WMAP3 (Spergel et al. (2007)) El valor de la constante de Hubble es $H_0 = 73 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, la densidad de materia oscura es $\Omega_0 = 0,20$, la de energía oscura es $\Omega_{\Lambda} = 0,76$ y la de bariones es $\Omega_{bar} = 0,04$. Los halos son extraídos de una simulación de materia oscura de menor resolución (ver Navarro & White (1994)) de un cubo cosmológico de $64 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}^3$ de lado y resimuladas a una resolución mayor incluyendo bariones. La evolución de cada halo es relativamente tranquila con pocos eventos de fusión violentos y se seleccionaron halos con un parámetro adimensional de spin relativamente elevado para favorecer la formación de discos rotantes. En todos los halos se utilizó una resolución de 2048^3 partículas efectivas en la región cúbica de resimulación y las masas de las partículas son de $3,54 \times 10^5 \text{ h}^{-1} M_{\odot}$ para el gas, y $1,7 \times 10^6 \text{ h}^{-1} M_{\odot}$ para la materia oscura. Todas las simulaciones comenzaron a un corrimiento al rojo $z = 50$ y se evolucionaron hasta el presente $z = 0$.

Las simulaciones fueron realizadas por Piontek & Steinmetz (2009) utilizando el código GADGET2 (Springel (2005)) que incluye dos tipos de partículas: en primer lugar, se considera las partículas de materia oscura que interactúan entre si solamente por medio de la dinámica newtoniana. En segundo lugar, se incluyen los bariones que inicialmente se encuentran en forma gaseosa y luego se pueden convertir en estrellas. La hidrodinámica del gas se evoluciona utilizando la técnica SPH (Gingold & Monaghan (1977), Lucy (1977)). La versión del código incluye enfriamiento radiativo basado en el trabajo realizado por Katz et al. (1996). El gas frío puede transformarse en estrellas mediante el modelo de formación estelar realizado por Katz (1992) y Navarro & White (1994), y los principales criterios de conversión de una partícula de gas a una estelar se toman de Piontek & Steinmetz (2009) La tasa de formación estelar se determina a partir de la ley de Schmidt (Schmidt (1959)), expresada de la siguiente forma:

$$\frac{d\rho_\star}{dt} = c_\star \frac{\rho_{gas}}{t_\star} \quad (2.1)$$

donde c_\star es un parámetro adimensional que regula la eficacia de la formación estelar (se utiliza $c_\star=0.1$, basado en las observaciones realizadas por Duerr et al. (1982) del medio interestelar de la Vía Láctea), ρ_{gas} es la densidad de gas y

$$t_\star = \max(t_{dyn}, t_{cool}), \quad t_{dyn} = (4\pi G\rho)^{-1/2}, \quad (2.2)$$

donde t_{dyn} , t_{cool} son los tiempo dinámicos y de enfriamiento del gas.

Se asume una función inicial de masa de Miller-Scalo de las partículas estelares que representan las poblaciones estelares de una galaxia (Miller & Scalo (1979)) con un corte inferior en $0.1M_\odot$ y un corte superior en $100 M_\odot$:

$$\xi(M) = M_\star A \begin{cases} M^{-1.25} & 0.1 < M < 1M_\odot \\ M^{-2} & 1 < M < 2M_\odot \\ 2^{0.3}M^{-2.3} & 2 < M < 10M_\odot \\ 10 \cdot 2^{0.3}M^{-3.3} & 10 < M < 100M_\odot \end{cases}$$

donde $A = 0,284350751$, y M_\star es la masa de la partícula estelar.

Cada halo fue resimulado 3 veces utilizando una descripción diferente para la implementación del proceso de realimentación debido a las explosiones de supernovas. Estos modelos son denominados: “Standard”, “All In” y “Low kinetic” originalmente por los autores, por lo que se mantendrá la nomenclatura para facilitar la referencia al trabajo original. Las características de cada uno de estos modelos se detallan en la sección siguiente.

Las propiedades características de cada halo se presentan en la tabla 2.1, para el modelo de realimentación “Standard”. Las columnas de la tabla dan para cada halo el radio virial, r_{vir} , la masa encerrada dentro de ese radio (M_{vir}), la velocidad circular equivalente que posee una partícula en ese radio (V_{vir}), el parámetro adimensional de spin (λ), la resolución efectiva y el número total de partículas dentro de r_{vir} .

El radio virial de los halos (r_{vir}), está definido de tal forma que la densidad $\rho(r_{vir}) = \Delta\rho_c$, donde $\rho_c = 3H_0^2/(8\pi G)$ es la densidad crítica del Universo y $\Delta = 18\pi^2 + 82x - 39x^2$, con $x = \Omega_0(1+z)^3/(\Omega_0(1+z)^3 + \Omega_\Lambda) - 1$.

2.2. Realimentación

En simulaciones cosmológicas, una partícula estelar corresponde básicamente a una población estelar única, por lo tanto, la energía que devuelve una

halo	M_{vir} 10^{12}	r_{vir} kpc	V_{vir} $km s^{-1}$	λ	resolución efectiva	N_{vir} [10^5]
halo 1	0.135	139	68.32	0.040	2048 ³	1,00
halo 2	0.252	173	85.11	0.029	2048 ³	2,42
halo 3	0.358	193	95.34	0.034	2048 ³	3,13
halo 4	0.493	214	105.5	0.019	2048 ³	4,20
halo 5	0.594	227	112.36	0.016	2048 ³	5,00
halo 6	0.703	241	119.36	0.026	2048 ³	6,10
halo 7	1.23	290	143.22	0.058	2048 ³	10,00

Cuadro 2.1: Los parámetros característicos de los halos con el modelos estandar de realimentación, en orden decreciente. El halo 7 es el más masivo y posee una masa similar a la de la Vía Láctea. N_{vir} es, aproximadamente, el número total de partículas de gas, materia oscura y estrellas dentro de r_{vir} . Estos valores varían ligeramente para diferentes modelos de realimentación, de todos modos el orden de magnitud es el mismo

explosión de supernova se suma sobre toda la población estelar y luego se distribuye sobre el gas de los alrededores. Subsecuentemente, el gas es calentado y por consiguiente se inhibe la formación estelar en ese entorno.

Las supernovas tipo II son el resultado de la explosión de una estrella muy masiva (entre 8 y 40 M_{\odot}) cuando, al acabarse el hidrógeno y el helio, van quemando otros elementos químicos más pesados hasta llegar al hierro. El hierro no produce energía sino que la absorbe, haciendo que la estrella entre en colapso y explote. La cantidad de energía total liberada luego de cada explosión, depende de las propiedades de cada estrella. En estas simulaciones se promedia la energía liberada en 10^{51} ergs, lo que equivale a una energía de $1,21 \times 10^{49}$ ergs por masa solar formada. La curva de luz de una supernova es muy complicada y no posee una forma funcional, por lo tanto se aproxima a una función exponencial determinada por la siguiente expresión

$$\Delta E = E_{SN} \frac{t - t_{\star}}{t_{SN}} e^{-\frac{t-t_{\star}}{t_{SN}}} \frac{\Delta t}{t_{SN}}, \quad (2.3)$$

donde $t_{SN} = 20\text{Myr}$ es el tiempo de enfriamiento de la supernova, t_{\star} es el tiempo de formación de la partícula estelar y Δt es el lapso de tiempo de la supernova. El enfriamiento radiativo del gas se apaga temporalmente en las partículas de gas que reciben la energía de la supernova (Gerritsen (1997)), y por lo tanto, se previene la re-irradiación de la energía térmica por las elevadas densidades del gas que rodea los sitios de formación estelar. El tiempo de *apagado* del enfriamiento radiativo de 20 Myr, se basa en el tiempo típico de enfriamiento de las ondas de choque de una supernova, con la intención de suprimir la tendencia hacia una formación estelar temprana, y de este modo, evitar la formación de galaxias esferoidales.

2.3. Modelos de Realimentación

En esta sección se presentan los procesos de realimentación aplicados en las simulaciones utilizadas con el fin de formar galaxias disco.

2.3.1. Modelo “Standard”

El modelo “Standard” incluye una producción de energía liberada por supernovas como la explicada en la sección anterior, donde las partículas de gas afectadas por este proceso, en el momento de la supernova, no están afectadas por enfriamiento radiativo. La figura 2.1, muestra las simulaciones, de tal forma que el halo 1 (menos masivo) se encuentra en el panel superior izquierdo, y en orden creciente de masa hasta el halo 7 (más masivo) ubicado en la parte inferior derecha. En esta figura se resalta la luminosidad de las estrellas, y por lo tanto, es posible apreciar la similitud de estas simulaciones con galaxias disco observables.

Sin embargo, en este modelo no se consideran diversos procesos que resultan importantes en la evolución de una galaxia. Por lo tanto, a continuación se introducen nuevos procesos que combinados resultan en nuevos modelos de realimentación aplicados a las simulaciones

2.3.2. Modelos “All In ” y “Low Kinetic”

Muchos de los procesos físicos que juegan un rol importante en la formación y evolución de las galaxias son mucho más complejos que la formación estelar y la energía producida por supernovas. Algunos de estos procesos se describen a continuación con el fin de combinarlos y aplicarlos para dar lugar a nuevos modelos de realimentación.

Fondo de radiación ultravioleta Un fondo externo de radiación ultravioleta (UV) se incluye en una subrutina del GADGET2, debido a la radiación de fondo a altos *redshift* que emite en UV, lo que implica un calentamiento de gas y la subsecuente inhibición de la formación estelar.

Feedback cinético Con el fin de estimular la generación de vientos producidos por explosiones de supernovas, se testea un modelo que divide la energía liberada por procesos de supernovas en una componente térmica y otra cinética. La proporción es gobernada por el parámetro $f_v = E_{kin}/E_{SN}$ y se utiliza la aproximación de Navarro & White (1993) que modifica la velocidad de las partículas del gas vecino (v_j) de tal forma que

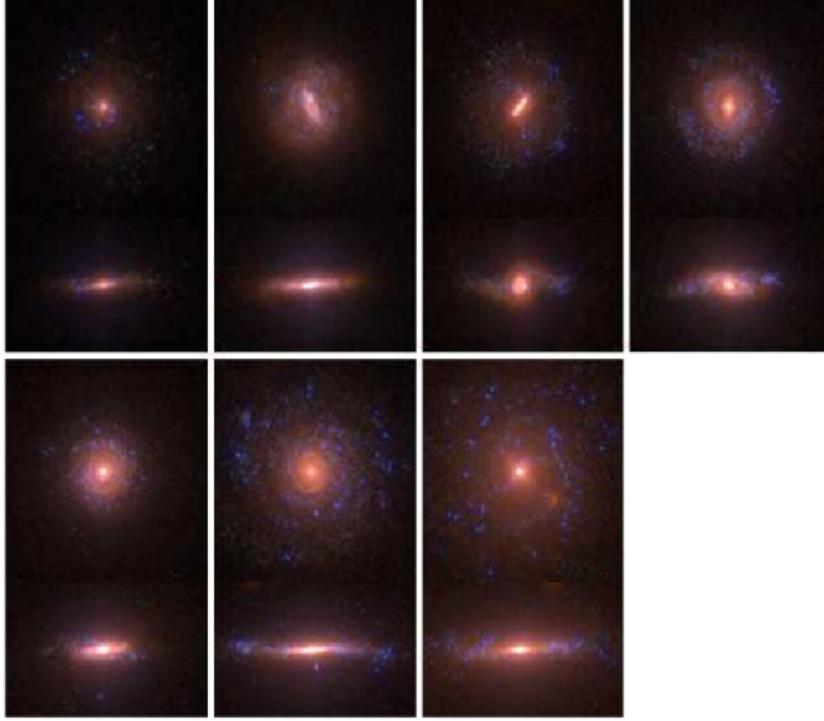


Figura 2.1: Las simulaciones de galaxias del modelo estandar de realimentación, imitan con gran precisión las observaciones de galaxias disco en un gran rango de masas, desde $1,13 \times 10^{11}$ hasta $1,23 \times 10^{12} M_{\odot}$. La fila superior muestran el halo 1, 2, 3 y 4. Mientras que en la fila inferior muestra el halo 5, 6 y 7. Figura extraída de Piontek & Steinmetz (2009)

$$\Delta v_j = \sqrt{\frac{2f_v E_{SN}(t)}{\Sigma m_j}} \quad (2.4)$$

donde Δv_j es la variación de la velocidad de la partícula j , m_j es la masa del gas vecino j , y $E_{SN}(t)$ es la energía liberada por la supernova a un tiempo t .

Supernova tipo Ia (SNI) Las supernovas tipo Ia surgen de sistemas binarios con una masa total de 3-16 M_{\odot} , y son particularmente importantes debido a la cantidad de energía que devuelven al medio y a su enriquecimiento en metales, debido a que son una fuente principal de hierro. Se implementan a partir de Scannapieco et al. (2006), que asume un tiempo de vida del progenitor entre 0.1 y 1 Gyr. El tiempo exacto para la inyección de energía (y metales) es elegido al azar dentro de este rango, y la tasa relativa de supernovas tipo Ia respecto de las de tipo II se estima a partir de observa-

ciones en 0.245 (Cappellaro et al. (1999)). Cada supernova tipo 1a se asume que devuelve al medio una energía de 10^{51} ergs, y el enfriamiento local no es apagado para este evento, (Stinson et al. (2006)).

Devolución de masa de Supernovas Este proceso devuelve masa a las partículas de gas vecinas a partir de explosiones de supernova. La influencia de este proceso no es de gran relevancia, pero de todas formas, resulta en la formación de nuevas estrellas de diferentes masas, y por lo tanto, en diferentes cantidades de energía devuelta por realimentación.

Resultados

Luego de estudiar cada efecto físico por separado, Piontek & Steinmetz (2009) realizan una combinación de estos efectos, denominado modelo “All In”. Este modelo utiliza un feedback cinético del 10 %, que produce un fuerte impacto en las regiones cercanas a la partícula estelar y genera una supresión en la formación estelar de gran eficiencia. El sistema resultante resulta ser de baja masa estelar, con aproximadamente, el 40 % de la masa estelar del modelo “standard” y solo el 60 % de su luminosidad. Además este modelo inhibe la formación estelar para $z < 1.5$, por lo tanto, se dificulta la formación de un disco fino y joven, favoreciendo la formación de galaxias esferoidales con estrellas viejas.

Con el fin de reducir la fuerte supresión de la formación estelar, se reduce la cantidad de energía cinética debido a la realimentación del 10 % al 3 %. Este nuevo modelo es una variante del anterior que se denomina ‘Low Kinetic’. Los resultados se muestran en la figura 2.2, en el que se encuentran los siete halos del modelo de “Low Kinetic”, en el mismo orden que en la figura 2.1, y el halo ubicado por debajo a la derecha es del modelo ‘All In’. Las galaxias de este modelo, no poseen un disco prominente en relación al bulbo, con la excepción del halo 2, y el halo 7. Esto se debe a que la formación estelar, es inhibida a bajos *redshift*, y por lo tanto, se dificulta la formación de un disco joven y soportado por rotación.

En este capítulo, se presentaron las simulaciones utilizadas en este trabajo, y se explicaron los procesos físicos utilizados para generarlas. Además se enfatizó en el proceso de realimentación, debido a su rol fundamental en la formación de galaxias y en especial para las galaxias disco. En el capítulo siguiente se presenta un análisis detallado de la dinámica de las galaxias simuladas con el fin de establecer la existencia y propiedades de componentes estelares contrarrotantes.

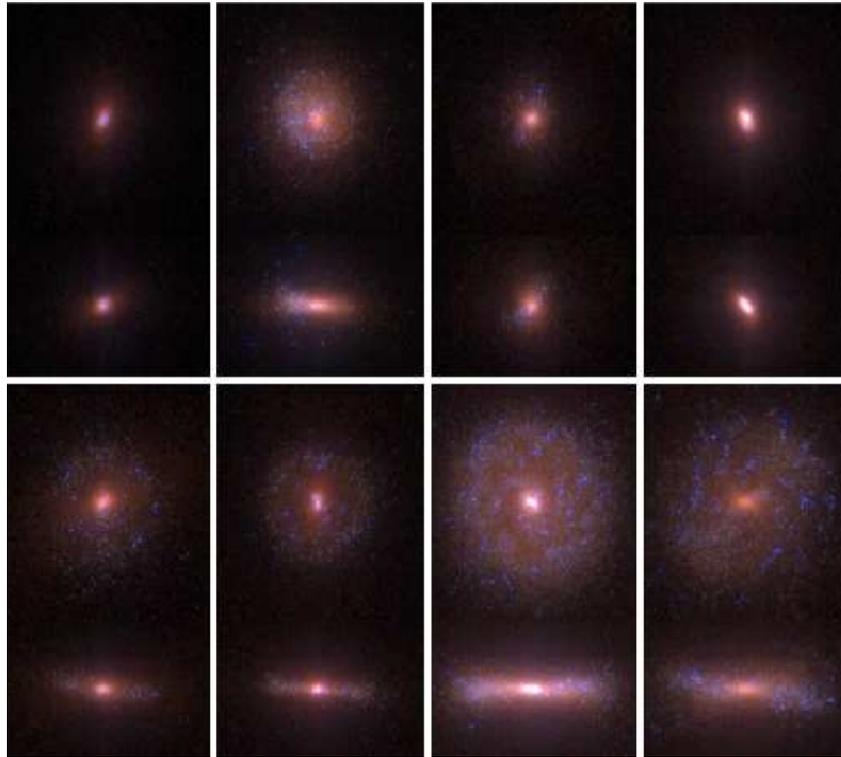


Figura 2.2: Los halos del modelo 'Low Kinetic ' con 3% de realimentación cinético en el mismo orden que en la figura 2.1, con excepción del halo inferior derecho que corresponde al modelo "All In". Figura extraída de Piontek & Steinmetz (2009)

Capítulo 3

Galaxias Simuladas

Las galaxias son sistemas dinámicos complejos formadas por varias componentes estelares, gaseosas e incluso oscuras, tales como discos, bulbos, barras, halos, etc. Estas componentes interactúan entre sí de manera que el producto final es un objeto de múltiples componentes en un estado de relativo equilibrio dinámico. No existe a priori un método que permita identificar fehacientemente a cuál de cada una de las componentes pertenece una estrella en una galaxia observada o una partícula en una galaxia simulada. Sin embargo, el análisis detallado de la dinámica individual de cada estrella o partícula permitiría asignarla unívocamente a una componente. En este capítulo se presenta el desarrollo de un método para la identificación de cada una de estas componentes.

