

**FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS**  
**MASTER EN ASTROFÍSICA**



**Estudio del origen cosmológico de las componentes cinemáticas de  
las galaxias de disco**

**Study of the cosmological origin of the kinematics components of  
disk galaxies**

**Por:**

Víctor Rufo Pastor

**Tutora:**

Dra. M.Ángeles Gómez Flechoso

**TRABAJO FIN DE MÁSTER**

Madrid. Junio 2021

*La mayor de las tentaciones que hay es el tiempo;  
nada se resiste a ser pasado.*

*El tiempo dicta.*

## **Resumen:**

Se han analizado los datos de la simulación cosmológica hidrodinámica PDEVA-5004 ([\[Santos-Santos\]](#) y [\[Serna\]](#)) vinculados a la estructura a gran escala, la Red Cósmica (CW), y a una galaxia de tipo tardío (espiral), así como su componente esferoidal (bulbo y halo) y disco (disco delgado y grueso). El objetivo es investigar condiciones iniciales cinemáticas y morfológicas que vinculen la evolución de las componentes galácticas con la CW, así como un análisis de las propiedades de las mismas, siguiendo los diferentes análisis de estudios recientes como [\[Domínguez-Tenreiro\]](#).

En particular, la orientación inicial de cada componente (proto-disco y proto-esferoide) con la CW supone una condición primera para diferenciar estas dos evoluciones estructurales distintas. Se emplea los autovectores del elipsoide de inercia de cada componente y se obtiene que el asociado al proto-disco es paralelo a la CW; el plano del proto-disco está atravesado al filamento de la CW. Por otro lado, la orientación asociada al esferoide es perpendicular. Esta distinta orientación afecta al torque gravitacional que ejerce la CW en su colapso a las componentes.

Por otro lado, las propiedades cinemáticas y espaciales de las subredes cósmicas progenitoras de las componentes galácticas también revelan una remarcada diferencia que hace distinguir el momento angular esferoidal y el momento angular del disco.

Para poder trazar la evolución de las diferentes estructuras se ha estudiado conceptos como la historia de formación estelar, la historia de la masa acretada a partir del radio del virial, el cambio del centro de masas, entre otros. Esto ha necesitado de un desarrollo de un algoritmo y un programa (usando Python) para automatizar estas operaciones, siendo especialmente importante el cálculo del centro de masas.

## **Abstract:**

The cosmological hydro-simulation PDEVA-5004 data ([\[Santos-Santos\]](#) and [\[Serna\]](#)) has been analyzed for the large-scale structure, the Cosmic Web (CW), and for a late-type galaxy (spiral), and its components: the disk (thin and thick) and the spheroid (halo and bulge). The objective is to determine the initial kinematic and morphological conditions that can relate the cosmological evolution of the galactic components to the CW, as well as an analysis of their properties, following the several analyses of recent studies such as [\[Domínguez-Tenreiro\]](#).

In particular, the initial orientation of each component (proto-disk and proto-spheroid) with the CW is the first condition to differentiate these two different structural evolutions. The eigenvectors of the inertia ellipsoid of each of the components have been used and the result is: the proto-disk is parallel to the CW; the proto-disk plane is traversed to the CW, and the spheroid is perpendicular. This opposite orientation affects to the CW gravitational torque during their collapsing.

Additionally, the kinematic and spatial properties of the progenitors cosmic sublattices of the galactic components also reveal a marked difference that distinguishes the spheroidal angular momentum and the disk angular momentum.

The research of the different evolution of these structures is based on finding the stellar formation history, the accreted mass history given the virial radius, the change of the mass center (CM), among other things. Therefore an algorithm and a program (using Python) are needed, being the calculating of the CM especially important.

# Índice

---

	Página
<b>1. Previo</b>	<b>2</b>
1.1. PDEVA . . . . .	2
1.1.1. Enriquecimiento químico . . . . .	2
<b>2. Metodología</b>	<b>3</b>
2.1. Algoritmo del cálculo del centro de masas . . . . .	3
2.1.1. Primer Módulo. Método de reducción de partículas . . . . .	4
2.1.2. Segundo Módulo. Búsqueda de la sobredensidad . . . . .	5
2.1.3. Limitaciones del algoritmo . . . . .	5
2.2. Tensor de Inercia Reducido . . . . .	6
2.3. Momento Angular Normalizado . . . . .	6
2.4. Proyecciones Aitoff . . . . .	7
2.5. Morfología . . . . .	7
<b>3. Resultados</b>	<b>8</b>
3.1. Propiedades estructurales . . . . .	8
3.2. Identificación morfológica . . . . .	8
3.3. Tensor de Inercia Reducido . . . . .	9
3.3.1. Orientación . . . . .	11
3.4. Momento angular normalizado . . . . .	13
3.4.1. Orientación . . . . .	14
3.5. Ángulo entre el TIR y el Momento Angular Reducido . . . . .	15
3.6. Historia de formación estelar . . . . .	16
3.7. Historia de la masa acretada galáctica . . . . .	18
3.7.1. Masa acretada, momento angular y orientación . . . . .	19
<b>4. Conclusión</b>	<b>20</b>
<b>5. Anexo 1. Autovectores de la galaxia principal</b>	<b>23</b>
<b>6. Anexo 2. Evolución de los componentes de la galaxia principal</b>	<b>24</b>
<b>7. Anexo 3. Asignación color-salida-redshift</b>	<b>26</b>

---

# 1. Previo

---

## 1.1. PDEVA

PDEVA-5004 es una simulación cosmológica  $N - Body zoom - in$  hidrodinámica orientada a reproducir galaxias tipo disco que corre un código basado en la conservación entrópica AP3M-SPH [Serna], cuyo primer cometido son las leyes de conservación, en especial la del momento angular, con una exactitud mantenida. Incluye un ineficiente esquema de formación estelar que trabaja a escalas sub-grid para replicar el *feedback* estelar y un detallado enriquecimiento químico y métodos de feedback. Aspectos que son problemas fundamentales de una simulación para poder replicar mejor la evolución estructural y procesos astrofísicos observados. Esto permite generar estrellas y discos de gas con propiedades que cumplen con constricciones observacionales [Domínguez-Tenreiro2].

Un código AP3M-SPH (*Adaptative Particle-Particle Particle-Mesh Smooth Particle Hydrodynamics*) implica que el algoritmo usado es una combinación entre código partícula-malla, basado en la ecuación de Poisson donde se trabaja con un campo de fuerzas orientado a grandes distancias entre partículas para describir una física cinemática a gran escala reduciendo tiempo de computación, y, código partícula-partícula, que es un método exacto para el cálculo de fuerzas a escalas de interacción locales, cercanas. Además, la malla sigue un método adaptativo que permite alcanzar el mínimo de resolución<sup>1</sup> deseada. Finalmente, la parte hidrodinámica suavizada se encarga de la parte semi-analítica que se apoya en una descripción lagrangiana de N partículas con un núcleo suavizado, a modo de fluido, lo que permite un aumento de resolución en regiones de alta densidad, por ello es responsable del comportamiento gaseoso (incluye las funciones de formación estelar, enriquecimiento químico, *feedback*, entre otras).

Para el método partícula-partícula se ha empleado un parámetro de suavizado gravitacional  $\epsilon_g = 400h^{-1}pc^{-1}$ .

La simulación presenta una resolución en masa bariónica y en materia oscura de  $m_{bar} = 5,14 \times 10^6 M_\odot$  y  $m_{DM} = 2,58 \times 10^7 M_\odot$ , respectivamente.

El modelo cosmológico usado es  $\Lambda CDM$  con parámetros  $\Omega_m = 0,25$ ;  $\Omega_b = 0,04$ ;  $\Omega_\Lambda = 0,75$  ;  $\sigma_8 = 0,9$ ;  $H_0 = 73 \text{ kms}^{-1} Mpc^{-1}$

Como última consideración, los métodos de enriquecimiento químico y *feedback* están implementados por [Martínez-Serrano]. Además, el mecanismo de enriquecimiento químico es bastante detallado, descrito en [Domínguez-Tenreiro2]. Lo cual es imprescindible para poder caracterizar adecuadamente las componentes esferoidales y de disco en morfología, cinemática y composición.

### 1.1.1. Enriquecimiento químico

Se especifica algunos aspectos de interés como la consideración de los efectos de las inyecciones de energía discreta por la física estelar.

La evolución química hace uso del  $Q_{ij}$  formalismo dado por [Talbot-Arnett]. El *feedback* estelar está implementado implícitamente a través (ineficientemente) de los parámetros de formación estelar discutidos en [Agertz]. El *feedback* de supernovas SNe y la evolución de SNIA se han incluido. También se emplea el código GASOLINE [Wadsley] en el que se implementa el feedback de supernovas usando el formalismo de *blastwave*.

<sup>1</sup>Resolución: La resolución es un concepto vinculado a la escala estructural mínima, dada por la masa, que se puede resolver. El mínimo es dado por la masa de una partícula.

## 2. Metodología

---

Para un redshift desde 10 hasta 0, se ha seleccionado y analizado la componente bariónica de la estructura a gran escala filamentosa conocida como Web Cómica (CW) y de una galaxia espiral (CG). En esta última se diferencia la componente esferoidal (bulbo y halo) y el disco (grueso y delgado).

Para esta selección de partículas, generando una lista, se ha empleado el programa desarrollado por Hector Artal, Irhys, siguiendo el criterio descrito en [\[Libeskind\]](#). De los tres autovalores del tensor de cizalla,  $\lambda_1 \leq \lambda_2 \leq \lambda_3$ , el número de ellos mayores a un umbral arbitrario define si es un vacío (ninguno), muro (uno), filamento (dos) o nodo (tres) ya que, por ejemplo, presentar tres autovalores elevados superando ese umbral implica un colapso fuerte en las tres direcciones espaciales generando un nodo, por otro lado, en filamentos  $\lambda_1$  no supera el corte pero los otros dos sí, fuerte colapso en dos direcciones.

Para catalogar partículas en base a las componentes galácticas se aprovecha la simetría en eje  $z$  del disco y se computa un parámetro de excentricidad<sup>2</sup>  $\epsilon$  como el ratio del momento angular  $j$  proyectado en  $z$ ,  $j_z$ , con el  $j$  esperado si fuera una órbita circular,  $J_C$ . Como  $\epsilon$  solo da inferencia de la importancia relativa de una componente en la estructura, se calcula  $j_p/J_C$ , con  $j_p$  como  $j$  proyectado en el plano-disco, y la energía de ligadura total  $E$ . Después, se realiza una descomposición con el algoritmo *kk-means* asignando componente a cada partícula [\[Domenech-Moral\]](#).

Los datos de la simulación están almacenados en ficheros binarios en formato Big Endian. Por ello, un paso previo es la lectura siguiendo la estructura concreta de los ficheros y almacenar la información en otro formato de fácil y eficiente uso (como ficheros numpy o csv).

Del listado de partículas se eliminan aquellas de tipo gas con temperaturas  $T >> 10^4 K$ , ya que estas no tienen un enfriamiento eficiente al estar relacionados a procesos vinculados al calentamiento gravitacional o hidrodinámico, efectos ajenos a la física de este estudio. Por otro lado, el gas no suele presentar temperaturas muy inferiores a  $10^4 K$  porque el enfriamiento atómico, considerado en esta simulación, es pobre y no consigue enfriar más. Por tanto  $T \sim 10^4 K$ .

Esto configura el listado final de cada estructura que contienen la información de la masa, posición, velocidad y tipo, al que se le añade la información de a qué componente pertenece en el caso de las partículas de la galaxia.

Para generar los cálculos necesarios es imprescindible establecer un sistema de referencia correcto físicamente; por defecto la simulación lo sitúa en un cierto punto fijo arbitrario. Es por esto que se necesita calcular el centro de masas (CM) de cada estructura. Según sea el objetivo del estudio, se elegirá un *set* de CMs o bien solo uno en concreto. En este caso el sistema de referencia será cada CM para cada correspondiente estructura.

El CM interviene en el cálculo del Tensor de Inercia Reducido, del Momento Angular Normalizado, lo que repercute en el elipsoide de inercia e incluso en la orientación entre estructuras. Por lo que el método usado debe de estar suficientemente bien condicionado. Ver secciones 2.2 y 2.3.

### 2.1. Algoritmo del cálculo del centro de masas

Para generar un centro de masas asociado a una estructura, el algoritmo empleado ha sido dividido en dos módulos. El primero, evalúa un CM por un método de reducción de partículas.

---

<sup>2</sup>Si el valor de  $\epsilon$  es  $\sim 1$  indica soporte por rotación;  $\sim 0$  por dispersión de velocidades.

Se parte de una esfera en la que se contiene todas las partículas asociadas a una estructura y se va reduciendo hasta conseguir un CM. El segundo, toma un entorno a este CM y selecciona la partícula con mayor sobredensidad dado un cierto volumen.

### 2.1.1. Primer Módulo. Método de reducción de partículas

Para establecer el CM se emplea un método iterativo en el que se comienza con un primer centro de masas inicial,  $CM_0$ , con el que se reposiciona todas las partículas, obteniéndose así la distancia de cada una respecto al  $CM_0$ . La mayor distancia marcará el radio de la esfera que contenga todas las partículas y será la distancia de partida para ir reduciendo ese volumen. Este volumen contiene partículas bariónicas de tipo gas y estrellas.

La reducción del volumen será suficientemente suave tal que el número de partículas ( $N$ ) que quede dentro no decaiga drásticamente. En concreto, se reduce un 1% del radio total para escalas típicas de galaxias y 5% para estructuras a gran escala. Esto constituye un filtro de posición variable. Para cada iteración, con un radio de tolerancia menor y menos partículas, se calcula un nuevo CM.

Si  $CM$  y  $CM_0$  se diferencian en la cuarta cifra significativa (o quinta si se trata de una escala galáctica), el  $CM$  se considera como un  $CM$ -candidato.

Se calcula un segundo centro de masa,  $CM_2$ , dado por el volumen correspondiente a dos iteraciones más, es decir, contiene menos partículas que para  $CM$ -candidato. Si el candidato mantiene la misma diferencia con  $CM_2$  que con  $CM_0$  se establece el  $CM$ . Estos dos filtros son fijos y permiten generar una cota superior e inferior tal que, si se añade o se eliminan una cantidad de partículas, el  $CM$  no cambia significativamente.

Cuando una condición no se cumple, las iteraciones continúan reduciendo la esfera y evaluando nuevos  $CM$ . Por tanto, el  $CM$  rechazado pasa a ser el nuevo  $CM_0$ . La figura 1 refleja este funcionamiento.

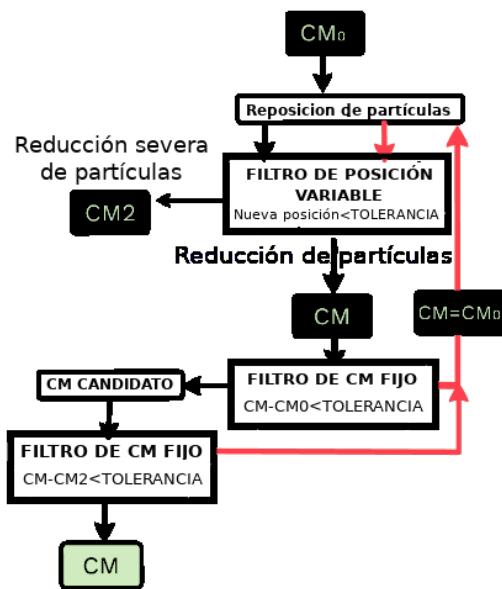


Figura 1: Cálculo del CM. Diagrama del algoritmo. Las flechas negras marcan la dirección en una iteración. Las flechas rojas marcan el reinicio de etapas por incumplimiento de filtros y condiciones.

Sobre esta mecánica se aplican una serie de restricciones. Primeramente, la reducción del volumen inicial no se detendrá hasta alcanzar una cantidad crítica de partículas  $N_c$ , 10% para escalas galácticas y 50% para gran escala, esto permite que para escalas pequeñas (30-40kpc), la determinación del centro de masas recaiga en la zona de sobredensidad principal y no en un entorno de sobredensidades. Esto es muy importante para diferenciar mejor las componentes de una galaxia.

Otra, es que el  $CM$  calculado no esté dado por pocas partículas al no ser físicamente realista. Esto es imperativo a alto redshift, donde la dispersión de partículas es más alta y el  $CM$  puede acabar en regiones del medio interestelar sin interés. El número de partículas mínimo,  $N_{min}$ , establecido es 200 aunque típicamente para alto redshift suelen contribuir 1000 partículas. Es decir, el volumen donde se calcula el  $CM$  debe tener más de 200 partículas pero menos de  $N_c$ .

Para mejorar el cálculo del CM, especialmente a alto redshift, el CM0 con el que se inicia el algoritmo en cada *snap* de la simulación es el establecido por el *snap* anterior. El orden de cálculo es desde  $z=0$ , con una estructura ya definida y estable, hacia  $z=10$ , donde la estructura es más dispersa y el medio distorsiona más el cálculo.

Si no se consigue establecer un CM los valores de tolerancia acaban siendo negativos, radios menores a 0, cuando esto sucede el algoritmo restablece los parámetros iniciales, comenzando de nuevo pero suavizando las restricciones. Por ejemplo, la  $N_c$  es menos restrictiva, porque aumenta, pero eso genera pérdida de precisión.

El resultado de este método puede verse en la figura 2.

### 2.1.2. Segundo Módulo. Búsqueda de la sobredensidad

La motivación de este segundo módulo es poder solventar un problema de resolución. Es posible que el CM no coincida con la sobredensidad de interés, concretamente sucede para la componentes de la galaxia. Para estructuras a gran escala, más difusas, esto no es necesario al no existir una región muy delimitada de sobredensidad. Pero para escalas menores y más aún en galaxias con muchas interacciones (alto redshift), requiere de una mayor precisión a la hora de establecer el CM.

El efecto directo del desplazamiento del CM respecto a la estructura de interés es una menor contribución de las partículas del objeto en los cálculos como el Tensor de Inercia Reducido, provocando que la cinemática empiece a estar dominada por otras estructuras a la de interés. Esto acaba distorsionando las orientaciones entre estructuras.

Otra consideración es la capacidad de diferenciación del CM entre la componente esferoidal (bulbo y halo) y la componente de disco (fino y grueso) de una misma galaxia espiral.

El método empleado consiste en generar una esfera de radio  $r_{max}$  entorno al CM previamente calculado y dividir en dos cortezas este volumen. La corteza con mayor  $N$ , mayor densidad, se volverá a dividir en dos, eligiendo nuevamente la corteza de mayor densidad. Este proceso se reitera hasta obtener la zona de mayor densidad superior a cierta cota de puntos.

Una vez obtenida esta zona, se generan esferas alrededor de las partículas que pertenecen a dicha corteza. La partícula con mayor densidad asociada, marcará la nueva posición del CM, reubicándolo. Este paso requiere un mayor tiempo de operación.

Para redshift cercanos a 0 no es necesario aplicar este método al estar las estructuras mejor definidas. Incluso, en este estudio el primer módulo es capaz de recrear el CM de la sobredensidad correctamente hasta redshifts altos debido a las restricciones impuestas.

### 2.1.3. Limitaciones del algoritmo

Los factores que complican la adquisición del CM son principalmente: un redshift alto, ya que la estructura estará más dispersa (o apenas formada) y habrá mayores efectos de multi-streaming de estructuras cercanas que desplazan el CM y modifican la orientación dada por el Tensor de Inercia (TIR); y la elección de los radios para establecer la zona de mayor sobredensidad entorno a una partícula, ya que debe de tener un tamaño coherente a la escala de la estructura, la cual varía.

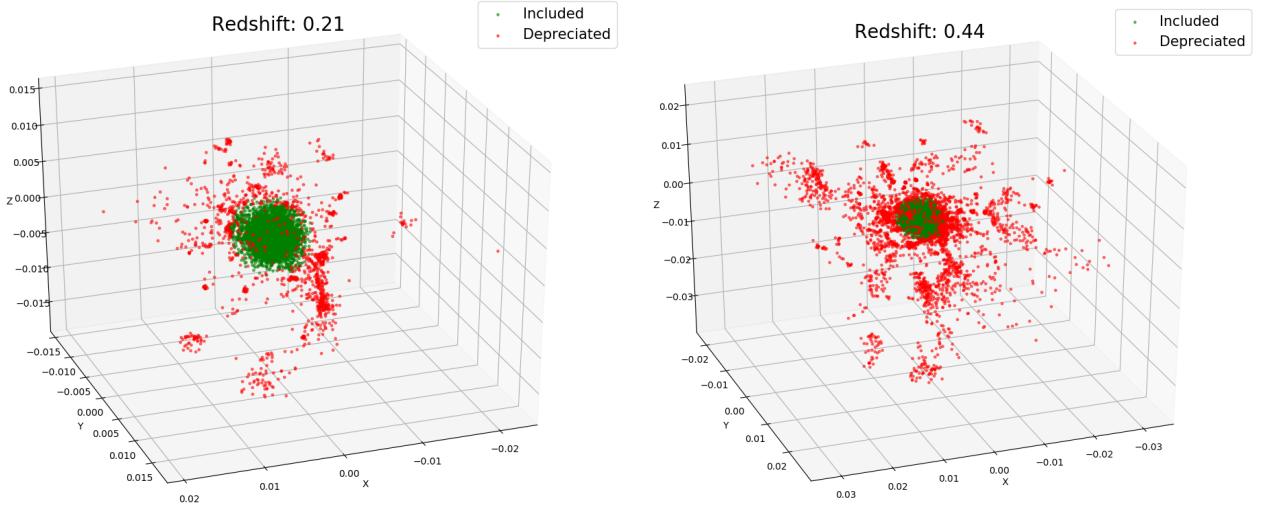


Figura 2: Estas imágenes muestran el funcionamiento del cálculo del CM para la GC  $z=0.21$  y  $z=0.44$ . En rojo las partículas eliminadas para el cálculo y en verde las que contribuyen.