3.1. Componentes fotométricas de una galaxia disco

Las galaxias disco, a diferencia de las elípticas, poseen una morfología compleja formada por un disco soportado por rotación, brazos espirales y frecuentemente, una barra, además de un bulbo central. La estructura espiral se observa en sistemas vistos de frente y se compone principalmente por estrellas jóvenes, regiones HII, gas molecular y nubes de absorción. Por otro lado, los sistemas vistos de canto, proporcionan un mejor panorama de la estructura vertical del disco, que a menudo, revela dos componentes diferentes: un disco fino y un disco grueso.

Un buen ajuste del perfil de brillo superficial de una galaxia disco es el perfil de Sérsic (Sersic (1968)), que es determinado por la expresión

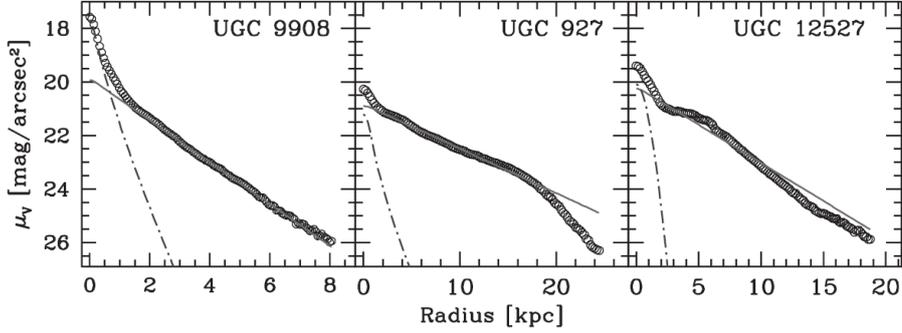


Figura 3.1: Los perfiles de brillo superficial de tres galaxias disco además de su descomposición en un disco exponencial (líneas continuas) y un bulge con perfil de Vaucouleurs (línea de puntos discontinua).

$$\begin{aligned}
 I(r) &= I_0 e^{-b_n \left(\frac{r}{r_e}\right)^{\frac{1}{n}}} \\
 &= I_e e^{-b_n \left[\left(\frac{r}{r_e}\right)^{\frac{1}{n}} - 1\right]},
 \end{aligned} \tag{3.1}$$

donde I_0 es el brillo superficial central, n es el llamado índice de Sérsic, que define la concentración del perfil, r_e es el radio que encierra la mitad de la luminosidad, $I_e = I(r_e)$ y $b_n = 2n - 0,324$. El perfil de brillo superficial se expresa, frecuentemente, en términos de $\mu \propto -2.5 \log(I)$ (que posee las unidades de mag arcsec^{-2}), por lo tanto, el perfil de Sérsic toma la siguiente forma

$$\mu(R) = \mu_e + 1,086b_n \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/n} - 1 \right]. \tag{3.2}$$

La figura 3.1 muestra los brillos superficiales de tres galaxias disco, medidos a lo largo de su eje mayor proyectado sobre el plano del cielo. Las características de estos perfiles, es que típicamente puede ser divididos en dos rangos. Uno de ellos revela un rango en el que $\mu(R)$ puede ser, aproximadamente, ajustado a una línea recta. Esto corresponde a un perfil exponencial del brillo superficial (perfil de Sérsic con $n=1$) y está dado por la siguiente expresión

$$I(R) = I_0 e^{(-R/R_d)}, \quad I_0 = \frac{L}{2\pi R_d^2}, \tag{3.3}$$

donde R es el radio en coordenadas cilíndricas, R_d es la longitud exponencial de escala, I_0 es el brillo superficial en el centro de la galaxia y L es la luminosidad total. El radio efectivo que encierra la mitad de la luminosidad total

es $R_e \simeq 1,67R_d$. Freeman (1970) asoció este brillo superficial exponencial a la componente actual del disco. Sin embargo, la componente central de la mayoría de las galaxias disco presenta un exceso de brillo superficial respecto a la simple extrapolación del perfil exponencial. Este exceso se atribuye al bulbo central de la galaxia y el mejor ajuste para esta componente está dado por el perfil de deVaucouleurs (o perfil de Sersic con $n = 4$)

$$I(r) = I_0 e^{-bn(\frac{r}{r_e})^{\frac{1}{4}}}, \quad (3.4)$$

donde r se refiere al radio en coordenadas esféricas debido a la forma esférica de esta componente.

La descomposición de los perfiles de brillo superficial de galaxias disco no es sencilla, debido a que el ajuste del perfil de Sersic no siempre es preciso. Además el *seeing* tiende a borrar la distribución del brillo superficial, y la presencia de partículas de polvo pueden causar una significativa extinción. La presencia de una barra y de brazos espirales representan una clara desviación de la simetría axial impuesta en los perfiles. Por otro lado, los discos, suelen estar ladeados (los centros de las diferentes isofotas se encuentran desviados en alguna dirección particular) y usualmente existen deformaciones en el plano del disco.

La descomposición fotométrica de una galaxia no necesariamente produce componentes estelares que se condicen con las que se obtienen a partir de una descomposición dinámica. Esto se debe, fundamentalmente, a que la fotometría utiliza solo información espacial, mientras que la descomposición dinámica utiliza tanto información espacial y cinemática. Debido a que este trabajo se centra en el análisis de componentes contrarrotantes, se hace evidente que la descomposición de una galaxia no puede hacerse utilizando las técnicas fotométricas. En las secciones siguientes, se introducen los conceptos y métodos fundamentales para realizar una descomposición dinámica que permita la identificación de estructuras dinámicas en equilibrio ya sea que roten o contrarrotan respecto a la componente estelar principal.

3.2. Constantes de movimiento para un potencial con simetría axial

La órbita de una estrella o una partícula en un modelo de potencial axisimétrico está caracterizado por dos cantidades que permanecen constantes a través del tiempo. Estas cantidades (integrales de movimiento) son: la energía total por unidad de masa

$$E = T + \Phi = 1/2(v_\varphi^2 + v_R^2 + v_z^2) + \Phi, \quad (3.5)$$

y el momento angular específico en la dirección z (que corresponde al eje de simetría)

$$j_z = Rv_\varphi. \quad (3.6)$$

donde R , φ y z son las coordenadas cilíndricas. Las componentes de la velocidad en R , φ y z son v_R , v_φ y v_z , respectivamente. Φ es el potencial gravitacional y T es la energía cinética. La energía y la componente z del momento angular se conservan durante la evolución temporal a lo largo de la órbita descrita por la partícula, por lo tanto, en un diagrama j_z en función de E , cada órbita se representa por un solo punto (las estrellas en su movimiento orbital no varían su lugar en el diagrama). La distribución de densidades de este diagrama, denominado diagrama de *Lindblad* permite sacar conclusiones estadísticas acerca de las propiedades dinámicas de partículas en un sistema axisimétrico. Todas las órbitas, correspondientes a partículas ligadas gravitacionalmente al sistema están contenidas, sin excepción, en una región del diagrama determinada por las desigualdades

$$E < 0, \quad (3.7)$$

$$j_z^2 \geq 0 \quad (3.8)$$

$$E = v_R^2 + v_z^2 + \frac{j_z^2}{R^2} - \Phi \quad (3.9)$$

Si se asume una galaxia en equilibrio estable se cumple el teorema del virial $2T + \Phi = 0$ lo que implica que la energía se expresa del siguiente modo

$$E = -1/2(v_R^2 + v_z^2 + \frac{j_z^2}{R^2}). \quad (3.10)$$

Utilizando las desigualdades v_R^2 y $v_z^2 \geq 0$,

$$E \leq -\frac{j_z^2}{2R^2}. \quad (3.11)$$

asumiendo un potencial inversamente proporcional a $-1/R$ y despejando j_z se determina la siguiente desigualdad:

$$-2C(-E)^{-1/2} \leq j_z \leq 2C(-E)^{-1/2}, \quad (3.12)$$

donde C es una constante mayor que 0.

Tres casos particulares son de interés para este modelo. En primer lugar, si el módulo de la velocidad $v = v_\varphi$, entonces, j_z toma la siguiente forma

$$j_z(E) = 2C(-E)^{-1/2}. \quad (3.13)$$

Esto implica que la partícula rota en una órbita circular con velocidad positiva y con un eje de rotación que apunta en la dirección z . Además, la partícula posee el j_z máximo que puede tener una partícula con una determinada energía, o también denominado $j_{cir}(E)$. En segundo lugar, si $v = -v_\varphi$, entonces

$$j_z(E) = -2C(-E)^{-1/2}, \quad (3.14)$$

donde en este caso, la partícula rota en una órbita circular con velocidad negativa con el eje de rotación que apunta en la dirección z , al igual que en el caso anterior. Además, es importante notar esta órbita $j_z = -j_{cir}(E)$ es el momento angular en la dirección z mínimo que puede tener una partícula con una determinada energía. Finalmente, el tercer caso a analizar es cuando $v_\varphi = 0$. Si esto ocurre, entonces

$$j_z(E) = 0, \quad (3.15)$$

lo que implica que para una órbita puramente radial, y para cualquier valor de energía el valor de j_z siempre será nulo. La figura 3.2 muestra el momento angular j_z en función de la energía de una partícula, para los tres casos analizados.

3.3. Componentes dinámicas de una galaxia disco en equilibrio estable

Diversos autores han desarrollado diferentes aproximaciones estadísticas para contruir modelos ad-hoc de galaxias con distintas componentes dinámicas en equilibrio. En esta sección se analizan en particular los modelos desarrollados por Kazantzidis et al. (2008) que incluyen 3 componentes diferentes: un bulbo, un disco y un halo de materia oscura. En este trabajo, se utilizan estos modelos para corroborar los métodos de decomposición dinámica basados en el diagrama de Lindblad. Se hace especial énfasis en la habilidad de los mismos en recuperar las componentes dinámicas a partir de posiciones y velocidades, sin tener en cuenta la pertenencia inicial de una partícula a una determinada componente.

Kazantzidis et al. (2008) generaron un modelo de galaxia similar a la Vía Láctea, utilizando el método desarrollado originalmente por Widrow & Dubinski (2005). El halo de materia oscura se modeliza por el perfil de densidad Navarro, Frenk y White (NFW, ver Navarro et al. (1996)) dado por la siguiente expresión analítica:

$$\rho_{NFW}(r) = \frac{\rho_h}{(r/r_h)(1 + r/r_h)^2}, \quad (3.16)$$

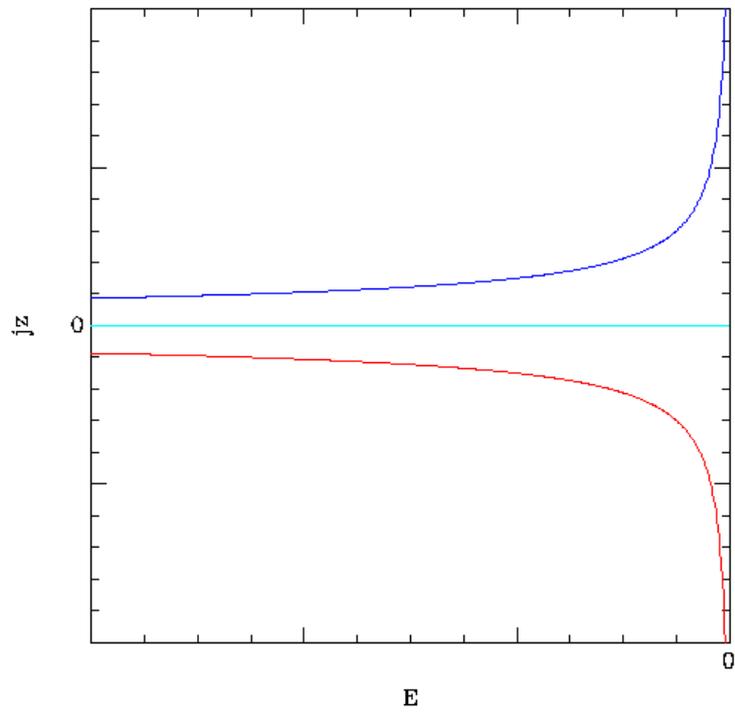


Figura 3.2: Diagrama de *Lindblad* para un modelo de potencial axisimétrico e inversamente proporcional a R . La curva azul y roja representan, el valor de j_z que posee una partícula de una determinada energía, con una órbita circular con velocidad positiva y negativa respectivamente. La línea de color cyan representa una partícula a cualquier energía con una velocidad de rotación nula

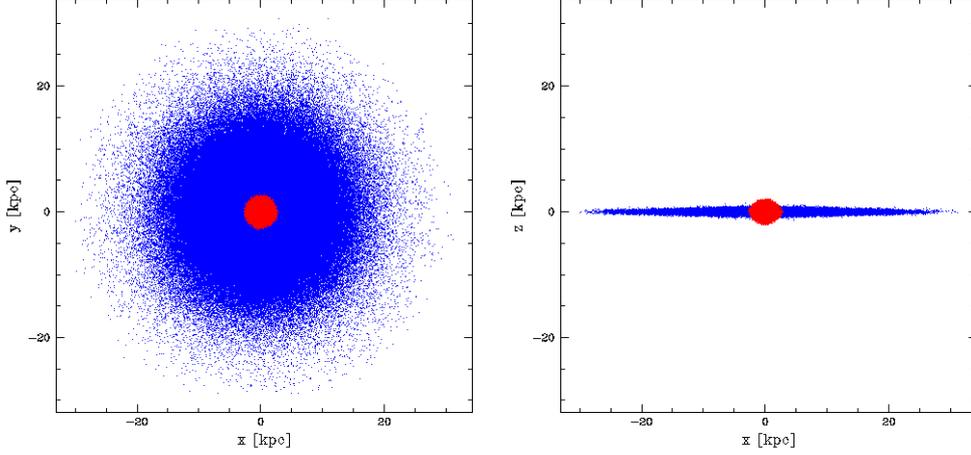


Figura 3.3: En azul se muestra la distribución espacial de las partículas estelares del disco y en rojo la distribución espacial del bulbo central.

donde ρ_h es la densidad interna característica y r_h denota el radio de escala del perfil. Se adopta ρ_h expresada en términos de la dispersión de velocidades σ_h , $\rho_h \equiv \sigma_h^2/4\pi G r_h^2$, donde G es la constante de gravitación.

El bulbo central se representa por el perfil de densidad de Hernquist (1990) dado por la siguiente expresión:

$$\rho_H(r) = \frac{\rho_b}{(r/a_b)(1 + r/a_b)^3}, \quad (3.17)$$

donde ρ_b y a_b son la densidad interna característica y la longitud de escala del bulbo, respectivamente. En analogía con el tratamiento del halo, la densidad interna del bulbo se expresa en términos de la dispersión de velocidades característica σ_b , $\rho_b \equiv \sigma_b^2/2\pi G a_b^2$.

El disco estelar se asume axisimétrico ($\rho_d = \rho_d(R, z)$) con un perfil de densidad superficial que se ajusta a una distribución exponencial en radio cilíndrico R , mientras que la estructura vertical se modela a partir de capas isothermas autogravitantes (Spitzer (1942))

$$\rho_d(R, z) \propto \exp\left(-\frac{R}{R_d}\right) \text{sech}^2\left(\frac{z}{z_d}\right), \quad (3.18)$$

donde R_d y z_d denotan la longitud radial de escala y la altura de escala vertical, respectivamente. La distribución vertical del disco estelar es descrita por la función sech^2 .

La distribución espacial de las partículas estelares de cada componente de la galaxia disco simulada se muestran en la figura 3.3. En esta figura,

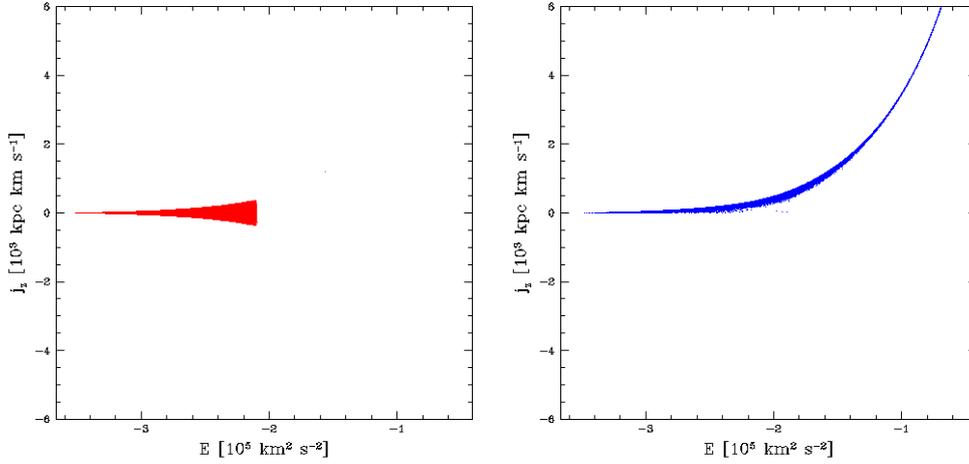


Figura 3.4: Diagrama de Lindblad de las partículas estelares del disco (en azul) y del bulbo central (en rojo). El bulbo central una rotación similar a 0 debido a que posee un número similar de partículas co y contrarrotantes. Las partículas poseen j_z positivos y elevados, por lo tanto el disco posee una gran rotación neta.

la galaxia está rotada para que el momento angular total de la componente estelar apunte en la dirección z .