## 2.2. Tensor de Inercia Reducido

El Tensor de Inercia empleado es el dado en [Robles] que es apropiado para poder pesar las partículas en base a su distancia al CM, evitando distorsiones en la morfología dominante que debe estar dada por la estructura principal de la que se calcula el tensor y no por partículas más alejadas.

$$I_{ij}^r = \sum_n m_n \frac{(\delta_{ij} r_n^2 - r_{i,n} r_{j,n})}{r_n^2}; \quad n = 1, 2, \dots, N \quad (1)$$

con  $r_n = \sqrt{x_n^2 + y_n^2 + z_n^2}$  el módulo del vector con x,y,z las coordenadas cartesianas de la posición tomadas respecto al CM de cada estructura para la partícula  $n$ .

Esto origina un tensor simétrico de 9 elementos. Al diagonalizarse, obteniendo sus autovalores y autovectores, es posible analizar las direcciones principales de los semiejes asociados al elipsoide de inercia al que se reduce cada estructura. Existen tres autovalores: uno mayor ( $\lambda_3$ ), intermedio ( $\lambda_2$ ) y menor ( $\lambda_1$ ), y sus respectivos autovectores.

Dependiendo del tipo morfológico de la estructura de estudio, cierto autovector describirá su orientación. Para una estructura filamentosa será  $\lambda_1$ , definiendo el filamento longitudinalmente, caso CW. Para una estructura de tipo disco u oblada (oblato), que sería el esferoide, se emplea  $\lambda_3$  por ser perpendicular al plano del disco.

La elección es así porque el autovector de  $\lambda_3$  va en la dirección del eje menor de una estructura y el asociado a  $\lambda_1$  va en la dirección del eje mayor.

## 2.3. Momento Angular Normalizado

El Momento Angular también necesita de correcciones de partículas alejadas al CM que puedan afectar. Además, se incluye un factor de  $1/N$  para evitar dependencias con la cantidad de partículas entre estructuras.

$$\vec{L}_{web} = \frac{\sum_n \frac{\vec{r}_n \times m_n \vec{v}_n^*}{|\vec{L}_n|}}{N} \quad (2)$$

siendo  $N$  el número total de partículas de una estructura y con

$$\vec{r}_n = \vec{r}_{particle} - \vec{r}_{CM} ; \vec{v}_n^* = \vec{v}_{particle} - \vec{v}_{CM} ; \vec{v}_{CM} = \frac{\sum_n \vec{v}_n \cdot m_n}{\sum_n m_n}$$

## 2.4. Proyecciones Aitoff

Las proyecciones Aitoff son azimutales no equivalentes (distorsiona proporciones de las áreas) y no conforme (distorsiona formas). Su empleo está orientado a la observación del cambio de la dirección de la orientación de estructuras y al cambio en la dirección del momento angular sin especificar valores concretos. Es decir, observar únicamente el comportamiento de la dirección cualitativamente.

Es necesario proyectar debidamente las coordenadas cartesianas a coordenadas angulares. Se nombra como declinación ( $Dec$ ) y ascensión recta ( $AR$ ) para hacer más intuitivas las gráficas. La  $Dec$  toma valores entre  $0$  y  $\pi/2$ . La  $AR$  toma valores entre  $-\pi$  y  $\pi$ . Solo se tiene en cuenta la  $Dec$  positiva evitando ángulos complementarios, lo que modifica algunas coordenadas al proyectar. La conversión es con el siguiente paquete de ecuaciones:

$$Dec = \begin{cases} \pi/2 - \arctan(\sqrt{x^2 + y^2}/z) & z > 0 \\ -\pi/2 - \arctan(\sqrt{x^2 + y^2}/z) & z < 0 \end{cases} ; AR = \begin{cases} \arctan(y/x) & x > 0 \\ \pi + \arctan(y/x) & x < 0 \end{cases} \quad (3)$$

Que ya incluye algunas correcciones (basadas en el cambio de cartesianas a esféricas). Y además:

$$\begin{aligned} Si \ x < 0 \ y \ AR > \pi \rightarrow AR_{new} &= AR - 2\pi \\ Si \ Dec < 0 \ y \ \begin{cases} AR < 0 : AR_{new} = AR + \pi \\ AR > 0 : AR_{new} = AR - \pi \end{cases} ; Dec_{new} &= |Dec| \end{aligned}$$

Para introducir una dimensión temporal en estas gráficas, se incluye un patrón de colores desde morados a rojos para indicar el paso temporal. Morado implica  $z=10$ ; rojo  $z=0$ . Ver Anexo 3.

## 2.5. Morfología

La morfología es una herramienta útil para establecer propiedades de las estructuras en su evolución. Para este estudio se empleará para identificar brevemente la forma de las distintas estructuras a modo de confirmación de las listas de partículas. Por lo que tampoco se van a reflejar los parámetros de deformación, como la triaxialidad,  $T$ , la prolatitud (*prolateness*),  $p$ , o la elipticidad,  $e$ , para todas las salidas.

Para conseguir la morfología se debe utilizar los autovalores obtenidos del TIR y construir los semi-ejes del elipsoide  $a$ ,  $b$  y  $c$  tal que  $a \geq b \geq c$ . Para  $a$  asociado a  $\lambda_1$ ,  $b$  asociado con  $\lambda_2$ , y  $c$  asociado a  $\lambda_3$ .

$$a = \sqrt{\frac{5(\lambda_2 - \lambda_1 + \lambda_3)}{2M}} ; b = \sqrt{\frac{5(\lambda_3 - \lambda_2 + \lambda_1)}{2M}} ; c = \sqrt{\frac{5(\lambda_1 - \lambda_3 + \lambda_2)}{2M}} \quad (4)$$

Con  $M$  la masa total de la estructura. Estas ecuaciones siguen el criterio de [Robles].

$$T = \frac{(1 - b^2/a^2)}{(1 - c^2/a^2)} ; e = \frac{a^2 - c^2}{a^2 + b^2 + c^2} ; p = \frac{a^2 + c^2 - 2b^2}{a^2 + b^2 + c^2} \quad (5)$$

Este apartado se trata en mayor detalle en [Víctor-Rufo].

### 3. Resultados

#### 3.1. Propiedades estructurales

Primeramente se muestran la relación de partículas y la masa de cada estructura de estudio.

Estructura	Nº Partículas	Masa total (x10 <sup>10</sup> M <sub>⊕</sub> )	Masa en gas (x10 <sup>10</sup> M <sub>⊕</sub> )	Masa estelar (x10 <sup>10</sup> M <sub>⊕</sub> )
CW	56820	29.21	8.05	21.16
CG	99635	51.23	8.5	42.73
Disco (CG)	48428	24.9	8.5	16.4
Esferoide (CG)	51207	26.33	0	26.33

Tabla 1: Propiedades de las distintas componentes en base a su composición en masa a z=0. Las masas vienen dadas en (x10<sup>10</sup> M<sub>⊕</sub>)

Para la componente de disco se ha asumido que toda la masa en forma de gas está vinculada a dicha estructura, una aproximación que corresponde a la teoría de un esferoide más empobrecido en gas y con poblaciones estelares más viejas, sin renovación importante por formación estelar. Además, de un escaso o nulo momento angular al no disponer de gas que lo transfiera. Mientras, el disco presenta una cinemática soportada por rotación, con alto momento angular gracias a la presencia del gas.

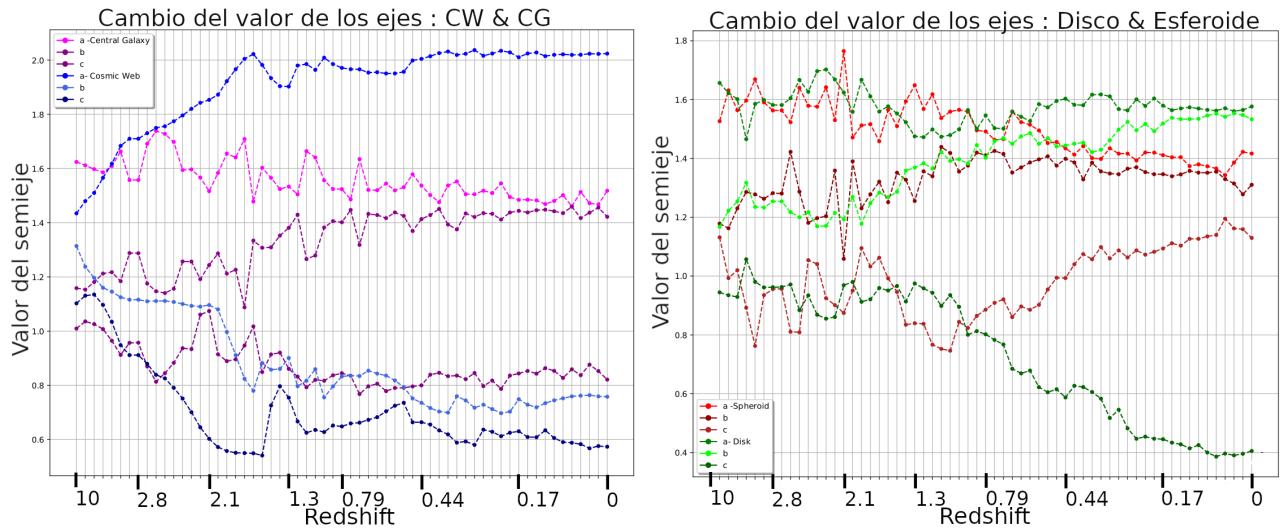


Figura 3: Morfología dada por los semiejes del elipsoide de inercia para las estructuras de estudio. A la izquierda CW (tonos azules) y CG (tonos morados), a la derecha el disco (tonos verdes) y el esferoide (tonos rojos).

#### 3.2. Identificación morfológica

En la figura 3 se encuentran los valores de los semiejes del elipsoide de inercia de las estructuras de estudio para identificar su morfología. El análisis sigue los criterios de [Robles] ( $a > b > c$ ).

- CW : A z=10 la estructura es de tipo muro o plana; semiejes espaciados regularmente. Su forma, tras un colapso veloz, desde z~4 hasta z=0 es filamentosa; dos autovalores muy próximos en valor y uno distinto de mayor valor. Es decir,  $a >> b \sim c$ . La triaxialidad (T) calculada

para esta estructura es próxima a 1,  $T \approx 1$ , lo que implica una esfera muy prolata ( $p$ ) y con una elipticidad ( $e$ ) y prolatitud ( $p$ ) muy semejante y próxima a 1,  $e = p \sim 0.8$ , lo que describe un filamento delgado.

- CG (*Central Galaxy*): Mantiene una forma de tipo muro hasta un colapso local generando una estructura de tipo disco; dos semiejes similares y mayores al tercero, es decir,  $a \sim b >> c$  ( $c$  indica la altura de la galaxia vista de canto). Con  $e \approx 0.5$  y  $p \approx 0$  que mezcla la condición de esferoide y disco circular.
- Disco (*disk*): Puede observarse la evolución de una estructura más esférica a una de tipo disco, que a diferencia de la CG, los semiejes mayor y mediano ( $a \approx b$ ) con  $>>c$ . Es decir, un disco muy marcado. Además,  $e \sim 0.5$  y  $p \sim -0.5$ , típico de un disco circular. Y la  $T=0$ , esfera muy oblada (acorde con un disco).
- Esferoide (*spheroid*): Una estructura de tres semiejes parecidos, pero con  $a \geq b > c$ . Es decir, presenta una forma esférica pero achatada, esferoide oblado. La  $T \sim 0.5$  y  $e = p \sim 0$  son un indicativo de esa simetría esférica. Por ser oblado se puede asignar una orientación.

Es interesante observar que sobre  $z \sim 1.8$  empieza una diferenciación para CG y el disco, y una deformación del esferoide (Semieje  $c$ ).

### 3.3. Tensor de Inercia Reducido

El TIR es necesario para poder obtener los autovectores, al diagonalizarse, y así obtener la orientación de las diferentes estructuras y torsiones. Ver la figura 4 y el Anexo 1.

Como se comenta en la sección 2.2, dependiendo del tipo morfológico de la estructura el autovector elegido para describir la orientación cambiará. Para la CW, al ser filamento, se elige el autovector vinculado a  $\lambda_1$  el cual se encuentra orientado longitudinalmente al filamento, el eje principal. Para la CG y el disco, el autovector es el vinculado a  $\lambda_3$ , que es perpendicular al plano del disco. Para el esferoide (sph), al ser más esférico pero oblado, es correcto elegir el mismo que para un disco pero estará mal definido.

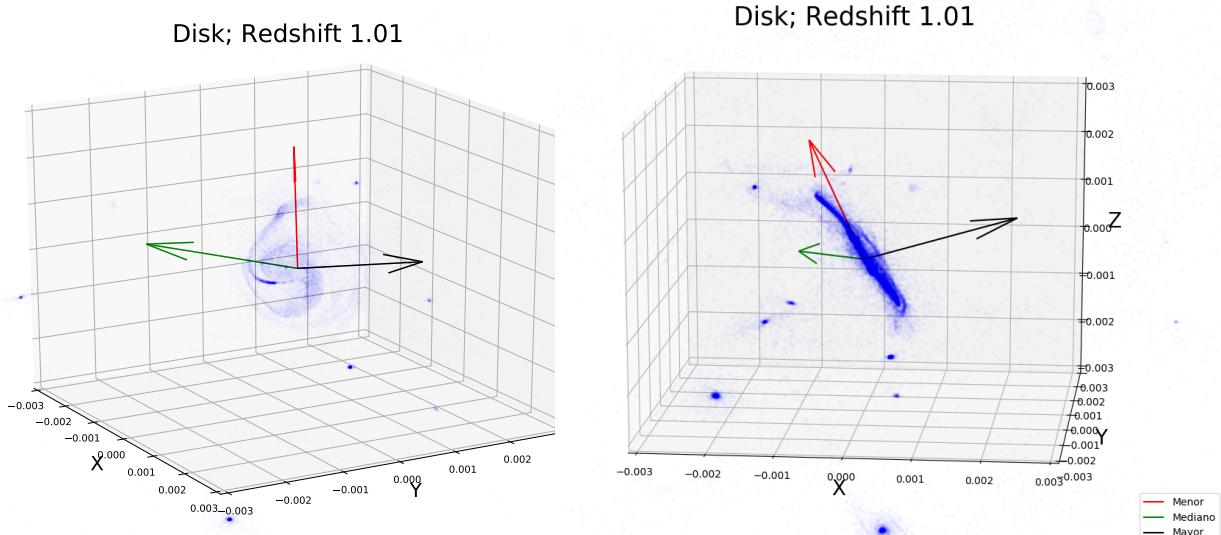


Figura 4: Gráfica 3D del disco con dos orientaciones distintas y con los autovectores del TIR para  $z \approx 1$ . El vector asociado a  $\lambda_3$  (negro) marca la orientación; es perpendicular al plano del disco.

El cálculo del TIR se ha visto sensible al cálculo del CM, al ser un tensor reducido y tratar con estructuras cercanas de misma escala, es necesario definir bien el CM. Por otra parte, para alto redshift los autovectores, de una estructura más inestable (muchas deformaciones) y dispersa, pueden intercambiarse (valores similares) y generar cambios abruptos que modifican la orientación real. Incluso, la escasa formación de una estructura puede resultar en una contribución mayoritaria del material del entorno a acretar en el cálculo del TIR. Esto sucede principalmente para el proto-disco, cuya orientación a alto redshift se presenta sensible y muy condicionada si no se elimina el material del entorno.

Este problema se ve agravado por la resolución temporal que conforme  $z \rightarrow 10$  se va reduciendo. Otro factor a tener en cuenta, es que la galaxia de estudio presenta una rotación, precesiona, lo que podría complicar los resultados (aunque no llega a ser un factor importante).

Una solución es, tras diagonalizar, aplicar una corrección de autovectores dada por una relación de cosenos entre salidas (*snaps*) continuas. Y para el disco, se reduce las partículas entorno al CM para paliar o eliminar la influencia del material del medio (estructuras pequeñas densas irregulares).

No obstante, la gran fluctuación en la estructura del proto-disco y la poca resolución temporal hacen que la orientación de la estructura varíe notablemente.

El resultado dado en la figura 5 refleja una evolución de la CW bastante gradual generando un patrón en  $Z$ , lo que implica un cambio suave sin muchos efectos que inestabilicen abruptamente el cambio de la dirección del autovector, la orientación. Por el contrario, tenemos una evolución más irregular para la componente esferoidal y CG aunque, para este último caso, la etapa media-final (tonos verdes-rojos) la dirección está más preservada, la estructura es más estable.

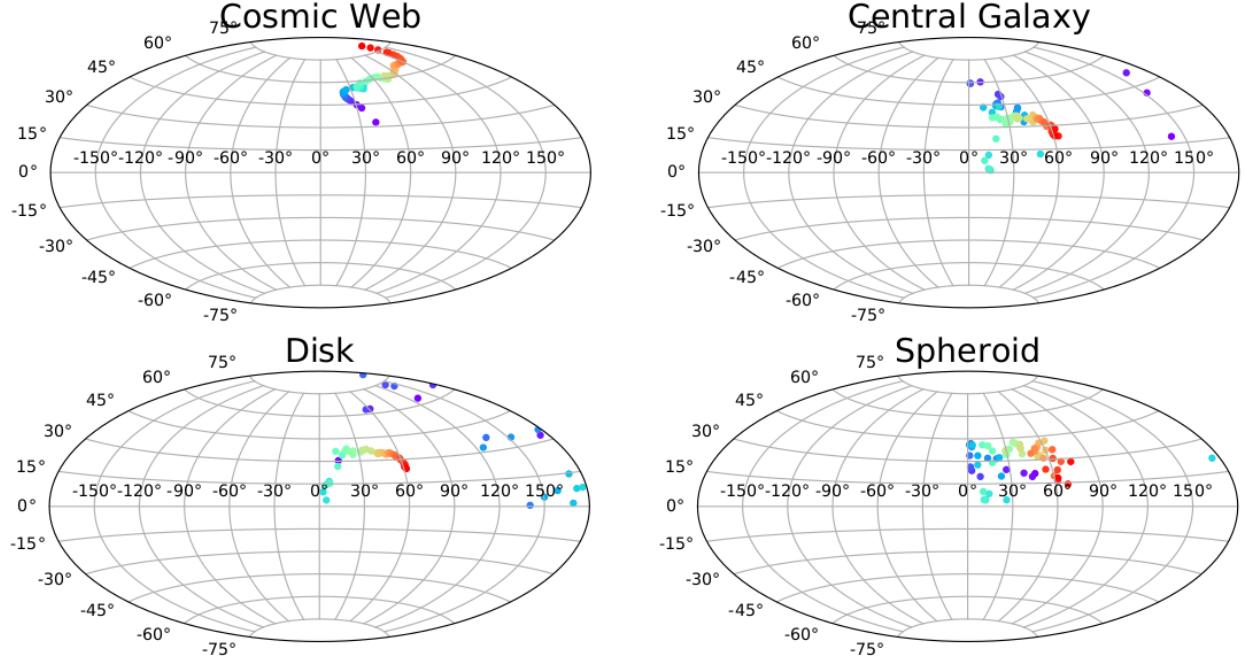


Figura 5: Proyección Aitoff de las diferentes estructuras en base al autovector que describe su orientación. Los colores reflejan una dimensión temporal, siendo morado  $z=10$  y rojo  $z=0$ .

Si se compara el comportamiento de la CG con el disco y el esferoide se puede observar que en general, su morfología está dada por el disco, aunque para  $z \rightarrow 10$  es el sph el que impera en la

CG (tonos morados-azules). Además, la CG tiene una trayectoria de puntos menos definida que el disco a  $z \sim 0$ , probablemente influenciada por el esferoide.

Por tanto, un primer análisis indica que a redshift alto la cinemática de la CG es dada por un proto-esferoide, conforme el proto-disco aparece y se ensambla, su morfología pasa a ser dominante.

Para el caso del disco, los puntos en azul en la zona de  $AR \sim 0$  indican una alta dispersión (más torsión en el sistema). Hay que notar que a este  $z$  el disco no está formado o apenas presenta estructura.

El comportamiento del sph puede deberse en parte a su simetría algo esferoidal y, como se verá más adelante, por los grandes mergers que padece esta componente.

También es interesante calcular la orientación de las componentes respecto a la CW y estudiar si existe un origen cosmológico distinto.

### 3.3.1. Orientación

Se calcula la orientación de las componentes con la CW (con las direcciones de la figura 5), ver figura 6, y puede establecerse dos etapas:  $z < 1.75$  y  $z > 1.75$ .