La figura 3.4 muestra el diagrama de *Lindblad* de las partículas estelares de la simulación. Por un lado, se observa que las partículas del disco, representadas en azul, se distribuyen aproximadamente en forma similar a la envolvente superior de la figura 3.2 correspondiente a órbitas circulares, es decir, que poseen el máximo momento angular. Por otro lado, las partículas del bulbo central, representadas en rojo, se distribuyen en la región de energías de ligaduras mayores correspondiente a la región central del pozo del potencial. Además, esta componente posee un número similar de partículas con j_z positivo y negativo, donde la mayoría de ellas se concentran en $j_z \sim 0$, lo que implica que esta componente no está soportada por movimientos sistemáticos de rotación, sino preferentemente por dispersión de velocidades.

La figura 3.5 muestra, por un lado la distribución espacial de las partículas de materia oscura en el panel izquierdo, y por el otro, su ubicación en el diagrama de *Lindblad*. Es importante notar que el halo de materia oscura, al ser más extenso que el bulbo y el disco, posee partículas más energéticas que estas partículas estelares. Además, el número de partículas con j_z positivos y negativos es similar, donde la mayor cantidad se encuentra con $j_z \sim 0$, lo que implica que no tiene soporte por rotación y si por dispersión de velocidades al igual que el bulbo.

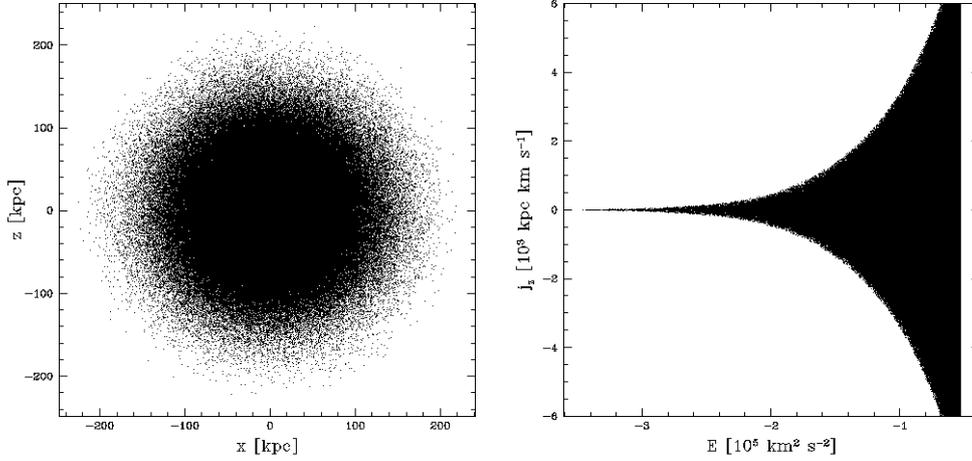


Figura 3.5: La distribución espacial de las partículas de materia oscura (panel izquierdo), donde se observa una estructura extendida de forma esferoidal. El diagrama de *Lindblad* de estas partículas (panel izquierdo), muestra una distribución simétrica respecto al eje j_z , por lo tanto, la rotación neta del halo es nula

3.4. Circularidad

Una medida adimensional del grado de soporte rotacional que posee una partícula puede obtenerse a través del parámetro de circularidad definido como el cociente entre la componente z del momento angular dividida por el momento angular correspondiente de una órbita circular con la misma energía:

$$\epsilon(E) = j_z / j_{cir}(E). \quad (3.19)$$

Este parámetro es una normalización del momento angular específico j_z , y está relacionado con la excentricidad de la órbita de una partícula con la misma energía.

Para una partícula en una órbita perfectamente circular corrotante se tendrá $\epsilon = 1$, mientras que para una órbita también perfectamente circular pero contrarrotante se tendrá $\epsilon = -1$. Evidentemente, una partícula con una velocidad de rotación nula ($v_\varphi = 0$) a lo largo del eje z tendrá $\epsilon = 0$ por definición.

La figura 3.6 muestran los histogramas de ϵ de las partículas estelares de la simulación de la galaxia disco presentada en la sección anterior y descrita en el trabajo de Kazantzidis et al. (2008) En el panel izquierdo, se observa (en negro) la distribución de circularidades de todas las partículas estelares pertenecientes a la galaxia disco, y en el panel derecho se observa la

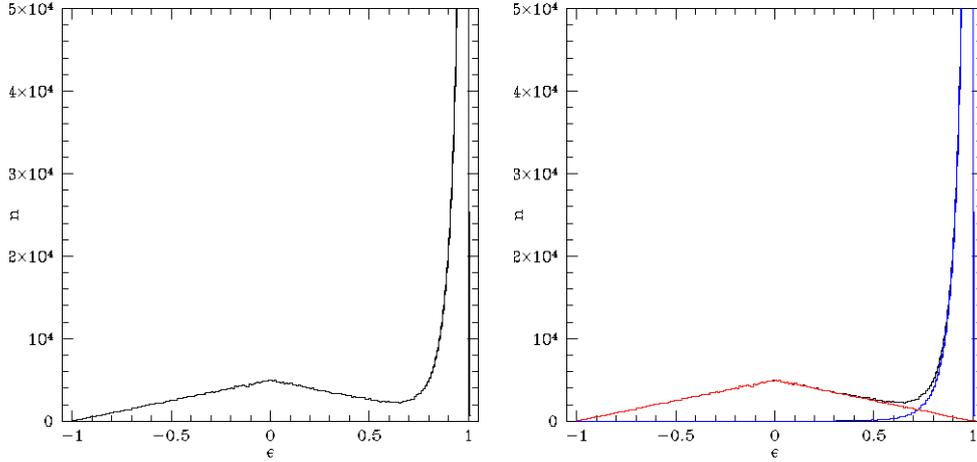


Figura 3.6: Panel izquierdo: Histograma de circularidades de todas las partículas estelares de la galaxia. Panel derecho: Histograma de circularidades de las partículas estelares del disco (azul), y del bulbo central (rojo) de la galaxia.

distribución de circularidades del bulbo central representada en rojo, y la distribución de circularidades del disco representada en azul. Para el caso del bulbo, se observa un número similar de partículas con circularidades positivas y negativas con un pico en $\epsilon = 0$, por lo tanto, se confirma que las partículas del bulbo no poseen soporte rotacional, sino que están soportadas por dispersión de velocidades. Para el caso del disco, todas las partículas poseen circularidades positivas, y la mayor cantidad poseen $\epsilon \sim 1$, lo que implica estas partículas poseen órbitas casi-circulares y soportadas por rotación.

La figura 3.7 muestra una nueva versión del diagrama de *Lindblad*, donde se reemplazó la componente z del momento angular específico j_z por el parametro de circularidad $\epsilon = j_z / j_{circ}$. Las partículas en rojo pertenecen al bulbo central soportado por dispersión de velocidades con energías bajas y órbitas en general radiales, y las partículas en azul pertenecen al disco soportado por rotación con circularidades positivas y cercanas a 1. En este diagrama, es importante notar que mientras menos energéticas son las partículas del disco, sus circularidades tienden a decrecer, lo que implica, que el soporte rotacional es inferior para partículas más ligadas al potencial de la galaxia. Este gráfico muestra que la segregación entre ambas componentes permite la identificación de dos componente independientes, cada una representada como una zona de alta densidad de partículas y permite en principio la asignación de cada partícula a una componente dinámica diferente. A modo de comprobación se aplicó este método y se recobraron ambas componentes dinámica con un muy buen nivel de precisión (del orden del 1%). Paralela-

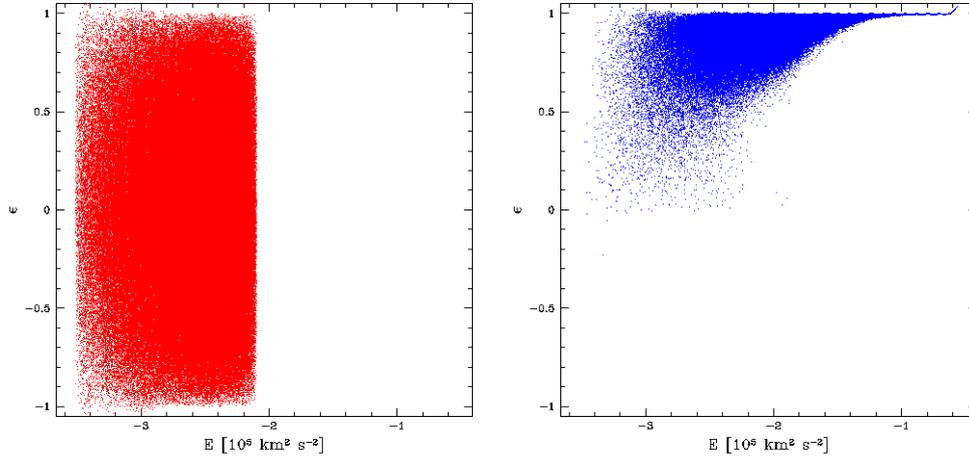


Figura 3.7: Diagrama de Energía vs e de las partículas bulbo central (panel izquierdo) representadas en rojo, y de las partículas del disco (panel derecho) representadas en azul.

mente, se aplicó el método de decomposición dinámica presentado por Abadi et al. (2003) que se basa en la función distribución de circularidades presentada en la figura 3.6 y que produce resultados similares. Cabe destacar que estos dos métodos fallan fundamentalmente en las zonas de circularidades $\sim 0,7$ donde la superposición entre ambas componentes es evidente. Sin embargo, cualquiera de los dos métodos es lo suficientemente fiable para recobrar las componentes dinámicas con la precisión necesaria para el objetivo de este trabajo. En el capítulo siguiente aplicaremos ambos métodos a simulaciones cosmológicas de formación de galaxias para analizar sus propiedades e identificar posibles componentes contrarrotantes.

Capítulo 4

Componentes estelares contrarrotantes

En este capítulo se aplica el modelo de decomposición dinámica que se introdujo en el capítulo 3 a las simulaciones numéricas cosmológicas que se presentaron en el capítulo 2. Del total de 7 halos simulados, con 3 modelos de realimentación diferentes, se seleccionan 2 de ellos que son los que presentan importantes componentes estelares contrarrotantes. Se analizan las propiedades generales de todas las galaxias simuladas y se focaliza en las propiedades de las componentes contrarrotantes.

4.1. Distribución espacial de las componentes dinámicas

En esta sección se analizan las componentes estelares de las galaxias presentadas en el capítulo 2, con los tres modelos de realimentación utilizados en la condición final de la simulación (corrimiento al rojo 0 ó tiempo $t=13.7$ Gyrs). En las figuras 4.1 y 4.2 se muestran las distribuciones espaciales de las partículas estelares de cada galaxia (partículas negras), donde se ha adoptado un sistema de coordenadas de tal forma que el origen coincida con el centro de masas de todas las partículas estelares pertenecientes a la galaxia central. Estas partículas estelares fueron seleccionadas dentro de un radio de 30 kpc desde el centro. Además, se han rotado las galaxias de tal forma que el momento angular total de sus partículas estelares apunte en la dirección z .

Cada galaxia se ha descompuesto dinámicamente en tres componentes por un método desarrollado por Abadi et al. (2003). Estas componentes dinámicas se definen de la siguiente forma: En primer lugar, una componente sopor-

tada por rotación que presenta una distribución espacial en forma de disco fino representado en azul. En segundo lugar, una componente soportada por dispersión de velocidades que presenta una distribución espacial en forma esferoidal representada en rojo. Y en tercer lugar, una componente intermedia, entre las dos primeras, que no posee el grado de soporte rotacional del disco fino y tampoco la dispersión de velocidades del esferoide. Esta componente presenta una distribución espacial similar a un disco grueso.

Esta descomposición realizada por Abadi et al. (2003) asume que el esferoide posee una rotación neta muy pequeña y por lo tanto, posee un mismo número de partículas estelares con órbitas corrotantes y contrarrotantes. La identificación del disco se realiza de tal forma que sus partículas posean como mínimo un $\sigma/V_{rot} \approx 0,2$, donde σ y V_{rot} son la dispersión de velocidades y la velocidad de rotación respectivamente. Las partículas que no pertenezcan a ninguna de las dos componentes son las pertenecientes al disco grueso. Las galaxias se encuentran distribuidas de tal forma que, las menos masivas (pertenecientes al halo 1) se encuentran en la fila superior, en orden creciente de masa hasta llegar a las más masivas (pertenecientes al halo 7) en la fila inferior. En la primera columna se encuentra el modelo ‘standard’ de realimentación, en la segunda el modelo ‘All In’, y en la tercera ‘Low Kinetic’.

4.2. Circularidades de las componentes estelares

Las figuras 4.3 y 4.4 muestran los histogramas de circularidades de cada componente de las galaxias mostradas en la sección anterior, donde cada una de ellas está ubicada en el mismo orden y cada componente está representada con el mismo color que en las figuras 4.1 y 4.2 respectivamente. Las partículas del disco fino de cada galaxia, poseen circularidades $\epsilon \sim 1$, por lo tanto, poseen órbitas casi circulares y soportada por rotación. El bulbo central, en general, poseen un número similar de partículas con circularidades positivas y negativas, con un máximo en $\epsilon \sim 0$, lo que implica que las partículas del bulbo están soportadas por dispersión de velocidades sin poseer rotación neta. El histograma de circularidades del disco grueso muestra un pico en circularidades aproximadas a $\sim 0,7$.

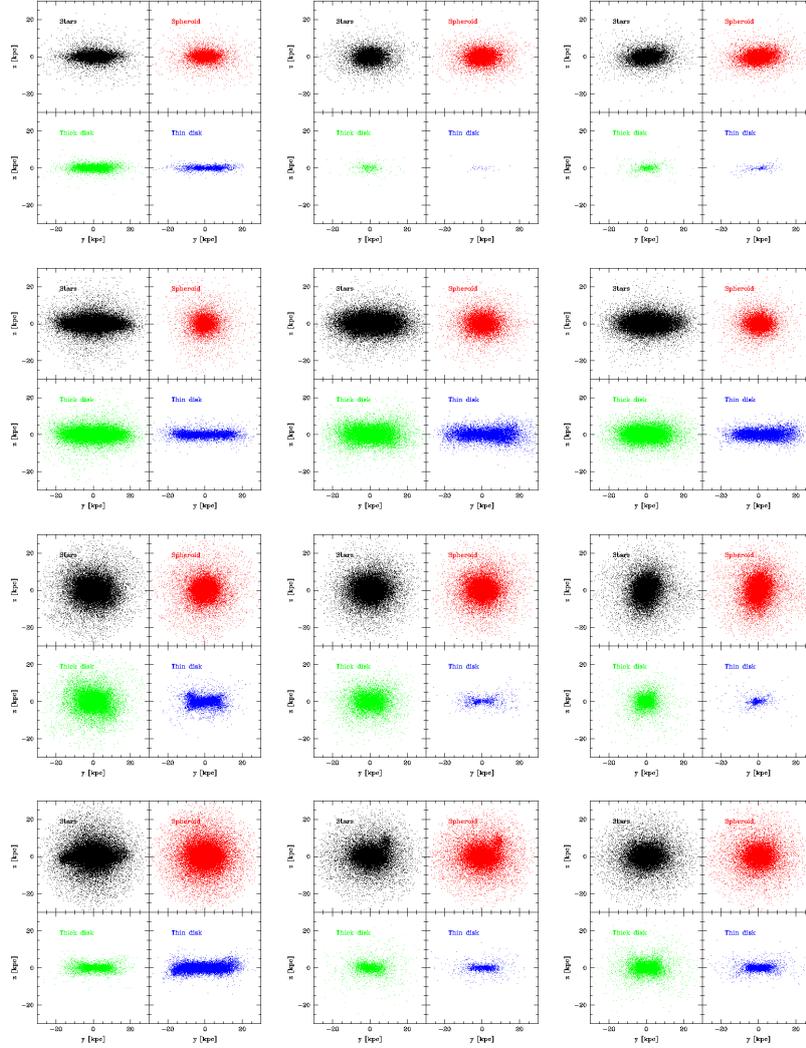


Figura 4.1: Distribución espacial de las componentes estelares dinámicas de las galaxias centrales de los halos 1, 2, 3 y 4 distribuidos en las filas 1, 2, 3 y 4 respectivamente. La descomposición dinámica se basa en un método realizado por Abadi et al. (2003). Los halos están distribuidos de tal forma que las primeras filas poseen los halos menos masivos y las últimas los más masivos. La primera columna son las galaxias con el modelo “standard” de realimentación, mientras que la segunda son las del modelo “All In” y la tercera con el modelo “Low Kinetic”.

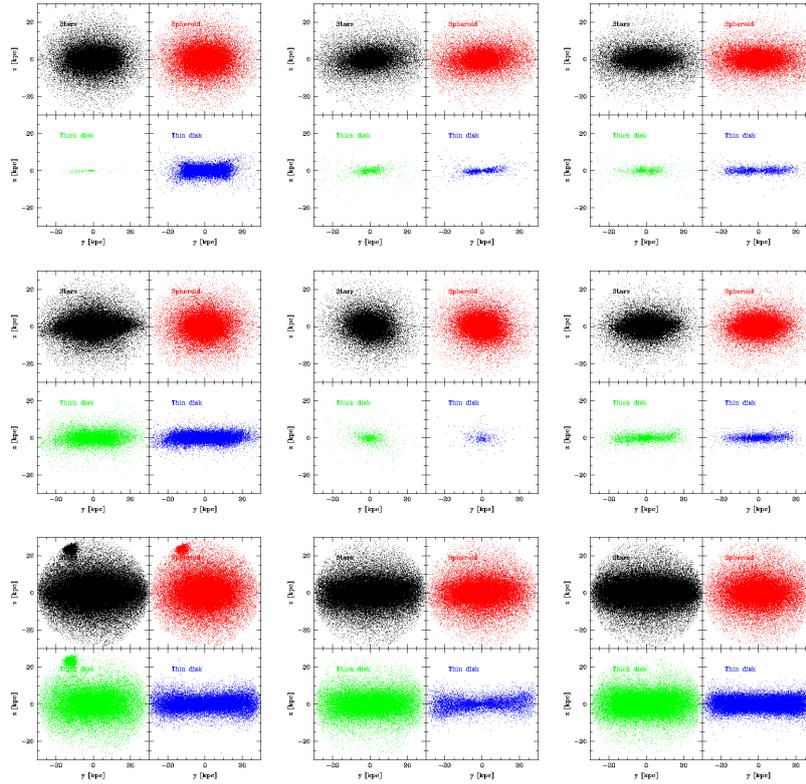


Figura 4.2: Distribución espacial de las componentes estelares dinámicas de las galaxias centrales de los halos 5, 6 y 7 distribuidos en las filas 1, 2 y 3 respectivamente. La descomposición dinámica se basa en un método realizado por Abadi et al. (2003). La primera columna son las galaxias con el modelo “standard” de realimentación, mientras que la segunda son las del modelo “All In” y la tercera con el modelo “Low Kinetic”.