Para la primera etapa, el proto-disco presenta inestabilidades en la orientación dadas por una estructura dispersa muy poco formada, afectada por las interacciones con el material a acretar cercano. Pese a la eliminación de partículas a partir de cierta distancia del CM del disco (sección 3.3), esta etapa se presenta muy cambiante. Los efectos de marea por las interacciones y mergers llevan a la escasa estructura del proto-disco a compresiones y expansiones; tensiones en el sistema.

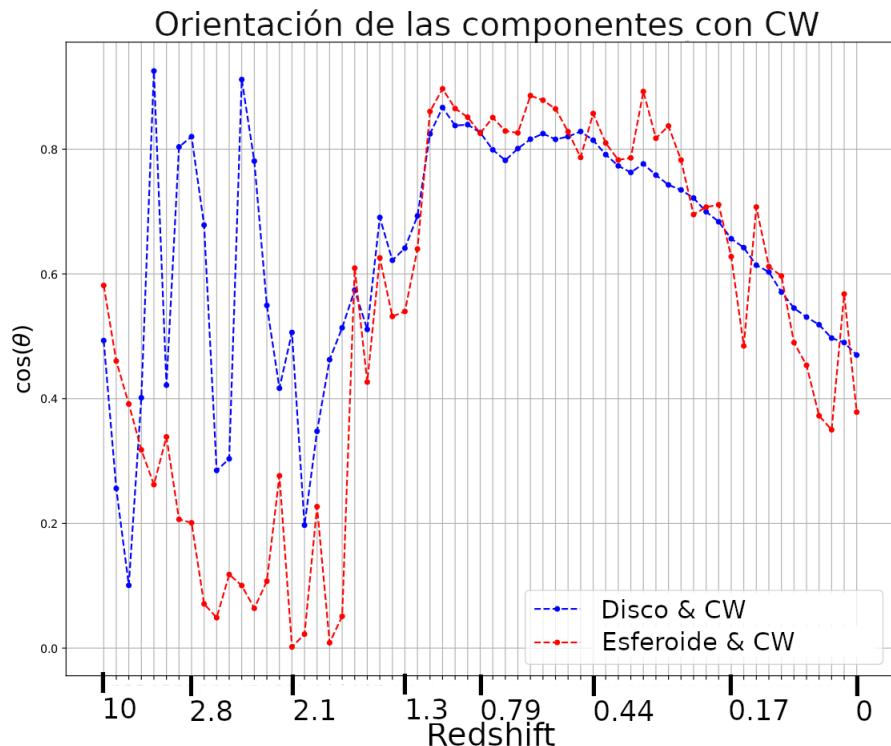


Figura 6: Orientación de la componente de disco (azul) y del esferoide (rojo) respecto a la CW. Solo se incluye un entorno cercano al CM del disco.

Como puede comprobarse con la figura 7, donde se incluyen todas las partículas asociadas a la componente de disco, sí que existe un efecto de las comentadas correcciones pues todo este material que conformará el disco hace que la orientación predominante no sea la del proto-disco.

Por tanto, de manera general el disco se presenta con una orientación del autovector de  $\lambda_3$  paralelo al filamento de la CW, es decir, el plano del disco está atravesado a la CW. Por otro lado, el material que formará parte del disco se encuentra perpendicular a la CW. Esto es, el material que se incorpora al disco está bien orientado (paralelamente) a éste.

Para la segunda etapa, el disco ya formado predomina y permite ver esta orientación más marcada.

Las dos etapas del sph son muy claras, pasa de una orientación más paralela a una perpendicular. Este cambio no parece ser arbitrario y está vinculado al ensamblaje del disco.

La orientación afecta al torque gravitacional de la estructura a gran escala sobre las diferentes componentes. Es decir, el torque es más efectivo sobre el disco en su formación que sobre la sph. A su vez, este efecto hace redistribuir el momento angular y alinear las partículas gaseosas (distribuidas por el filamento), favoreciendo el plano del disco ya que permite redistribuir la energía a una de tipo rotacional, aumentando el momento angular.

Esta clase de análisis concuerdan con los resultados reflejados en [\[Domínguez-Tenreiro\]](#).

Por otro lado, el esferoide, al presentarse perpendicular y percibir menos torque gravitacional, es posible que esto le permita cierta morfología esférica (un colapso local-propio) y que conforme se oriente con la CW y se esamble con el disco se degenera a una esfera más oblada.

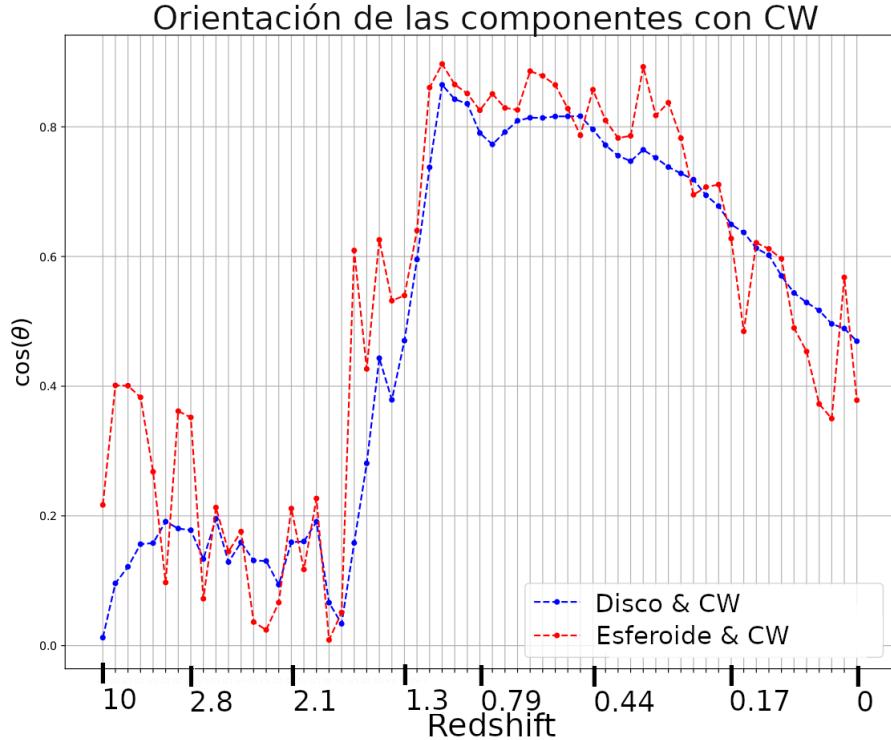


Figura 7: Análoga a figura 6 pero incluyendo todas las partículas del disco y esferoide a  $z=0$ .

Algunos estudios como [C.-Simons] indican que para  $z \sim 2$  sucede el ensamblaje del disco con el esferoide. Por tanto, pasan de estar desalineados a conformar una estructura con una orientación, la CG. Combinando la figura 3 y 6 la época de ensamblaje puede establecerse en un intervalo de  $z [1.8, 1.2]$ .

Como último comentario, el esferoide presenta un comportamiento más errático debido a una peor definición de su orientación.

### 3.4. Momento angular normalizado

El momento angular,  $j$ , de la galaxia está dominado por el momento angular del disco como refleja las proyecciones Aitoff mientras que la CW y el sph presentan una mala definición de la dirección del momento angular. Esto se debe a que como refleja la figura 9, apenas tienen momento angular.

Es interesante comprobar cómo la variación del momento angular normalizado en el disco persigue una trayectoria curvada como reflejo de una precesión. De igual modo la CG. Una posible causa es el torque gravitacional de la CW.

El sph acaba convergiendo en dirección (puntos rojos) con la CG.

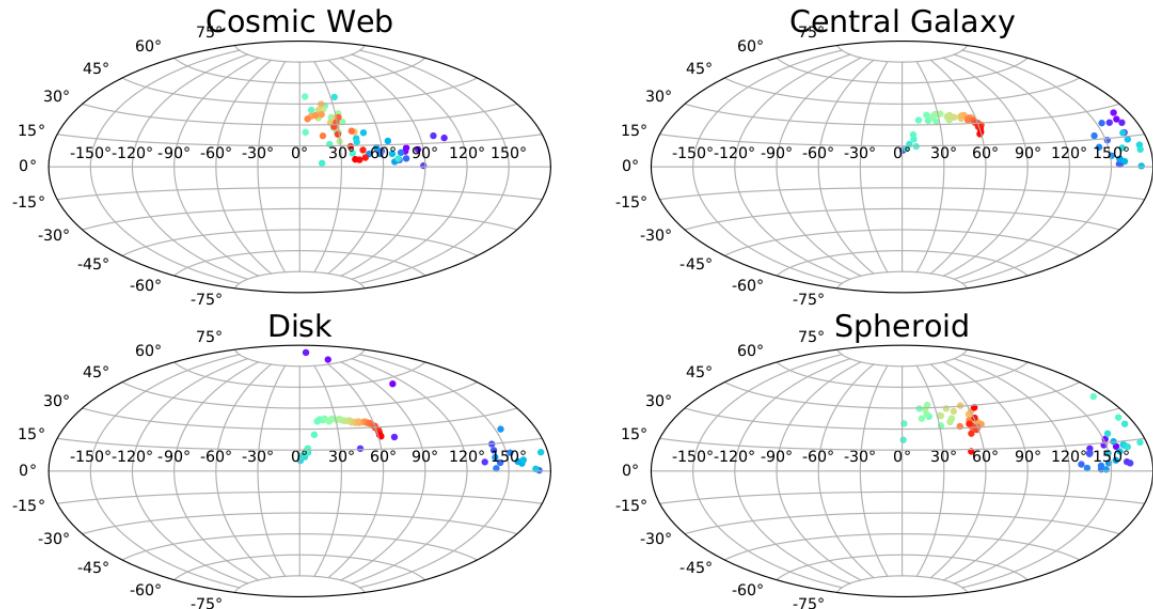


Figura 8: Proyección Aitoff del momento angular de cada estructura. Los colores reflejan una dimensión temporal, siendo morado  $z=10$  y rojo  $z=0$ .

Si se toma la magnitud de este vector, figura 9, el resultado es una intensidad del momento angular que indica que la CW y la sph, al contrario que la CG y el disco, apenas presentan  $j$ . No obstante, para la supuesta época de ensamblaje sucede un aumento considerable del momento angular de la componente esferoidal, que tras estabilizarse la estructura acaba perdiendo nuevamente. La intensidad del disco es siempre creciente con irregularidades a  $z$  alto por los efectos comentados.

En añadido, acorde con [Domínguez-Tenreiro2], al calcular la distancia de las componentes al CM de la galaxia, el esferoide siempre está mucho más cerca a este punto que el disco. Esto se relaciona con el momento angular porque conforme más cerca se esté de este CM, mayor será el colapso y

menor el momento angular, lo cual enlaza con las consecuencias del apartado anterior en base al torque sobre la sph.