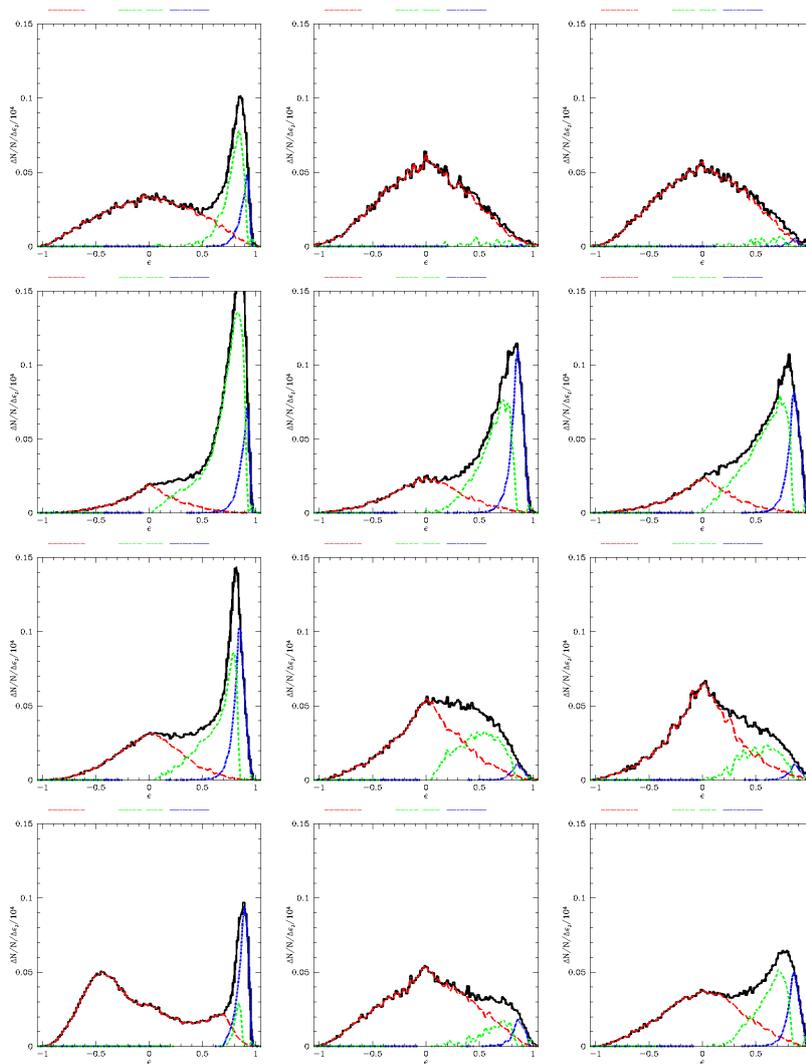


Figura 4.3: Histograma de circularidades de las mismas galaxias de la figura 4.1, ubicadas en el mismo orden y descompuestas dinámicamente por el método utilizado por Abadi et al. (2003). El total de estrellas se representa en negro, el disco fino en azul, el bulbo en rojo y el disco grueso en verde.

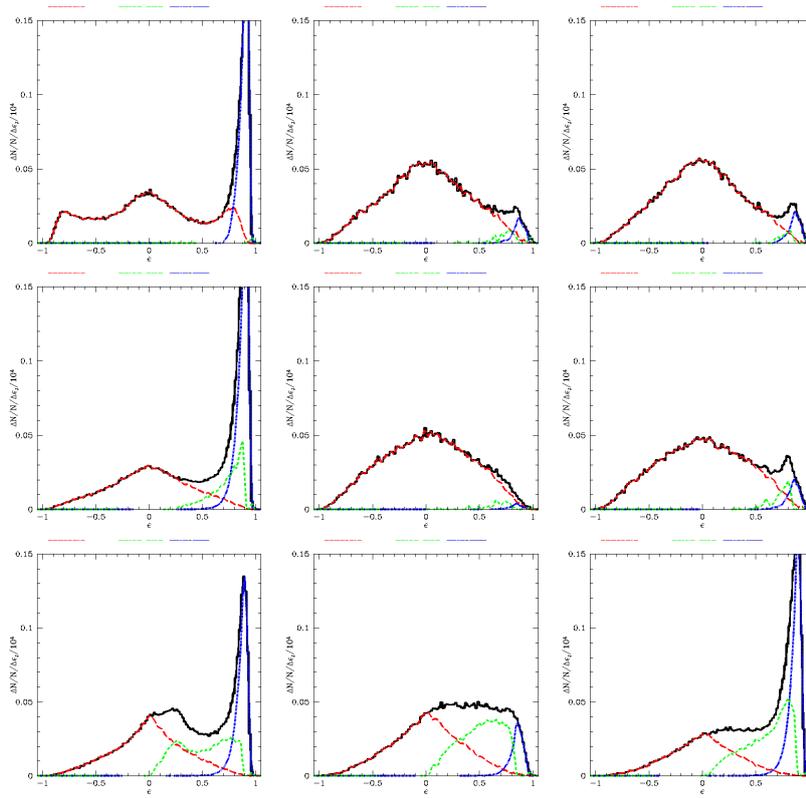


Figura 4.4: Histograma de circularidades de las mismas galaxias de la figura 4.2, ubicadas en el mismo orden y descompuestas dinámicamente por el método utilizado por Abadi et al. (2003). El total de estrellas se representa en negro, el disco fino en azul, el bulbo en rojo y el disco grueso en verde.

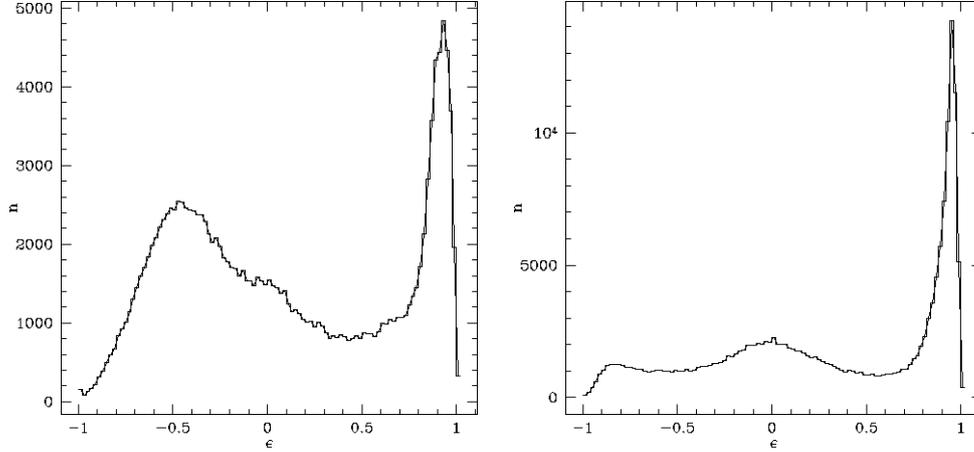


Figura 4.5: Histograma de circularidades de las partículas estelares ubicadas en la galaxia central de los halos 4 (panel izquierdo) y 5 (panel derecho). Ambas distribuciones presentan pico negativos en circularidades

Además, es evidente en estos histogramas que tanto el halo 4 como el halo 5 en el modelo de “Standard” de realimentación poseen picos en circularidades negativas. Estos picos se encuentran en $\epsilon \sim -0,45$ para el halo 4 y $\epsilon \sim -0,85$ para el halo 5. Estos excesos de partículas con circularidades negativas permite sospechar la presencia en estas galaxias de una componente estelar contrarrotante. Para mostrar en más detalle estos dos halos, la figura 4.5 muestra el histograma de circularidades de todas las partículas estelares de las galaxias centrales de los halos 4 (panel izquierdo) y 5 (panel derecho).

4.3. Componentes contrarrotantes

En esta sección se realiza un análisis dinámico de las galaxias centrales de los halos 4 y 5 utilizando la circularidad y la energía como parámetros. Además se analiza la distribución espacial de las componentes rotantes de ambas galaxias.

Halo 4

En la figura 4.6 se grafica la circularidad en función de la energía específica para la galaxia principal del halo 4. Es notable la presencia de dos subestructuras bien definidas por la densidad numérica de partículas, con una dinámica notablemente diferente. En primer lugar, resalta una subestructura

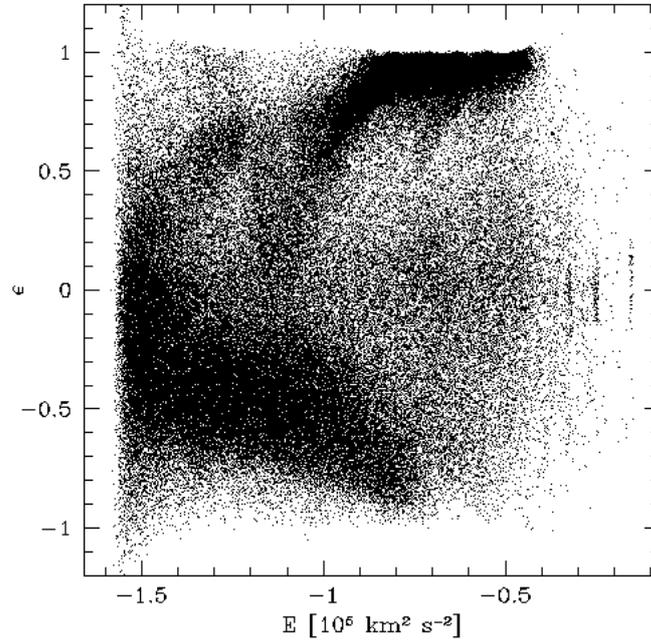


Figura 4.6: Diagrama de la circularidad (ϵ) en función de la Energía (E), de las partículas estelares de la galaxia principal del halo 4.

formada por partículas con valores de circularidad positivos ($\epsilon > 0,5$), y valores de energías elevados, y en segundo lugar, una subestructura formada por partículas con valores de energía más bajos y en general, con circularidades negativas, lo que implica una estructura más ligada al potencial de la galaxia, con un sentido de rotación contrario a la primera subestructura.

Para proceder a la identificación de cada una de estas 2 subestructuras se asignó a cada partícula una densidad local en este gráfico teniendo en cuenta el número de partículas adentro de un cuadrículado cartesiano de 200 unidades por cada eje y se estableció un valor mínimo de densidad para asignar la pertenencia a cualquiera de las 2 subestructuras. La selección final de ambas subestructuras se muestran en la figura 4.7, donde el color azul se refiere a la subestructura formada por partículas con circularidades positivas o corrotantes y el color rojo se refiere la subestructura formada por partículas con circularidades negativas o contrarrotantes.

La distribución espacial de ambas subestructuras (figura 4.8) muestra a la subestructura corrotante en forma de un disco extendido y de espesor fino, con partículas que rotan en órbitas aproximadamente circulares soportadas en gran medida por rotación. Por otro lado, la componente contrarrotante, posee una distribución espacial interna y coplanar al disco, en forma de barra.

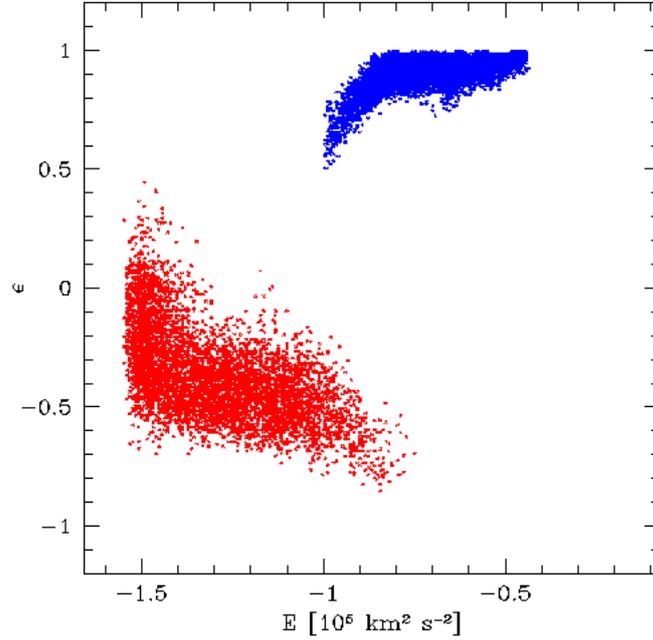


Figura 4.7: Diagrama de la circularidad (ϵ) en función de las energía, de las partículas estelares pertenecientes a las subestructuras seleccionadas de la galaxia principal del halo 4.

Para determinar con exactitud la forma de esta subestructura y su orientación se utilizó el tensor de formas definido de la siguiente forma:

$$\mathbf{T} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \begin{pmatrix} x_i x_i & x_i y_i & x_i z_i \\ y_i x_i & y_i y_i & y_i z_i \\ z_i x_i & z_i y_i & z_i z_i \end{pmatrix}$$

donde N es el número total de partículas, e i se refiere a la i -ésima partícula. Se calcula los autovalores (λ_i) del tensor que representan la longitud de los semiejes principales de inercia al cuadrado de la subestructura seleccionada. Normalizando el mayor semieje principal de inercia a 1, se obtienen los siguientes valores

$$\begin{aligned} a &= \sqrt{\lambda_1} = 1,00 \\ b &= \sqrt{\lambda_2} = 0,49 \\ c &= \sqrt{\lambda_3} = 0,31, \end{aligned}$$

donde a , b y c son los valores de los semiejes principales de inercia: mayor, intermedio y menor, respectivamente. Es usual cuantificar el grado de triaxialidad de una subestructura a través del parámetro definido por la siguiente expresión:

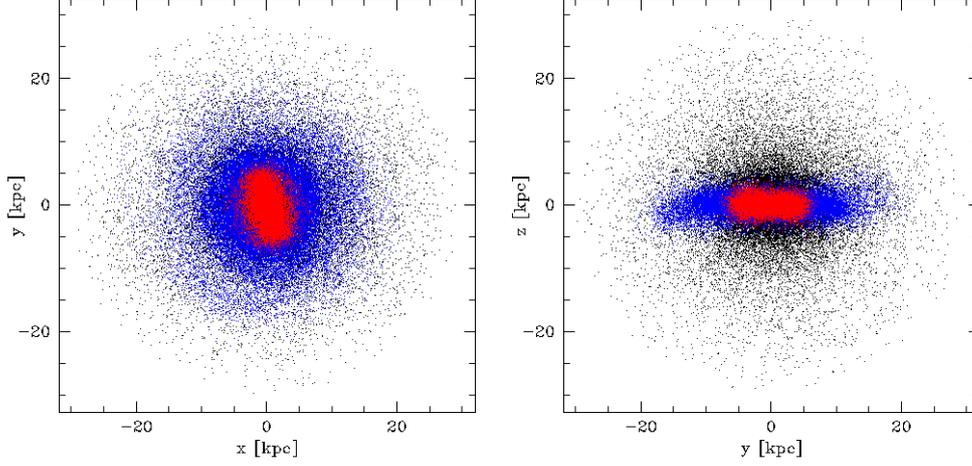


Figura 4.8: Distribución espacial de las partículas de la galaxia central del halo 4. Las partículas graficadas en azul corresponden a la subestructura corrotante, mientras que las rojas corresponden a la contrarrotante. Las partículas representadas en negro son partículas estelares que no corresponden a ninguna de las dos componentes.

$$\tau = \frac{1 - b/a}{1 - c/a}. \quad (4.1)$$

Si $a \gg b \sim c$, entonces $\tau \sim 1$, y la subestructura tendrá una forma prolada. Por otro lado, si $a \sim b \gg c$, entonces $\tau \sim 0$, y la subestructura tendrá una forma oblada. Para el caso de la barra contrarrotante el valor del parámetro de triaxialidad es de $\tau \sim 0,74$, indicando que se trata de un sistema marcadamente prolado. La orientación espacial de la misma se calculó a través del autovector asociado al mayor autovalor (\vec{V}_{λ_1}) que posee un valor de

$$\vec{V}_{\lambda_1} = (V_{\lambda_1}^x; V_{\lambda_1}^y; V_{\lambda_1}^z) = (-0,2796; 0,9697; -0,0297). \quad (4.2)$$

Este vector señala la dirección en la que apunta el semieje mayor, mostrando que la barra, en la condición final, está prácticamente alineada con el eje y . La figura 4.9 muestra con mayor detalle la distribución espacial de la barra, donde se aprecia con mayor nitidez su orientación y sus dimensiones.

La distribución espacial del disco se muestra en detalle en la figura 4.10, donde se la observa de frente en el plano $x - y$, y de canto en los plano $y - z$ y $x - z$. El centro del disco se encuentra prácticamente vacío debido a que la selección final no posee partículas con energías bajas, lo cual lo asemeja más a una estructura anular.