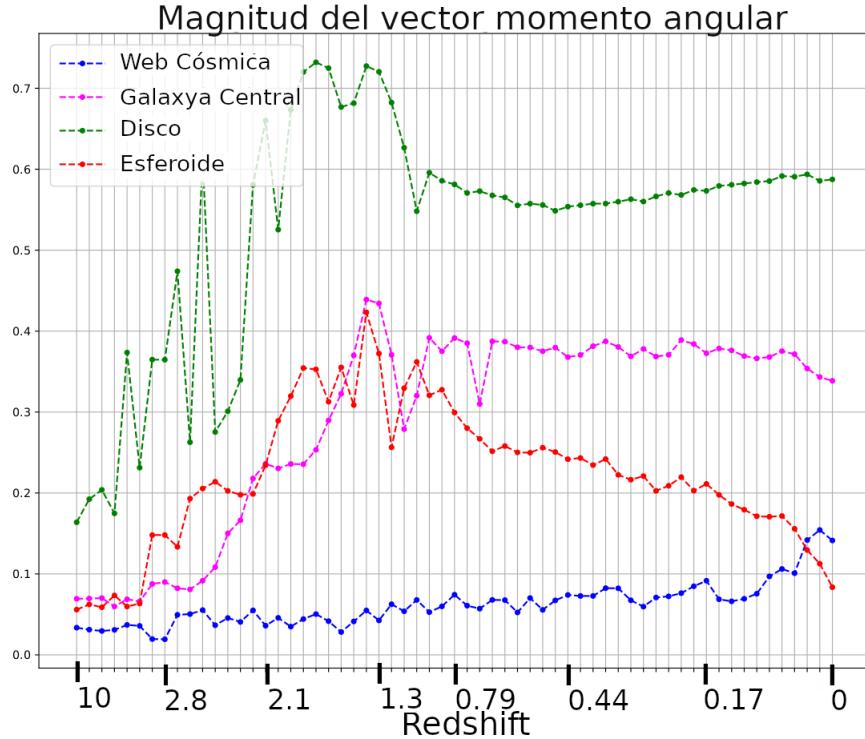


Figura 9: Magnitud de los momentos angulares de las estructuras de estudio. Rojo, esferoide; verde, disco; magenta, CG; azul, CW.

Como se discutirá más adelante, el sph presenta gas a  $z$  alto cuando hay cierto momento angular, pero lo consume rápido y consecuentemente hay pérdida en  $j$ . Por tanto, es bastante directo asociar este incremento con la época de ensamblaje del disco. Incremento que sucede para el disco y la CG.

De la figura 9 también puede establecerse que para  $z \sim 0.9$  el disco se estabiliza en momento angular y queda soportado por rotación.

### 3.4.1. Orientación

Hay dos orientaciones de interés, las de las componentes respecto la CW y entre las componentes.

Como indica la figura 10, las orientaciones entre momentos angulares respecto la CW son desalineadas, con un irrelevante cambio después del ensamblaje en el caso del disco. Esto mismo sucede entre componentes. Por tanto no hay una satisfactoria alineación entre las componentes antes del ensamblaje, hay cierta recuperación de alineamiento hasta  $70^\circ$ , y vuelve a desalinearse. Cabe decir que cuando  $z \rightarrow 0$ ,  $j \rightarrow 0$  para el sph, por tanto no es tanto una pérdida de alineamiento sino una pérdida de  $j$ .

Esto último tiene que ver con un aumento de estrellas más rápido a costa de gas en el sph.

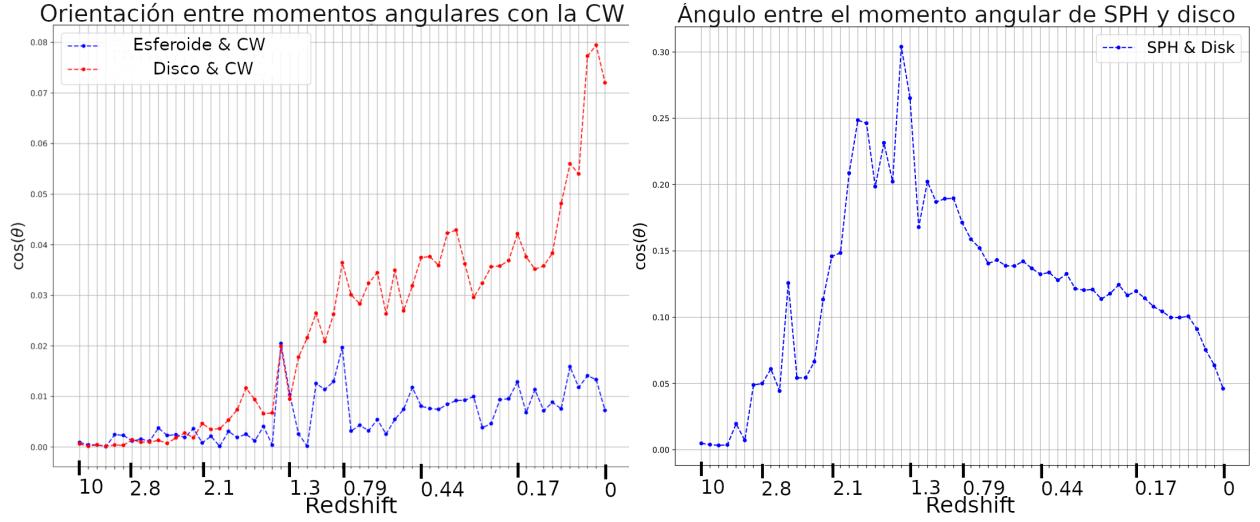


Figura 10: Orientación entre momentos angulares del esferoide en rojo y el disco en azul, respecto la CW, izquierda, y entre sí, derecha.

### 3.5. Ángulo entre el TIR y el Momento Angular Reducido

Para una estructura de morfología tipo disco soportada por rotación, el ángulo formado entre el momento angular y el autovector dado por  $\lambda_3$  cabría esperar que fuera paralelos o cercano a ello. Si esto no sucede debe de existir algún fenómeno que lo provoque.

En el caso de estudio el efecto observado para el disco y la CG es el alabeo del plano de la galaxia/disco que supone una desviación entre estos vectores por una falta de simetría estructural. En añadido, los mergers sucesivos también fomentan inestabilidades.

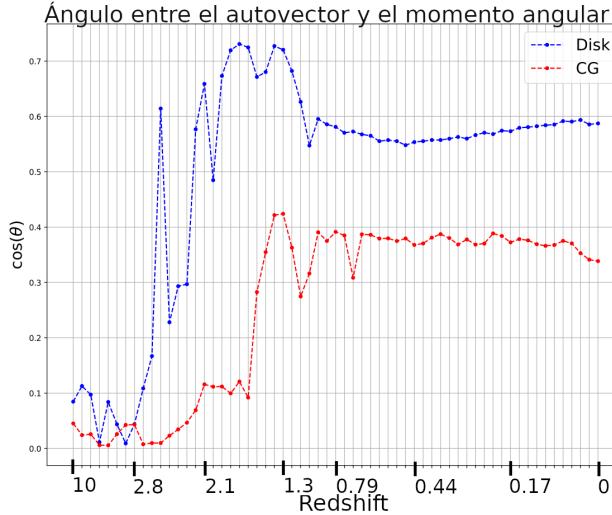


Figura 11: Ángulo formado entre el autovector de  $\lambda_3$  y j, para CG (rojo) y el disco (azul).

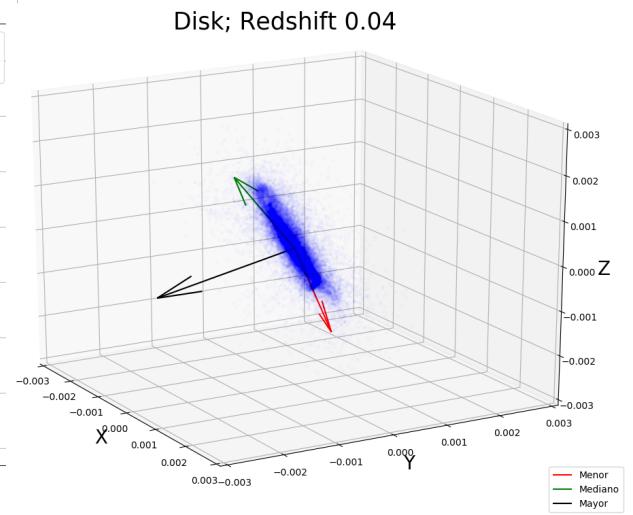


Figura 12: Disco con alabeo.

### 3.6. Historia de formación estelar

Uno de los objetivos del estudio es averiguar si las componentes de una galaxia provienen de una formación distinta pese a pertenecer a una misma estructura. Una forma de averiguarlo es mediante la evolución (de la población) estelar.

Para empezar, se puede atender al ritmo de consumición de gas y formación estelar de una manera cualitativa para una lista cerrada (invariante) de partículas a  $z=0$  realizando su seguimiento hasta  $z=10$ . Y en el caso del esferoide y del disco, solo se ha tomado las estrellas finales. Al ser  $N$ -Body, hay conservación del número de partículas totales ( $n_{tot}$ ), es decir  $n_{tot,z=10} = n_{tot,z=0}$ .

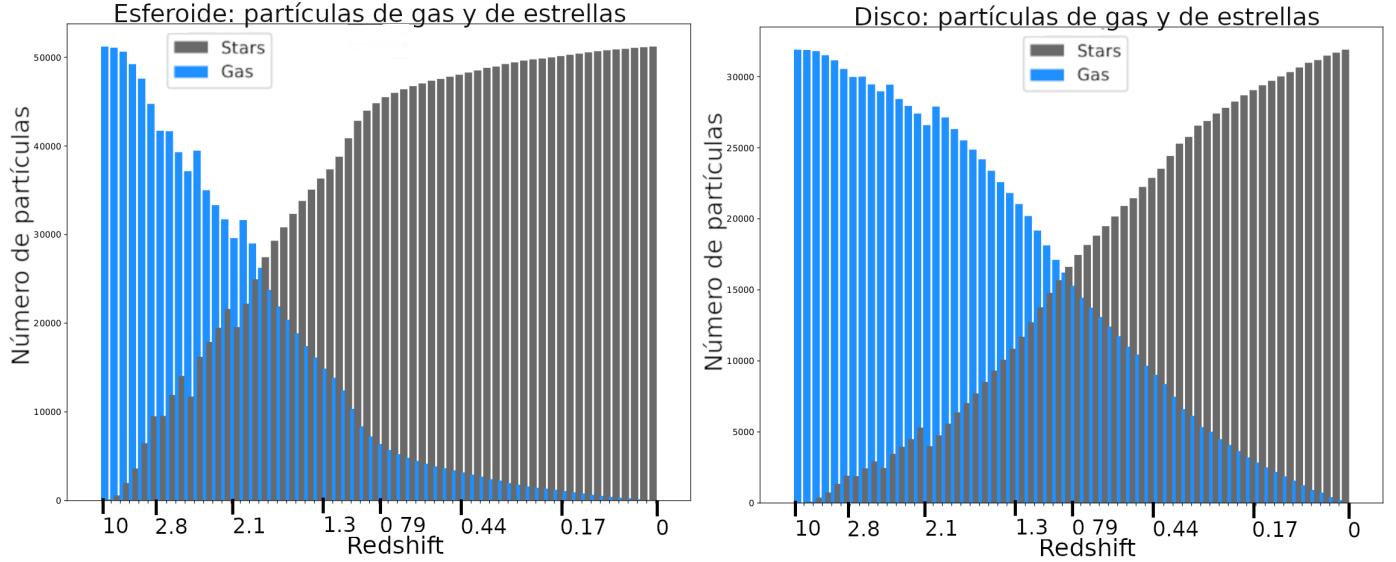


Figura 13: Conversión de partículas de tipo gas a estrellas para las componentes de la galaxia. En azul se reflejan el número de partículas tipo gas, en gris las de tipo estrella.