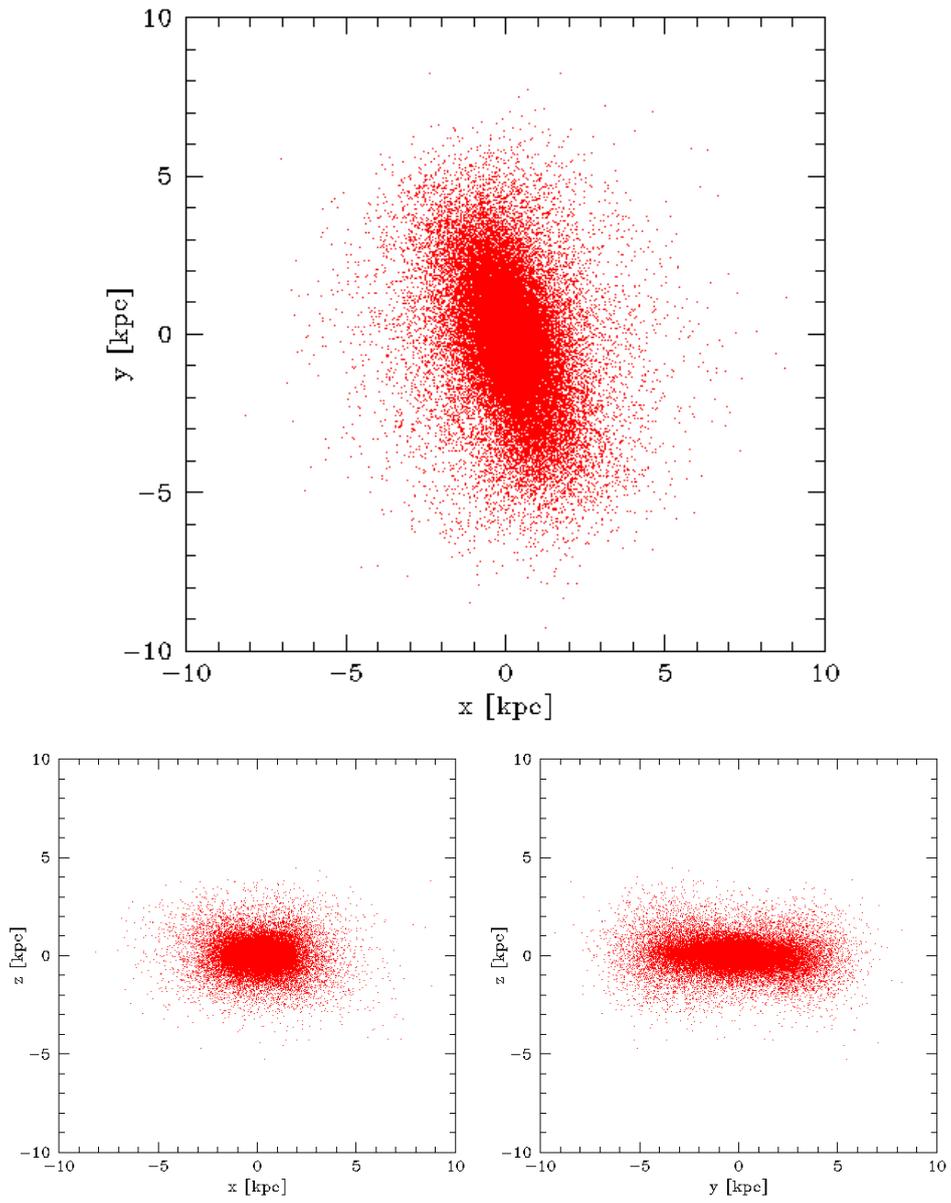


Figura 4.9: Distribución espacial de las partículas estelares pertenecientes a la componente contrarrotante de la galaxia principal del halo 4. Esta distribución muestra una estructura en forma de barra, orientada prácticamente sobre el eje y .

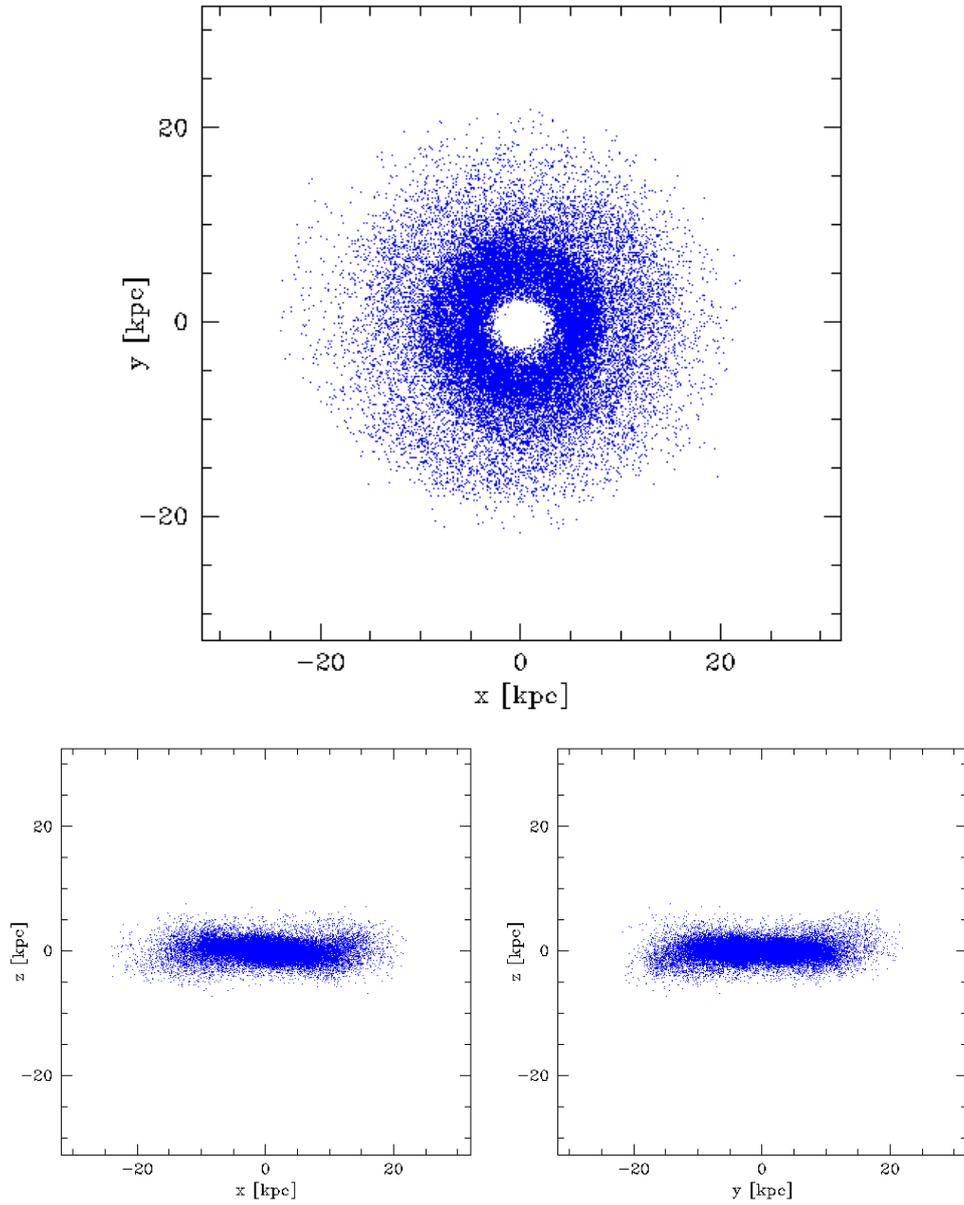


Figura 4.10: Distribución espacial de las partículas estelares pertenecientes a la componente corrotante de la galaxia principal del halo 4. Esta distribución muestra un disco visto de frente en el plano $x - y$, y visto de canto en los planos $y - z$ y $x - z$

Halo 5

El diagrama de la figura 4.11 muestra 4 subestructuras bien definidas por la densidad numérica de partículas. Estas subestructuras poseen las siguientes características: En primer lugar, se observa una subestructura formada por partículas con circularidades positivas y cercanas a 1, además de un gran rango de energías. En segundo lugar, se observa una pequeña subestructura formada por partículas con circularidades negativas, cercanas a -1, y energías relativamente bajas. Y en tercer lugar y cuarto lugar, se observan dos subestructuras formadas por un número similar de partículas con circularidades positivas y negativas, concentradas en las regiones donde $\epsilon \sim 0$, pero una posee partículas con energías bajas y la otra con energías elevadas. Ambas subestructuras poseen una rotación neta prácticamente nula, lo que implica que están soportadas por dispersión de velocidades.

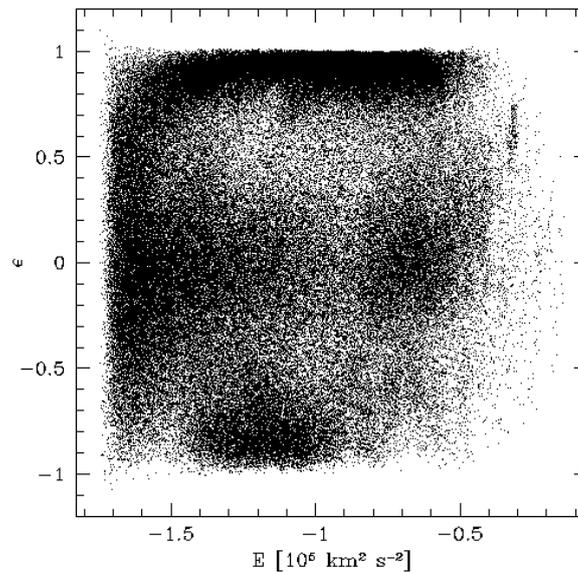


Figura 4.11: Diagrama de la circularidad (ϵ) en función de la Energía (E), de las partículas estelares de la galaxia principal del halo 5.

Para realizar una selección de partículas, al igual que en la galaxia del halo 4, se descartan las regiones con poca densidad numérica de puntos, seleccionando aquellas partículas pertenecientes a las regiones más densas del diagrama. Además, se descartan las subestructuras soportadas por dispersión de velocidades, para dar más importancia a las dos subestructuras soportadas por rotación. La selección final de partículas se muestra en la figura 4.12, donde se observa la componente corrotante en azul y la con-

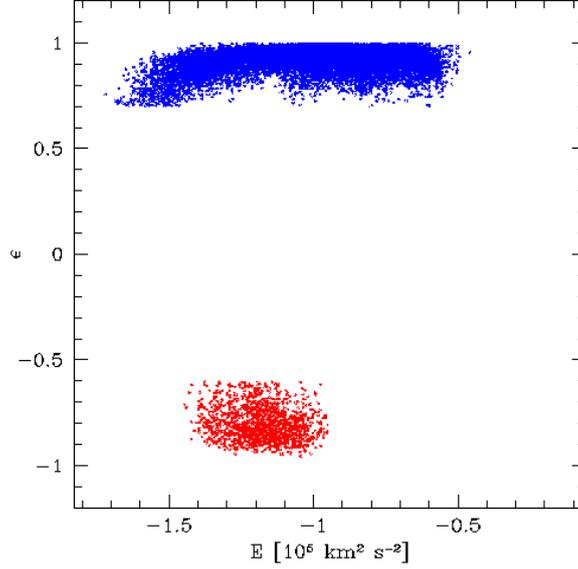


Figura 4.12: Diagrama de la circularidad (ϵ) en función de las energía, de las partículas estelares pertenecientes a las subestructuras seleccionadas de la galaxia principal del halo 5.

trarrotante en rojo. La distribución espacial de las partículas seleccionadas (figura 4.13), muestra, al igual que en la galaxia del halo 4, una subestructura corrotante con forma de disco extendido formada por partículas con órbitas prácticamente circulares y soportadas por rotación, y una componente contrarrotante en forma de disco interno coplanar al disco corrotante. Esta última componente está formada por partículas con órbitas prácticamente circulares soportadas por rotación pero con velocidades de rotación negativas.

De la misma forma que en el halo 4, se calculan los semiejes principales de inercia y la orientación de los mismos. Utilizando el tensor de formas (ecuación 4.3) se calculan los ejes principales de inercia que poseen un valor de:

$$\begin{aligned} a &= \sqrt{\lambda_1} = 1,00 \\ b &= \sqrt{\lambda_2} = 0,97 \\ c &= \sqrt{\lambda_3} = 0,31, \end{aligned}$$

para la componente contrarrotante del halo 5. El parámetro de triaxilidad (ecuación 4.1) posee un valor de $\tau = 0,04$, por lo tanto, es una estructura discoidal marcadamente oblada.

El autovalor asociado al semieje menor, (V_{λ_3}) apunta en la dirección nor-

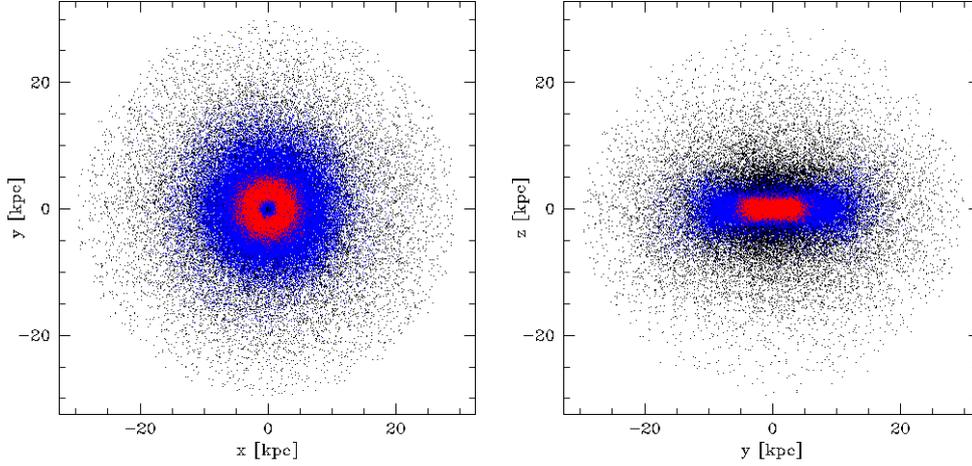


Figura 4.13: Distribución espacial de las partículas de la galaxia central del halo 5. Las partículas graficadas en azul corresponden a la subestructura corrotante, mientras que las rojas corresponden a la contrarrotante. Las partículas representadas en negro son partículas estelares que no corresponden a ninguna de las dos componentes.

mal al plano del disco, con un valor

$$\vec{V}_{\lambda_3} = (V_{\lambda_3}^x; V_{\lambda_3}^y; V_{\lambda_3}^z) = (-0,0296; -0,0153; 0,9994), \quad (4.3)$$

indicando que apunta aproximadamente en la misma dirección que el eje z . En la figura 4.14 se muestra la distribución espacial del disco contrarrotante, donde se lo observa visto de frente en el plano $x - y$ con una extensión aproximada de 5 kpc de radio. Análogamente, en la figura 4.15 se observa la distribución espacial del disco corrotante, donde se lo observa visto de frente en el plano $x - y$.

En resumen, se han identificado en dos galaxias simuladas tipo disco la presencia de componentes contrarrotante en cada una de ellas. Ambas galaxias presentan propiedades similares tales como un disco corrotante soportado por rotación con una componente central contrarrotante. Una de ellas con forma de barra y la otra con forma de disco. A continuación se analiza las edades de las partículas estelares seleccionadas en estas subestructuras.

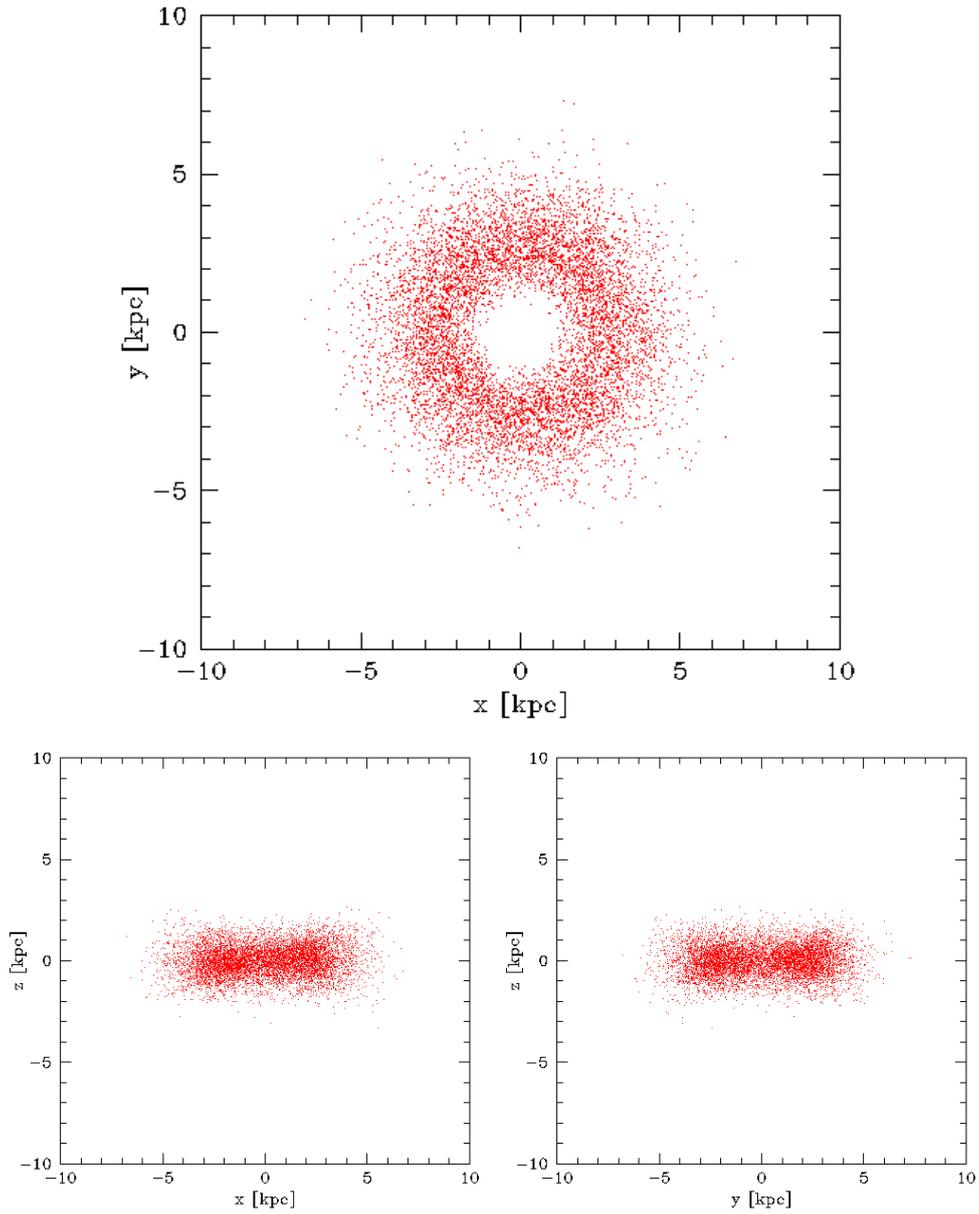


Figura 4.14: Distribución espacial de las partículas estelares pertenecientes a la componente contrarrotante de la galaxia principal del halo 5. Esta distribución muestra un disco interno visto de frente en el plano $x - y$, y visto de canto en los planos $y - z$ y $x - z$.