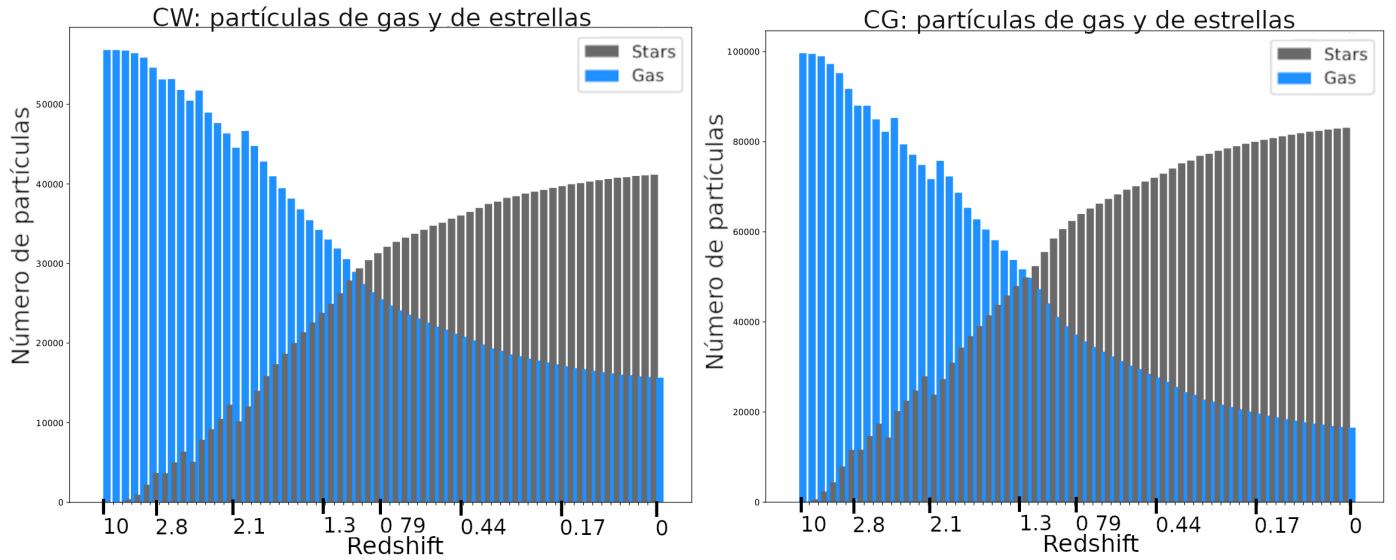


Figura 14: Conversión de partículas de tipo gas a estrellas para la galaxia y la CW. En azul se reflejan el número de partículas tipo gas, en gris las de tipo estrella.

En la figura 13 y 14 el decrecimiento de las barras azules ( $N$  del gas) es diferente entre el sph y el disco. El sph consume rápidamente el gas, lo que puede implicar una población más envejecida frente a una formación estelar del disco más mantenida. Además, puede observarse pequeños incrementos de gas a costa de estrellas, esto sucede en menor medida en el caso del disco que en el esferoide y solo a redshifts altos. Esto puede deberse a un enriquecimiento del medio por supernovas (probablemente tipo II); un feedback al gas (sin alterar el número total de partículas).

Esto son efectos que suceden fundamentalmente al principio de la simulación hasta  $z=2$ , para las primeras estrellas, pero que se vuelve menos frecuente conforme se alcanza  $z=0$ . Es decir, el esferoide presenta una población estelar más envejecida que acaba consumido potencialmente todo el gas.

Este resultado es interesante ya que en plena época de consumición de gas dominando ya la población estelar, el sph remonta su momento angular. Esto hace reafirmar la idea de que entorno a  $z \sim 1.75$  (compatible al intervalo dado anterior) sucede el ensamblaje.

Para poder resaltar esta diferencia en edad entre poblaciones estelares de las componentes galácticas, se representa el número de estrellas en función de la población máxima, que se alcanza en  $z=0$ .

La figura 15 indica que el esferoide consigue el 50 % de su población estelar a  $z=1.75$ , mucho antes que el disco ( $z=0.84$ ). Incluso, el 90 % se alcanza a  $z=0.66$ , 4 *snaps* después de que el disco alcance la mitad de su población estelar final. El disco, no alcanza el 90 % hasta una época muy reciente,  $z=0.19$ .

Por tanto son dos componentes bien diferenciadas con orígenes distintos, no solo cinemáticos. Lo cual es interesante ya que acaban formando una única estructura.

Un consumo más elevado del gas puede estar vinculado a un colapso más rápido, que corresponde con la evolución cinemática y morfológica observada del esferoide. A su vez, el hecho de que esta componente se quede sin gas afecta a la pérdida rápida de un momento angular.

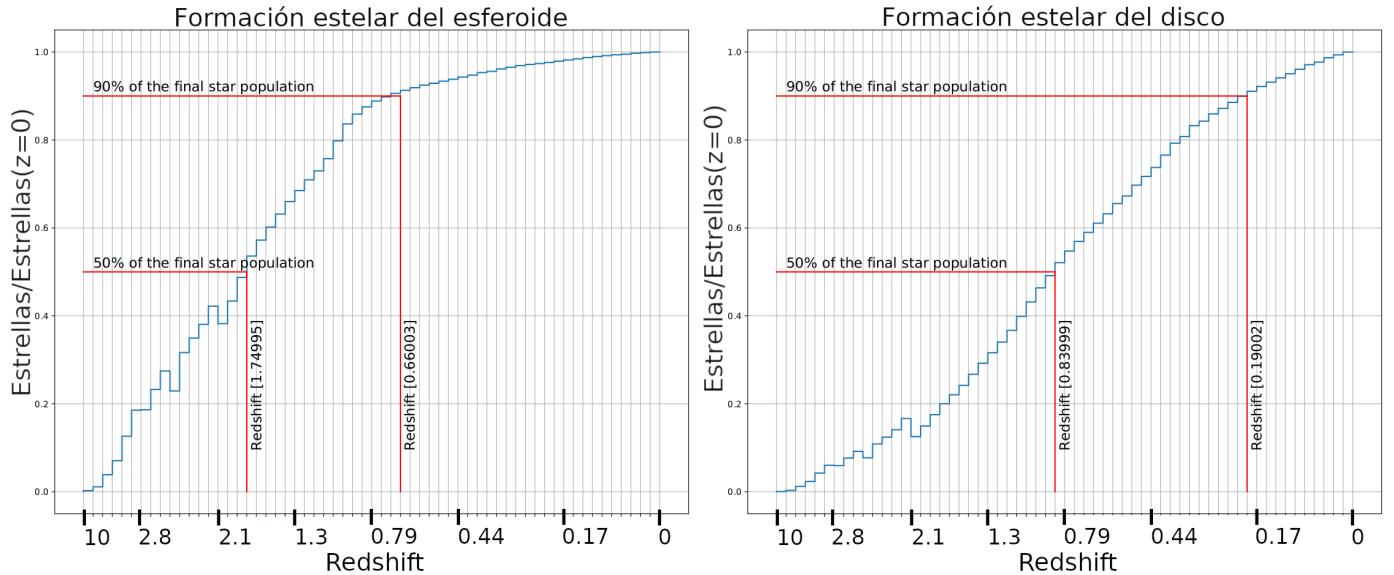


Figura 15: Historia de formación estelar normalizada según la población total en  $z=0$ . Se incluyen el momento en el que se adquiere el 50 % y el 90 % de dicha población. Para el esferoide, el sucede para  $z=1.75$  y  $z=0.66$ , respectivamente. Para el disco, sucede para  $z=0.84$  y  $z=0.19$ , respectivamente.

### 3.7. Historia de la masa acretada galáctica

Para mejorar aún el conocimiento de la evolución de las componentes de la galaxia de estudio, se puede generar representaciones en las que se muestre la masa acretada, no solo de la galaxia, sino de sus componentes.

Para ello, se han transformado las unidades de masa de la simulación en unidades de masas solares. El conteo de partículas que contribuyen a la masa del sistema se ha estipulado a través del radio del virial dado en [Domenech-Moral], tabla 1 para la galaxia HD-5004B con valor  $r_{vir} = 128,10 h^{-1} kpc$  a  $z=0$ . Este radio debe aplicarse correctamente sobre las unidades espaciales de la simulación, que cambian en cada  $z$ . Es necesario dividir por un factor de conversión concreto de la simulación que también varía según el redshift, a causa de la expansión cosmológica. Si se trabajase en unidades físicas se debería implementar el factor de escala  $a=1/(1+z)$ .

Por último, se han eliminado las tres primeras salidas de la simulación al no poder aplicarse debidamente este cálculo.

La figura 16 permite conocer la contribución de cada componente a la galaxia, con el esferoide (en rojo) como fuente principal de materia al inicio de la simulación. Según avanza la simulación, la contribución del disco (negro) se vuelve más significativa hasta ser pareja.