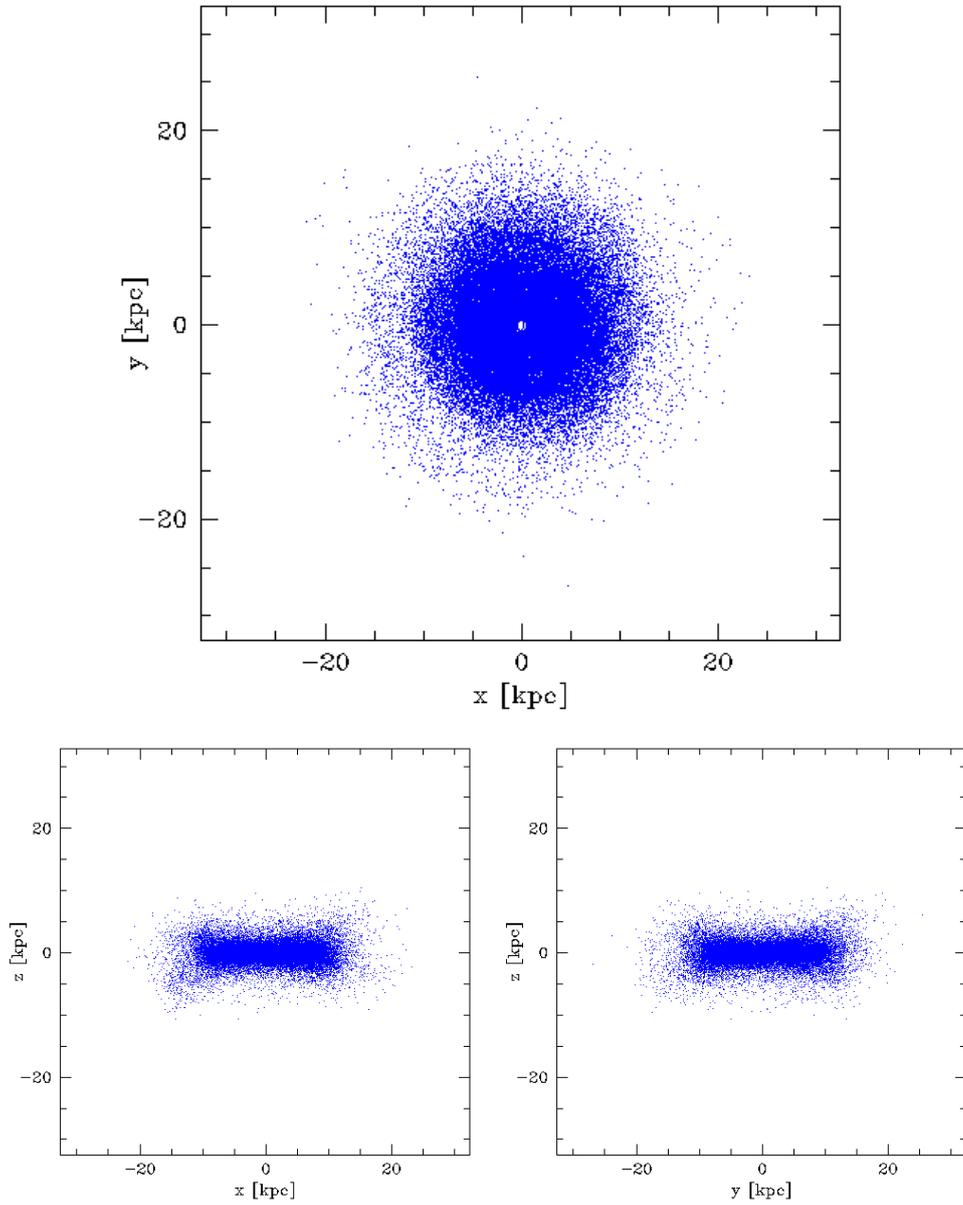


Figura 4.15: Distribución espacial de las partículas estelares pertenecientes a la componente corrotante de la galaxia principal del halo 5. Esta distribución muestra un disco visto de frente en el plano $x - y$, y visto de canto en los planos $y - z$ y $x - z$

4.4. Tiempos de formación

Una vez conocidas las distribuciones espaciales de las componentes contrarrotantes, a un *redshift* $z=0$, se procede a analizar los tiempos de formación de las partículas estelares de estas subestructuras.

Halo 4

La figura 4.16 muestra la función distribución de los tiempos de formación de las partículas estelares para esta galaxia simulada en el panel superior izquierdo y para cada una de las 2 subestructuras identificadas en el panel superior izquierdo.

Se identifican dos etapas marcadamente diferentes. En primer lugar, para tiempos $t < 5\text{Gyr}$, se observa un período en el que la tasa de formación estelar es alta con pronunciados brotes de formación estelar. Estos brotes de formación estelar están en general asociados a la gran cantidad de eventos de fusión que predice el modelo ΛCDM . En esta etapa ($t < 5\text{Gyr}$), es posible identificar 4 picos bien marcados de formación estelar, donde los intervalos de tiempo de cada uno son: i) $0 - 2,1$ Gyr; ii) $2,1 - 2,8$ Gyr; iii) $2,8 - 4,2$ Gyr y iv) $4,2 - 5,2$ Gyr. En segundo lugar, una vez pasado este período de evolución violenta, la galaxia ingresa, a partir de $t \sim 5\text{Gyr}$, en una etapa más tranquila, sin eventos de fusión violentos donde la formación estelar se mantiene relativamente constante.

El panel superior derecho de la figura 4.16 muestra, además de la distribución de edades de todas las estrellas de la galaxia (curva negra), las distribuciones de cada una de las subestructuras identificadas: barra contrarrotante (curva roja) y disco corrotante (curva azul). Las partículas estelares que van a formar la barra contrarrotante en el tiempo final se forman durante el período violento de formación estelar siendo una componente más vieja que el disco corrotante. En los paneles inferiores de esta figura se observa la función acumulativa de los tiempos de formación de la barra (panel izquierdo) y del disco (panel derecho). Una estimación de las edades típicas de estas dos componentes puede obtenerse calculando el tiempo correspondiente al instante en que se han formado la mitad de las estrellas de cada subestructura. En el caso de la barra ese tiempo corresponde a $t=3.8$ Gyrs mientras que en el disco corresponde a $t=10.1$ Gyrs mostrando la notable diferencia en edad de estas 2 componentes.

Alternativamente, un gráfico de circularidad en función de edad permite diferenciar distintas componentes temporales dentro de la barra. La figura 4.17 muestra que los 2 picos más viejos entre $0 - 2,1$ Gyrs y $2,1 - 2,8$ Gyrs corresponden a circularidades más cercanas a cero, mientras que los 2 picos

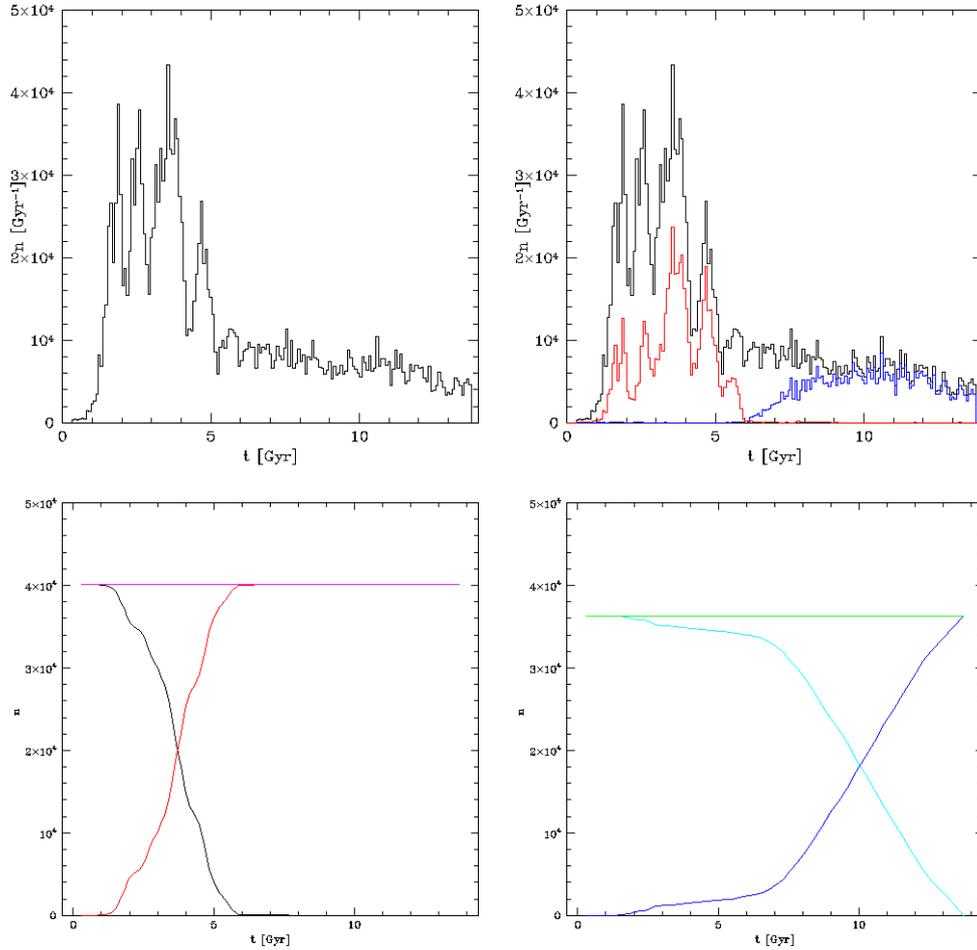


Figura 4.16: Paneles superiores: Histogramas de los tiempos de formación de todas las partículas estelares (en negro), de las pertenecientes a la componente contrarrotante (en rojo) y de las pertenecientes a la componente corrotante (en azul) de la galaxia central del halo. Paneles inferior izquierdo: Número de partículas gaseosas (en color negro), estelares (color rojo) y la suma de ambas (color magenta) en función del tiempo que, a un tiempo $t = 13,7$ Gyr, pertenecen a la barra estelar contrarrotante. Panel inferior derecho: Número de partículas gaseosas (color celeste), estelares (color azul) y la suma de ambas (color verde) en función del tiempo, que a un tiempo $t = 13,7$ Gyr, pertenecen al disco estelar corrotante.

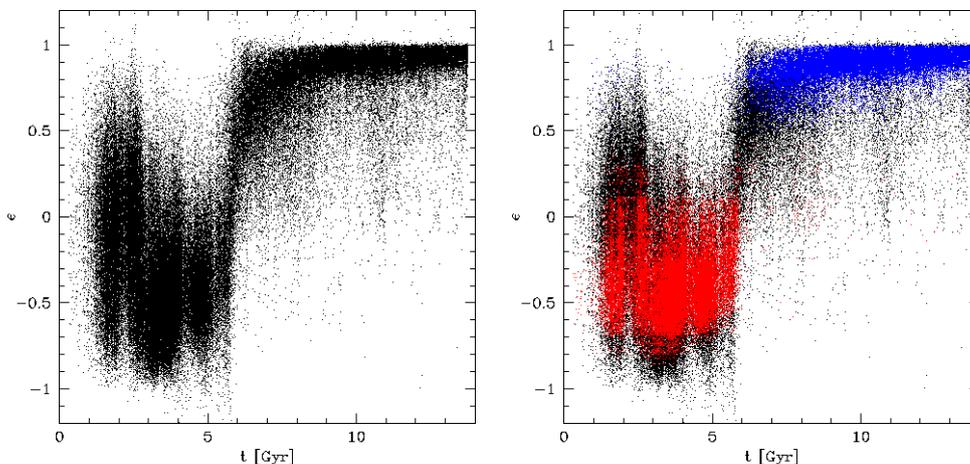


Figura 4.17: Diagrama del tiempo de formación de las partículas estelares de la galaxia central (t) versus la circularidad de ellas a $z=0$. En el panel izquierdo se muestran todas las partículas estelares, mientras que en el derecho, además, se muestran las componentes co y contrarrotantes (en rojo y en azul respectivamente) seleccionadas en la sección anterior.

mas nuevos entre 2,8–4,2 Gyrs y 4,2–5,2 Gyrs corresponden a circularidades más negativas. Esto indicaría una posible correlación entre la dinámica y la edad dentro de la barra.

Para analizar esta posibilidad, en la figura 4.18 se muestra la distribución espacial de todas las partículas estelares en los 4 intervalos correspondientes a los 4 picos: 0 – 2,1 Gyrs, 2,1 – 2,8 Gyrs, 2,8 – 4,2 Gyrs y de 4,2 – 5,2 Gyrs. Es notable que los 2 primeros picos forman una componente practicamente esferoidal mientras que la barra en si misma esta asociada a los 2 picos mas tardios.

Halo 5

La función distribución de tiempos de formación en la galaxia central del halo 5 es análoga a la del halo 4 mostrando dos períodos de formación estelar bien diferenciados (figura 4.19 paneles superiores). En primer lugar se observa un período entre 0 – 5,5 Gyr con una formación estelar intensa, marcado por dos picos bien pronunciados entre 0 – 3,7 Gyr y entre 3,7 – 5,2 Gyr, respectivamente. Las partículas estelares del disco contrarrotante se forma en este último intervalo de tiempo. En tiempos posteriores, entre 6 – 13,7Gyr, la galaxia entra en una etapa más tranquila de evolución, donde se forman las partículas estelares del disco corrotante.

En los paneles inferiores, se muestra la evolución temporal del número de

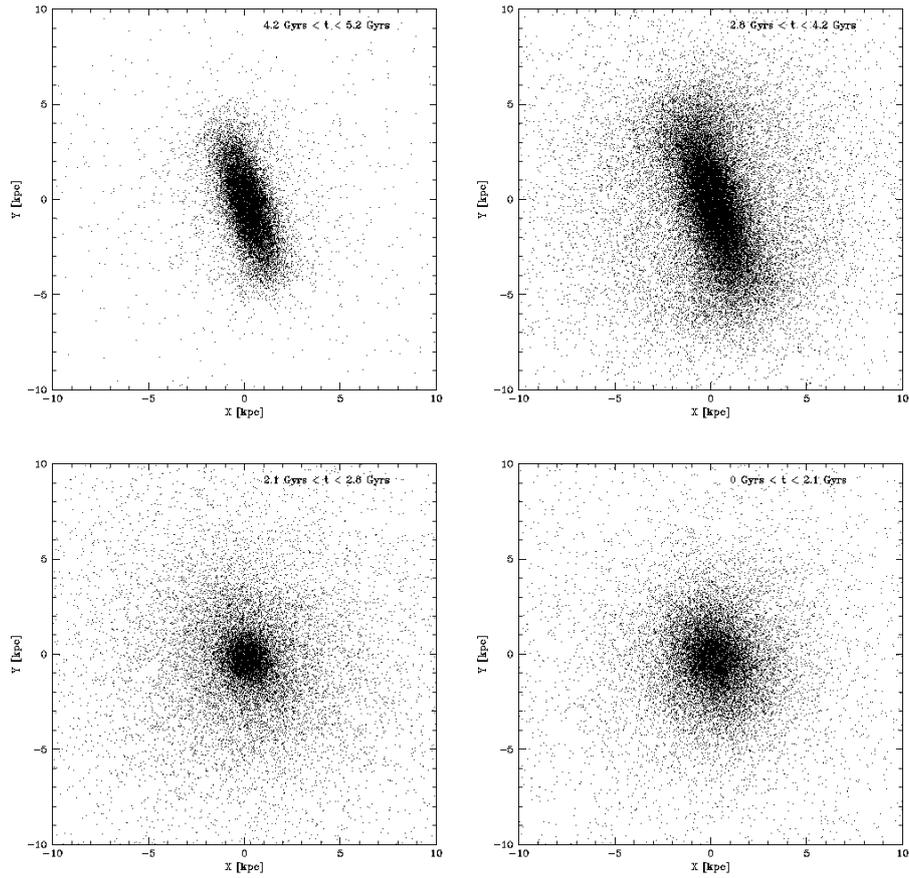


Figura 4.18: Distribución espacial de cada uno de los picos de formación estelar intensa. Los paneles superiores muestran la distribución espacial de las partículas estelares que se forman en los dos picos más nuevos, donde se forma la estructura contrarrotante. Por el contrario, los paneles inferiores muestran la distribución espacial de las partículas estelares formadas en los dos picos más viejos de formación estelar intensa. Estas partículas forman la componente esferoidal más vieja de la galaxia soportada por dispersión de velocidades.

partículas estelares y gaseosas de las componentes corrotante y contrarrotante de la galaxia central del halo 5. En primer lugar, en el panel inferior izquierdo, se observa el número de en función del tiempo de las partículas pertenecientes al disco contrarrotante, donde las partículas estelares están representadas por el color rojo, las partículas de gas por el color negro, y el total (gas + estrellas) se encuentran en color magenta. Las partículas estelares se forman a partir de $t \gtrsim 1,5$ Gyr, supera al número de partículas de gas en $t \sim 4,8$ Gyr. Las partículas de gas se agotan en $t \sim 5,4$ Gyr. En segundo lugar, en el panel derecho, se observa el número de partículas en función del tiempo pertenecientes, a $z=0$, al disco estelar corrotante. El número de partículas de gas está representado en color celeste, mientras que el número de partículas estelares está representado en azul. El total de las partículas (gas + estrellas) se encuentra en verde. En esta componente las partículas estelares se forman a partir de tiempo superiores a $t \gtrsim 6$ Gyr, donde el número total de partículas estelares superan a las de gas en un tiempo $t \sim 9.3$ Gyr.

El gráfico de circularidad versus tiempos de formación de las partículas del halo 5 se muestran en la figura 4.20 (panel izquierdo). En el panel de la derecha se resaltan las dos subcomponentes identificadas: disco contrarrotante (rojo) y disco corrotante (azul) mostrando una población estelar

Por lo tanto, la evolución temporal de las partículas estelares de la galaxia central del halo 5 se resume de la siguiente forma:

- i) Entre $0 < t < 3.7$ Gyr se forman las partículas estelares más viejas pertenecientes, al bulbo central soportado por dispersión de velocidades
- ii) Entre $3.7 \lesssim t \lesssim 5.4$ Gyr por un lado se forman, partículas estelares pertenecientes al bulbo central, y además, se forman las partículas estelares del disco contrarrotante.
- iii) Entre $6 \lesssim t \lesssim 13.7$ gyr se forman las partículas estelares pertenecientes a un disco joven, corrotante y soportado por rotación.

Es importante mencionar que las componentes corrotantes y contrarrotantes de ambos halos, se forman en períodos similares de tiempo. En ambos casos, las subestructuras contrarrotantes son internas y más viejas que las subestructuras corrotantes que forman los discos jóvenes corrotantes de ambas galaxias. A continuación se analiza la evolución temporal de cada una de las subcomponentes corrotantes y contrarrotantes identificadas en las galaxias simuladas.

4.5. Evolución temporal

En esta sección se analiza la evolución dinámica en función del tiempo de las partículas pertenecientes a las subestructuras co y contrarrotantes

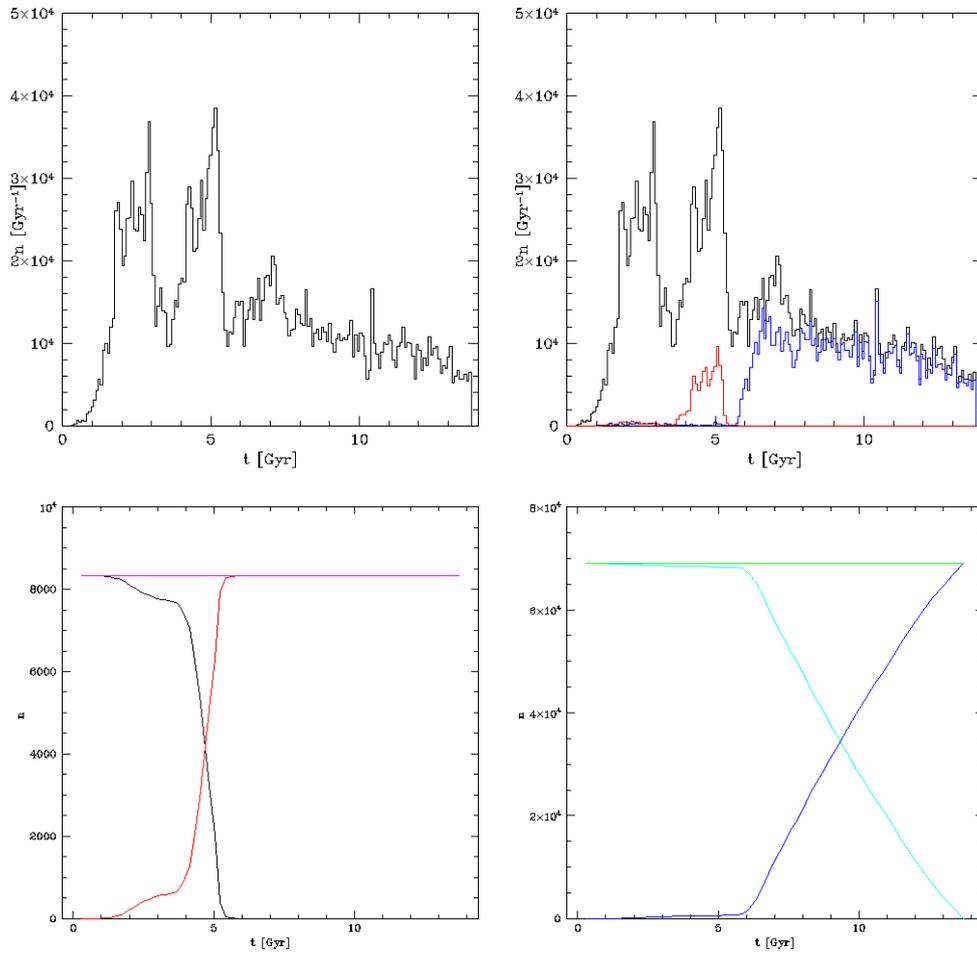


Figura 4.19: Paneles superiores: Histogramas de los tiempos de formación de todas las partículas estelares (en negro), de las partículas estelares de la componente contrarrotante (en rojo) y de las partículas estelares de la componente corrotante (en azul) de la galaxia central del halo 5. Paneles inferiores: Número de partículas en función del tiempo de la componente corrotante en el panel derecho y de la componente contrarrotante en el panel izquierdo. Para el caso de la componente contrarrotante se observa en rojo el número de partículas estelares, en negro el número de partículas gaseosas y en magenta la suma de ambas, todas en función del tiempo. Por otro lado, para el caso de la componente corrotante, se observa en azul el número de partículas estelares, en celeste el número de partículas de gas y en verde la suma de ambas.

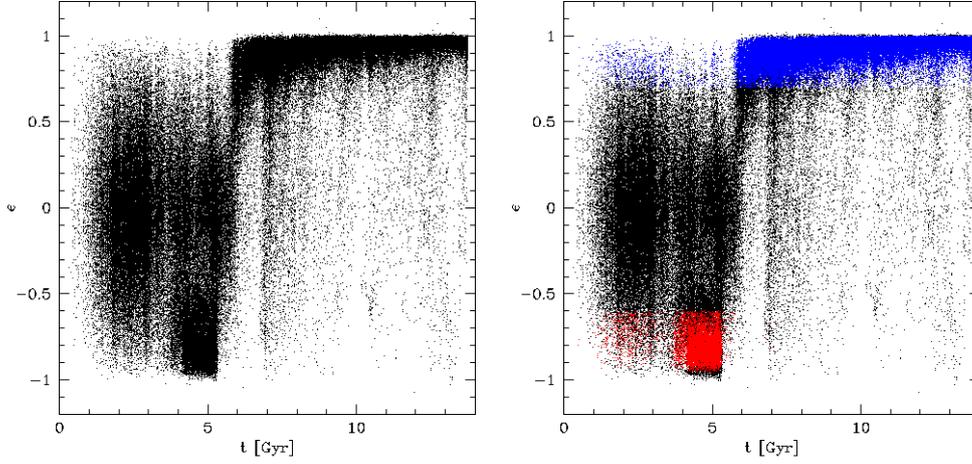


Figura 4.20: Diagrama del tiempo de formación de las partículas estelares (t) de la galaxia central del halo 5 versus la circularidad de ellas en el presente. En el panel izquierdo se muestran todas las partículas estelares, mientras que en el derecho, además, se muestran las componentes co y contrarrotantes (en rojo y en azul respectivamente) seleccionadas en la sección anterior.

seleccionadas con anterioridad mediante la ubicación en el gráfico de energía en función de circularidad. Para entender el origen de estas componentes se analiza el momento angular específico de cada componente y como evoluciona temporalmente. El momento angular específico se calcula como

$$\vec{J}_{tot}(t) = \frac{\sum_{i_g=1}^{N_g} \vec{J}_g + \sum_{i_s=1}^{N_s} \vec{J}_s}{\sum_{i_g=1}^{N_g} m_g + \sum_{i_s=1}^{N_s} m_s}, \quad (4.4)$$

donde \vec{J}_g y \vec{J}_s son los momentos angulares de cada partícula de gas y estelar respectivamente, m_g y m_s son las masas de las partículas de gas y estelares respectivamente, i_g e i_s son la i -ésima partícula de gas y estelares, y N_g y N_s son la cantidad de partículas de gas y estelares en el momento t . Por lo tanto, a continuación se analizará este momento angular específico para cada subestructura seleccionada de cada halo.

Halo 4

La figura 4.21 muestra las componentes J_i (con $i=x,y,z$) y el módulo (J) de los momentos angulares específicos de todas las partículas (gaseosas y estelares) de las componentes corrotantes y contrarrotantes (en verde y magenta respectivamente). En primer lugar, para el caso del disco corrotante, se observa que el momento angular en la dirección z predomina prácticamente

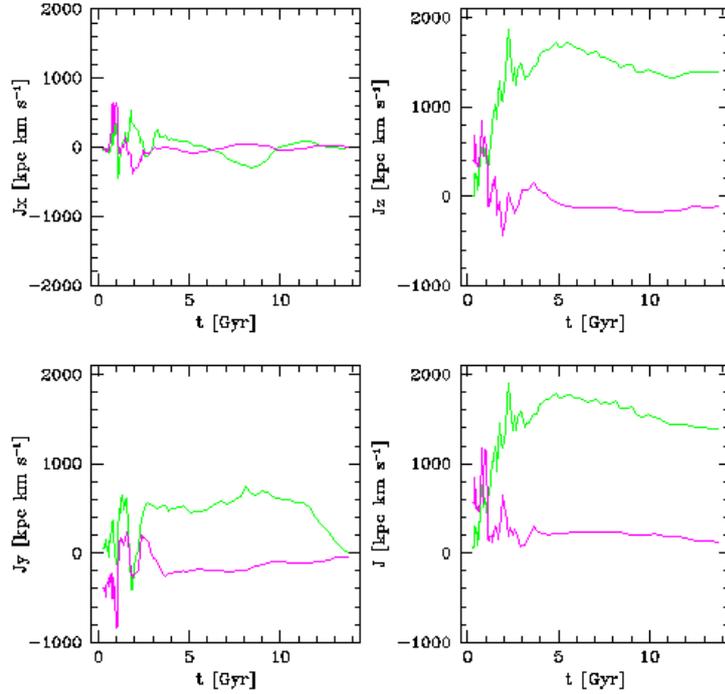


Figura 4.21: En verde, se muestra las componentes y el módulo del promedio del momento angular específico de todas las partículas de gas y estelares en función del tiempo, que en el presente, forman parte de las partículas estelares del disco corrotante de la galaxia del halo 4. En magenta, se muestran las componentes y el módulo del promedio del momento angular específico de todas las partículas de gas y estelares en función del tiempo, que en el presente, forman parte de la barra contrarrotante de la galaxia del halo 4

en todo momento, además de que no varía en gran proporción a partir de $t \sim 5\text{Gyr}$. Este tiempo coincide con el tiempo en el cual la la formación estelar cesa. Por lo tanto, la galaxia entra en una etapa de evolución tranquila de acreción de gas y sin eventos de fusión violentos, y manteniendo su rotación a lo largo del tiempo con el mismo eje de rotación. En segundo lugar el momento angular específico de la barra contrarrotante, al igual que el del disco, es bastante irregular para $t < 4\text{Gyr}$, y luego entra en una etapa de relajación. Es interesante notar que la componente z del momento angular se hace negativa para la barra, a partir de $t \gtrsim 5\text{Gyr}$, coincidiendo, aproximadamente, con el tiempo de formación de sus partículas estelares. Es importante notar que el módulo del momento angular del disco corrotante, es prácticamente en todo momento, mayor que el módulo del momento angular de la barra contrarrotante. A tiempos tardíos esa diferencia es de un orden de magni-

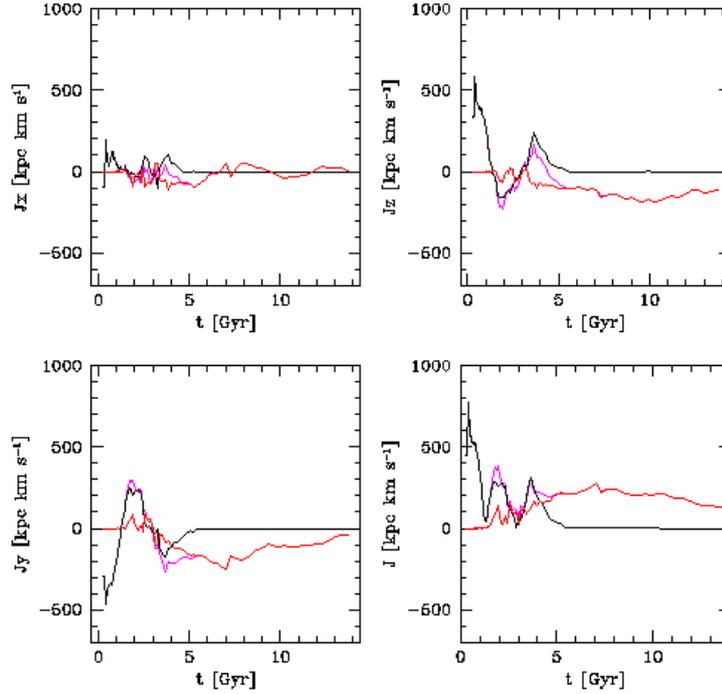


Figura 4.22: Las componentes y el módulo del promedio del momento angular específico en función del tiempo de las partículas que, en el presente, forman parte de la barra contrarrotante de la galaxia del halo 4. El color negro representa las partículas de gas, el color rojo las estelares y el magenta el total de todas las partículas.

tud. El momento angular específico de la barra contrarrotante en función del tiempo puede descomponerse (figura 4.22) en el momento angular específico del gas (en negro) y el momento angular específico de las partículas estelares (en rojo). Se puede observar como el momento angular del gas domina en tiempos tempranos, antes de $t \lesssim 3 \text{ Gyr}$ y el de las estrellas en tiempos tardíos, a partir de $t \gtrsim 5 \text{ Gyr}$. El intervalo entre 3 Gyr y 5 Gyr la formación estelar de las partículas de la barra es intensa. Es interesante notar que el momento angular en la dirección z de las partículas de gas en ese intervalo es positivo, mientras que el de las estrellas es negativo. Por lo tanto, resulta extraño el hecho de que a medida que se forman las estrellas pasan de tener una rotación positiva en estado gaseoso a una negativa cuando ya son partículas estelares.

La figura 4.23 muestra el momento angular específico del disco en función del tiempo descompuesto en el momento angular específico de las partículas del gas (color celeste), y de las partículas estelares (color azul) en función del

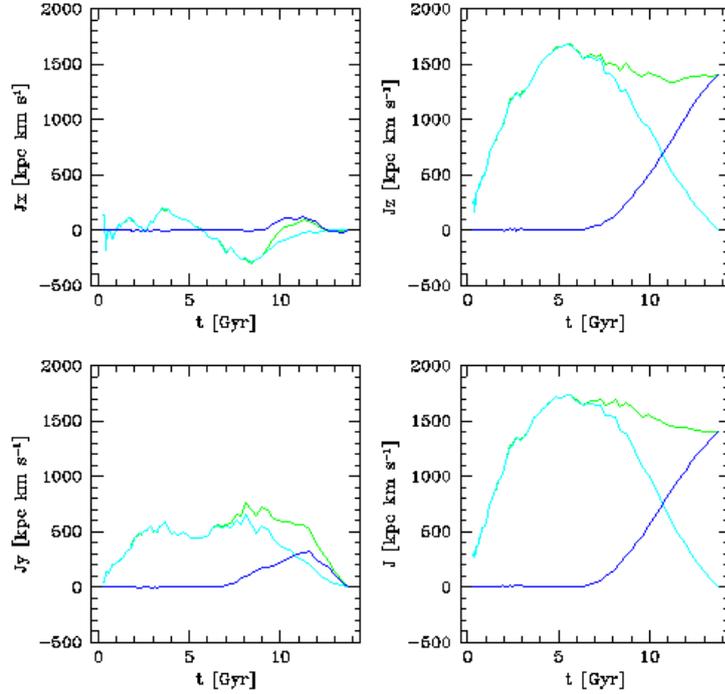


Figura 4.23: Las componentes y el módulo del promedio del momento angular específico en función del tiempo que, en el presente, forman parte del disco corrotante de la galaxia del halo 4. El color celeste, representa las partículas de gas, el azul, las estelares y el verde el total de las partículas (partículas gaseosas más estelares).

tiempo. Se puede observar nuevamente que a tiempo tempranos, las partículas del gas son las responsables del valor del momento angular a tiempos tempranos y luego a partir de $t \gtrsim 7$ Gyr, comienza a decaer hasta que el momento angular de las partículas estelares comienza a dominar. La componente dominante en casi todo momento es la componente z, donde el gas ya traía un momento angular positivo antes de que se forme la componente estelar corrotante a $z=0$.

Un escenario posible para la formación de la barra contrarrotante es la interacción con un satélite masivo en órbita retrógrada. Cabe destacar que este tipo de eventos son bastantes comunes dentro del modelo jerárquico Λ CDM. Con este tipo de interacciones serían esperables cambios abruptos en la evolución temporal del momento angular de la barra tal como se ve en tiempos ~ 5 Gyrs. Cabe también destacar que si bien las estrellas de la barra contrarrotante tiene una mediana de tiempos de formación relativamente temprana $t = 3,8$ Gyrs, la distribución espacial de las mismas no muestra

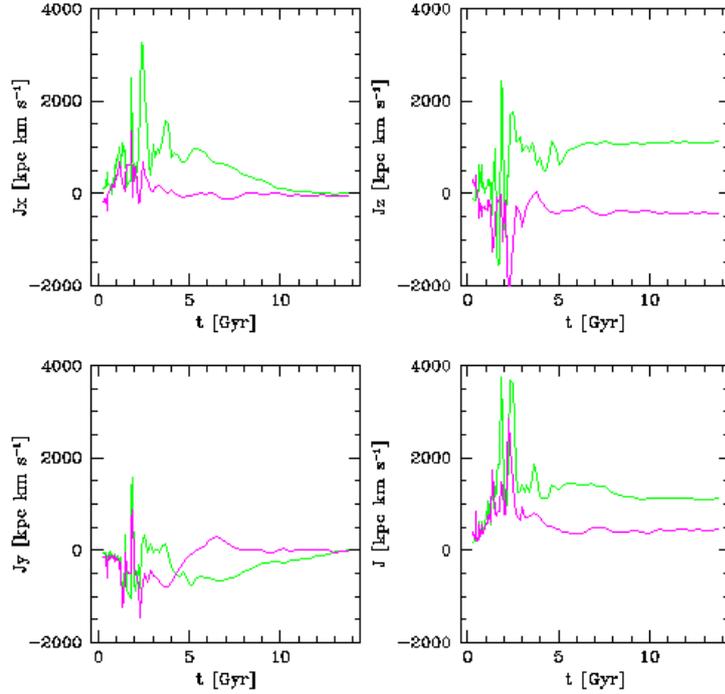


Figura 4.24: En verde, se muestra las componentes y el módulo del promedio del momento angular específico de todas las partículas de gas y estelares en función del tiempo, que en el presente, forman parte de las partículas estelares del disco corrotante de la galaxia del halo 5. En magenta, se muestran las componentes y el módulo del momento angular específico de todas las partículas de gas y estelares en función del tiempo, que en el presente, forman parte del disco contrarrotante de la galaxia. del halo 5

forma barreada hasta tiempos bastante mas posteriores lo que refuerza la idea de la interacción con un satélite.

Halo 5

La evolución temporal del momento angular de las partículas de la galaxia central del halo 5 se muestra en la figura 4.24, donde la convención de los colores es la misma que la utilizada para el halo 4. Se puede observar que, al igual que en el halo 4, el momento angular en la dirección z del disco corrotante en función del tiempo no varía de forma muy pronunciada a partir de $t \gtrsim 7\text{Gyr}$.

En la figura 4.25 se observa el momento angular específico del disco contrarrotante en función del tiempo, donde la convención de colores es la misma que para el halo 4. El momento angular específico en la dirección z posee val-

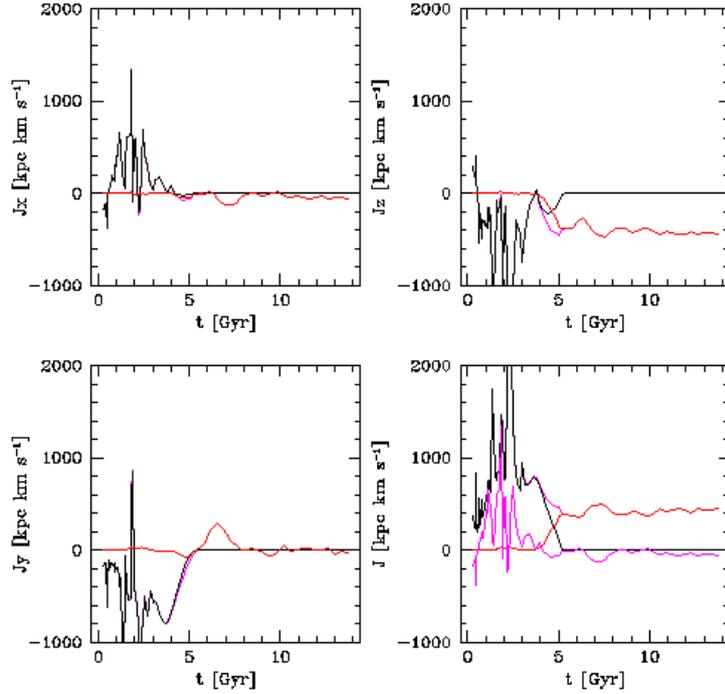


Figura 4.25: Las componentes y el módulo del promedio del momento angular específico en función del tiempo de las partículas que, en el presente, forman parte del disco contrarrotante de la galaxia del halo 5. El color negro representa las partículas de gas, el color rojo las estelares y el magenta el total de todas las partículas (partículas de gas y estelares).

ores negativos a tiempos muy tempranos hasta llegar a $t \sim 5$ Gyr, donde prácticamente todas las partículas de gas se han transformado en estrellas. El momento angular en la dirección z de las partículas estelares en ese tiempo, también es negativo, por lo tanto el gas ya poseía un sentido de rotación negativo, que es mantenido, aproximadamente, a lo largo del tiempo por las partículas estelares después de los 5 Gyr.

Por el contrario, la formación de las partículas estelares del disco corrotante (4.26) es posterior a la del disco contrarrotante, por lo tanto, existe un período hasta $t \sim 7$ Gyr donde predomina el momento angular de las partículas de gas. Estas partículas ya presentan un momento angular específico en la dirección z positivo, y luego el sentido de rotación se mantiene en el período de formación estelar.

La formación inicial de una componente con un sentido de rotación a partir de la acreción del gas, y la subsecuente formación de otra componente a partir de la acreción del gas en sentido contrario, parece explicar la formación

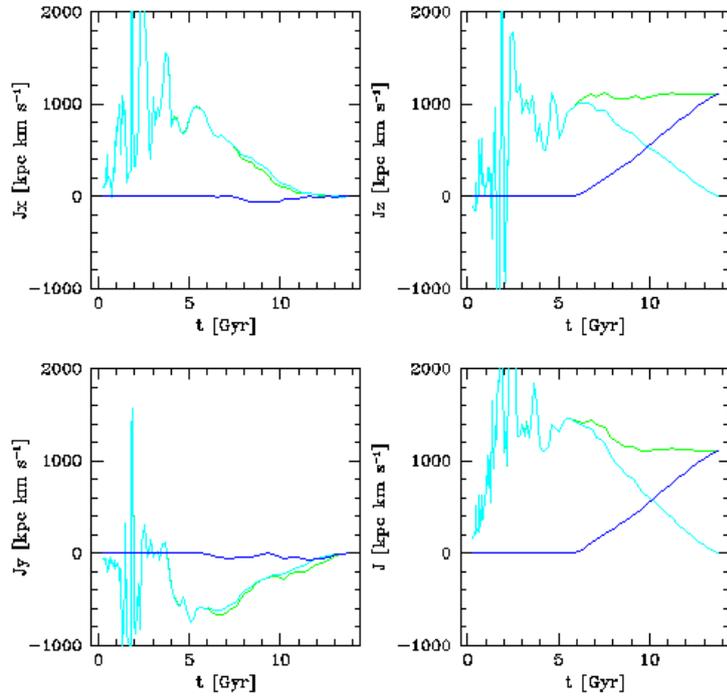


Figura 4.26: Las componentes y el módulo del promedio del momento angular específico en función del tiempo que, en el presente, forman parte del disco corrotante de la galaxia del halo 5. El color celeste, representa las partículas de gas, el azul, las estelares y el verde el total de las partículas (partículas gaseosas más estelares).

de ambos discos que rotan en sentido contrario uno de otro.

Capítulo 5

Conclusiones y Trabajos Futuros

Los resultados observacionales acumulados en las últimas dos décadas de galaxias de diversos tipos morfológicos han mostrado la existencia de componentes con una rotación contraria a otra componente central de la galaxia. Particularmente, se han encontrado galaxias disco con discos y núcleos estelares contrarrotantes. Algunas casos de particular interés son el de las galaxias NGC 5728 y NGC 7331, mostradas en el capítulo 1, donde cada una posee una componente interna contrarrotante y, además, la primera de ellas es barrada. Los escenarios propuestos son la acreción externa y retrógrada de gas y estrellas provenientes de satélites, inestabilidades gravitacionales producidas por la presencia de la barra y la formación inicial de una subestructura interna con un determinado sentido de rotación y la subsecuente formación del disco con rotación contraria.

Con el objetivo de estudiar la habilidad del modelo Λ CDM de formar este tipo de estructuras, se identificaron y analizaron las componentes estelares en simulaciones cosmológicas hidrodinámicas. Para analizar la dinámica de cada galaxia, se utilizó la energía y el parámetro de circularidad que mide además de la excentricidad de la órbita, la dirección de rotación sobre el plano normal al eje definido por el momento angular en la dirección z . A partir de la circularidad se han encontrado dos galaxias disco, con componentes estelares internas, que rotan en sentido contrario al disco principal de las galaxias. Se ha analizado la distribución espacial de cada componente contrarrotante, donde se mostró que una de ellas presenta una forma prolada como una barra, coplanar con el disco externo corrotante. Por otro lado, la otra galaxia presenta una subestructura contrarrotante oblada en forma de disco, también coplanar con el disco corrotante.

Se han analizado los tiempos de formación de las partículas estelares

de cada componente, donde las dos galaxias poseen la componente contrarrotante más vieja que la corrotante. Luego se analizó la evolución temporal de la dinámica de la galaxia utilizando el momento angular específico en función del tiempo de las partículas pertenecientes a cada componente donde se incluye las partículas de gas que luego se transforman en estrellas pertenecientes a las componentes corrotantes y contrarrotantes.

Los escenarios propuestos aún no son del todo claros para la formación de estas subestructuras, aunque los escenarios más probables parecen estar en acuerdo con los escenarios propuestos a partir de las observaciones. Para el caso de la barra contrarrotante probablemente la interacción con un satélite en órbita retrógrada, y que además produzca un brote grande de formación estelar, es el escenario más plausible. Para el caso del disco contrarrotante, la acreción temprana y retrógrada de gas y estrellas podrían formar esta subestructura que inicialmente rotaría en contra del gas que, subsecuentemente formarían las partículas estelares pertenecientes al disco joven y corrotante. Cabe destacar que la acreción de gas retrógrada es también una característica distintiva de los modelos actuales de formación de galaxias, donde el modo de flujos fríos (o coldflows) podrían ser los responsables de la formación de estas estructuras.

Varias cuestiones quedan abiertas, y serán tenidas en cuenta en futuros trabajos para la proposición definitiva de un escenario propicio de la formación de estas componentes. Entre ellas, se destaca el análisis de la dinámica de las partículas estelares utilizando la energía y la circularidad para tiempos anteriores. Este análisis permitirá seguir la evolución dinámica de las partículas estelares de cada componente a lo largo del tiempo, y por lo tanto, permitirá conocer su rotación desde el momento de su formación. Otra asignatura pendiente, es el análisis de la acreción del gas, en el momento de formación de las componentes seleccionadas. Esto permitirá estudiar el comportamiento dinámico del gas antes de la formación de las partículas estelares pertenecientes a las componentes contrarrotantes, y así, analizar si el sentido de rotación se conserva desde tiempos tempranos o si hubo algún cambio del sentido de rotación por algún evento de fusión.

Bibliografía

- Abadi, M. G., Navarro, J. F., Steinmetz, M., & Eke, V. R. 2003, *ApJ*, 597, 21
- Anantharamaiah, K. R., & Goss, W. M. 1996, *ApJL*, 466, L13
- Balcells, M., & Quinn, P. J. 1990, *ApJ*, 361, 381
- Baugh, C. M., Lacey, C. G., Frenk, C. S., Granato, G. L., Silva, L., Bressan, A., Benson, A. J., & Cole, S. 2005, *MNRAS*, 356, 1191
- Baugh, C. M. 2006, *Reports on Progress in Physics*, 69, 3101
- Bender, R., Saglia, R. P., & Gerhard, O. E. 1994, *MNRAS*, 269, 785
- Benson, A. J. 2010, *Physics Reports*, 495, 33
- Bertola, F., Cinzano, P., Corsini, E. M., Pizzella, A., Persic, M., & Salucci, P. 1996, *ApJL*, 458, L67
- Braun, R., Walterbos, R. A. M., & Kennicutt, R. C., Jr. 1992, *nature*, 360, 442
- Bregman, J. N., Hogg, D. E., & Roberts, M. S. 1992, *ApJ*, 387, 484
- Cappellaro, E., Evans, R., & Turatto, M. 1999, *A&A*, 351, 459
- Cocato, L., Morelli, L., Corsini, E. M., Buson, L., Pizzella, A., Vergani, D., & Bertola, F. 2011, *MNRAS*, L213
- Cole, S., et al. 2005, *MNRAS*, 362, 505
- Corsini, E. M., Pizzella, A., Funes, J. G., Vega Beltran, J. C., & Bertola, F. 1998, *A&A*, 337, 80
- Duerr, R., Imhoff, C. L., & Lada, C. J. 1982, *ApJ*, 261, 135

- Dunkley, J., et al. 2009, ApJS, 180, 306
- Emsellem, E., et al. 2004, MNRAS, 352, 721
- Evans, N. W., & Collett, J. L. 1994, ApJL, 420, L67
- Evrard, A. E. 1988, MNRAS, 235, 911
- Fisher, D., Illingworth, G., & Franx, M. 1994, AJ, 107, 160
- Franx, M., & Illingworth, G. D. 1988, ApJL, 327, L55
- Freeman, K. C. 1970, ApJ, 160, 811
- García-Burillo, S., Sempere, M. J., Combes, F., Hunt, L. K., & Neri, R. 2000, A&A, 363, 869
- Gerritsen, J. P. E. 1997, Ph.D. Thesis,
- Gingold, R. A., & Monaghan, J. J. 1977, MNRAS, 181, 375
- Gunn, J. E. 1977, ApJ, 218, 592
- Hernquist, L. 1990, ApJ, 356, 359
- Jore, K. P., Broeils, A. H., & Haynes, M. P. 1996, AJ, 112, 438
- Kannappan, S. J., & Fabricant, D. G. 2001, AJ, 121, 140
- Katz, N. 1992, ApJ, 391, 502
- Katz, N., Weinberg, D. H., & Hernquist, L. 1996, ApJS, 105, 19
- Kazantzidis, S., Bullock, J. S., Zentner, A. R., Kravtsov, A. V., & Moustakas, L. A. 2008, ApJ, 688, 254
- Kowalski, M., et al. 2008, ApJ, 686, 749
- Lucy, L. B. 1977, AJ, 82, 1013
- Macchetto, F., Pastoriza, M., Caon, N., Sparks, W. B., Giavalisco, M., Bender, R., & Capaccioli, M. 1996, Astronomy and Astrophysics Supplement, 120, 463
- Mantz, A., Allen, S., Rapetti, D., Ebeling, H., & Drlica-Wagner, A. 2009, Chandra's First Decade of Discovery,
- Merrifield, M. R., & Kuijken, K. 1994, ApJ, 432, 575

- Miller, G. E., & Scalo, J. M. 1979, ApJS, 41, 513
- Mo, J., & Van Den Bosch, F., White, S. 2010, GALAXY FORMATION AND EVOLUTION
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1996, ApJ, 462, 563
- Navarro, J. F., & White, S. D. M. 1993, MNRAS, 265, 271
- Navarro, J. F., & White, S. D. M. 1994, MNRAS, 267, 401
- Percival, W. J., et al. 2007, ApJ, 657, 645
- Piontek, F., & Steinmetz, M. 2009, arXiv:0909.4167
- Piontek, F., & Steinmetz, M. 2009, IAU Symposium, 254, 50P
- Pizzella, A., Corsini, E. M., Vega Beltrán, J. C., & Bertola, F. 2004, A&A, 424, 447
- Plana, H., & Boulesteix, J. 1996, A&A, 307, 391
- Prada, F., & Gutiérrez, C. M. 1999, ApJ, 517, 123
- Prada, F., Gutierrez, C. M., Peletier, R. F., & McKeith, C. D. 1996, ApJL, 463, L9
- Rix, H.-W., & White, S. D. M. 1992, MNRAS, 254, 389
- Rix, H.-W., Franx, M., Fisher, D., & Illingworth, G. 1992, ApJL, 400, L5
- Rozo, E., et al. 2010, ApJ, 708, 645
- Rubin, V. C., Graham, J. A., & Kenney, J. D. P. 1992, ApJL, 394, L9
- Scannapieco, C., Tissera, P. B., White, S. D. M., & Springel, V. 2006, MNRAS, 371, 1125
- Schmidt, M. 1959, ApJ, 129, 243
- Sersic, J. L. 1968, Cordoba, Argentina: Observatorio Astronomico, 1968,
- Spiegel, D. N., et al. 2007, ApJS, 170, 377
- Spitzer, L., Jr. 1942, ApJ, 95, 329
- Springel, V. 2005, MNRAS, 364, 1105

- Stinson, G., Seth, A., Katz, N., Wadsley, J., Governato, F., & Quinn, T. 2006, MNRAS, 373, 1074
- Tegmark, M., et al. 2004, ApJ, 606, 702
- Thakar, A. R., & Ryden, B. S. 1996, ApJ, 461, 55
- Thakar, A. R., Ryden, B. S., Jore, K. P., & Broeils, A. H. 1997, ApJ, 479, 702
- Vega Beltran, J. C., Corsini, E. M., Pizzella, A., & Bertola, F. 1997, A&A, 324, 485
- Vergani, D., Pizzella, A., Corsini, E. M., van Driel, W., Buson, L. M., Dettmar, R.-J., & Bertola, F. 2007, A&A, 463, 883
- Widrow, L. M., & Dubinski, J. 2005, ApJ, 631, 838