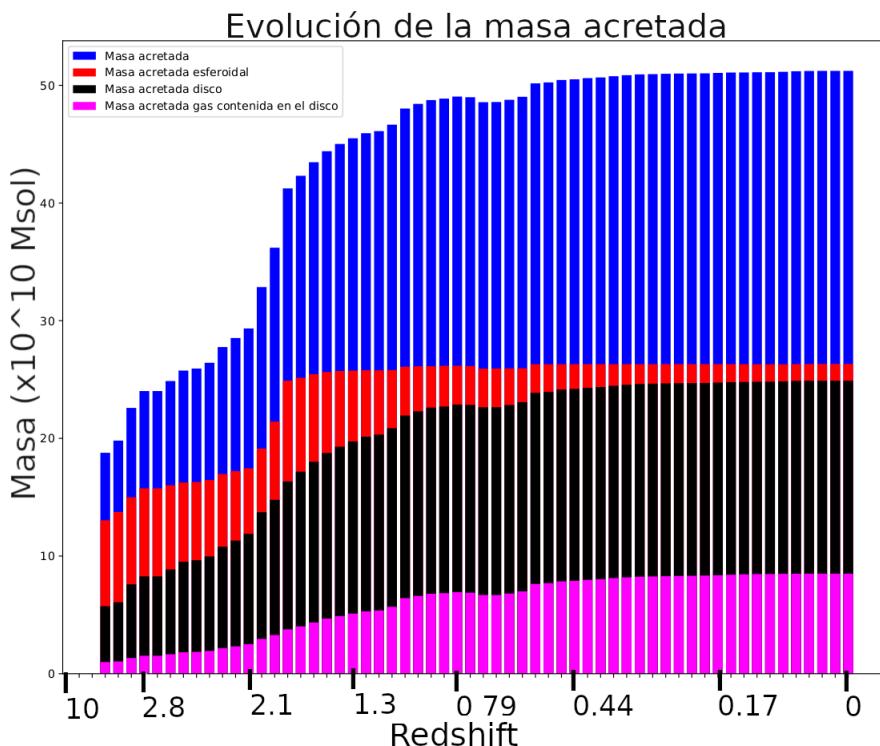


Figura 16: Evolución de la masa acretada según la galaxia (azul), el esferoide (rojo), el disco (negro) y para el gas contenido en el disco (magenta), en masas solares.

Hay que especificar que el gas (morado) es una componente integrada dentro de la masa acretada del disco, es decir, el gas en el disco (negro) acretado en cada momento.

Se ha empleado representaciones 3D de la galaxia distinguiendo sus componentes (figura 17) tal que permita observar los fenómenos de acrecimiento. Generalmente y cualitativamente se ha observado que para el esferoide la contribución suele ser de *major mergers* a alto redshift, la figura 16 parece

corresponder con esta idea ya que esta componente presenta la mayor parte de la masa y con saltos abruptos entre salidas, es decir, incorporaciones grandes y repentinasy de materia.

Estas mismas representaciones muestran que las incorporaciones de materia al disco provienen fundamentalmente de pequeños mergers, de estructuras irregulares pequeñas y no para  $z$  alto. Además, el material gaseoso acretado parece incrementarse de manera suave aunque cobrando más peso cuando  $z \rightarrow 0$ . Todo este proceso puede verse mejor en el Anexo 2.

Para la masa total de la galaxia a  $z$  cercano a 2,  $z \sim 1.75$ , hay un gran incremento (barras azules). Combinado con las anteriores informaciones, estaría dado por la época de ensamblaje.

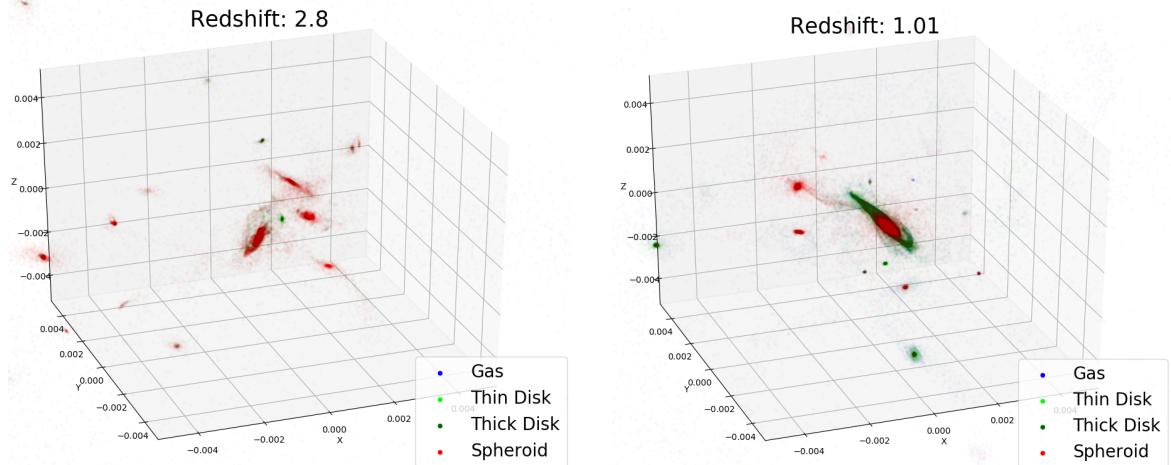


Figura 17: Componentes de la galaxia de estudio para redshift 1.01 (derecha) y 2.8 (izquierda): rojo-esferoide, verde-disco, azul-gas. Hay poca presencia de material-disco a  $z$  alto. Ver Anexo 2.

### 3.7.1. Masa acretada, momento angular y orientación

Puede completarse estos análisis si sobre la figura 16, normalizada a la masa de cada estructura para  $z=0$ , se superpone a la magnitud del momento angular y al cambio en la orientación de las figuras 6 y 9.

De la figura 18 derecha, puede derivarse que para la época entorno a redshift 1.75, donde se atribuye el ensamblaje del disco, puede verse el cambio en orientación del esferoide (línea roja) con respecto a la CW. Por otro lado, también cercana a este  $z$ , la magnitud del momento angular del esferoide aumenta (línea roja, figura izquierda) y perdura elevada hasta  $z \sim 1$ . Ambas paralelas a un acrecimiento importante del esferoide y, sin ser tan elevado, un acrecimiento mayor en el disco. Esto parece confirmar que la componente esferoidal y de disco son dos estructuras con origen cosmológico distinto, y, que la época de ensamblaje ronda  $z \approx 1.75$ .

Esta última figura permite también resaltar cómo son los cambios en la masa acretada de cada componente. El esferoide acaba estabilizándose antes, mientras que el disco sigue incorporando masa, con momentos de mayor acrecimiento. Algo razonable pues su evolución es más tardía, es una estructura cuya formación es posterior. Además, una cantidad importante de masa en las últimas salidas proviene en forma de gas.

Cuando el esferoide parece estabilizarse, en términos de no acretar más masa, su momento angular comienza a decaer significativamente.

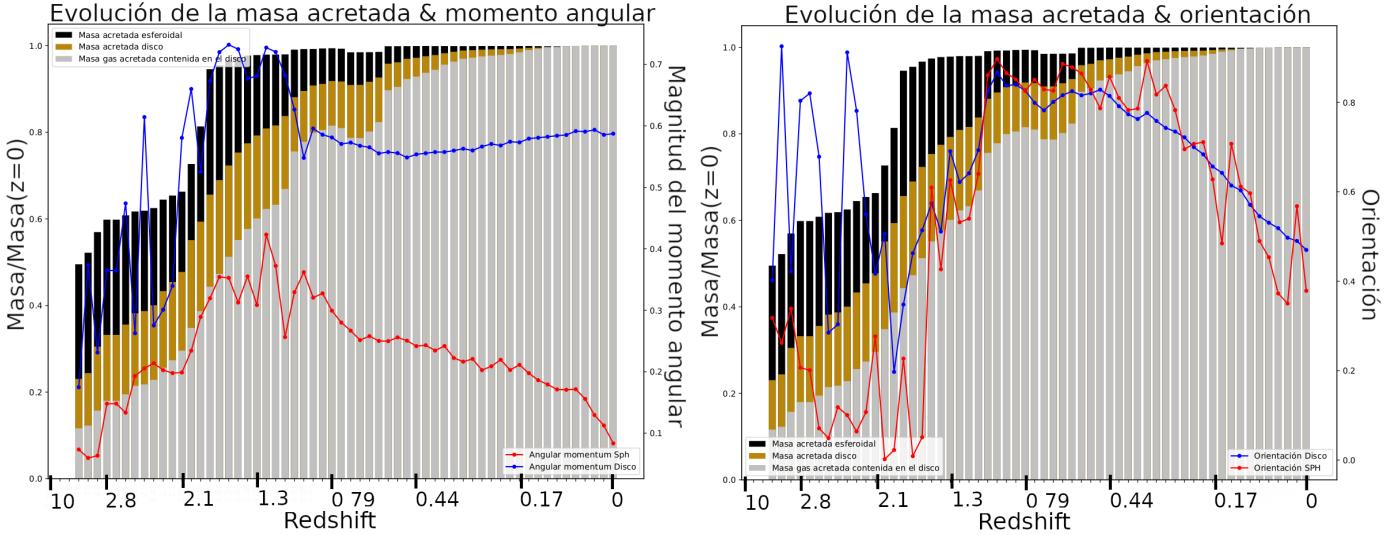


Figura 18: Relación de la masa de la componente esférica (negro), de la componente de disco (dorado) y de la componente de gas (gris) respecto a  $z=0$ . En la imagen de la izquierda se muestra con la magnitud del momento angular mostrado en la figura 9. En la imagen de la derecha se muestra con la orientación de la figura 6. Ambas con el mismo código de colores.

## 4. Conclusión

Los objetivos de este estudio son fundamentalmente:

1. Obtener información sobre el origen cosmológico de las componentes de una galaxia espiral que permita determinar si sus formaciones son distintas en relación a la CW.
2. Caracterizar las componentes para describir esta evolución.

A través del estudio morfológico (figura 3) ya es posible intuir un época en la que el esferoide sufre una distorsión y el disco comienza a definirse. Pero el argumento que justifica un origen cosmológico distinto es el Tensor de Inercia y los resultados obtenidos en el apartado 3.3. Las condiciones cinemáticas que imprime la CW sobre las estructuras es distinta.

El torque gravitacional es más eficaz sobre las componentes que formarán el disco provocando un colapso veloz, respecto las otras dimensiones espaciales, en la dirección del filamento (la CW), aplanando la estructura principal que compone el proto-disco, quedando atravesado en el filamento. Además, el material morfológicamente irregular que acreta el proto-disco presenta precisamente una orientación compatible al plano del disco. Por otro lado, el material que formará el esferoide se dispone con una simetría perpendicular. Si sucede un sobredensidad importante de materia, dada por *major mergers* en este caso (figura 17, izquierda), tal que se genera una estructura con masa relevante con esta orientación, el colapso podrá ser localmente esférico por tener un torque gravitacional menor.

El esferoide irá orientándose en la dirección del filamento por su acción continuada. Pero esto es debería de ser un proceso paulatino y no es el observado, figura 6. Este cambio abrupto nuevamente coincide temporalmente con el cambio morfológico mencionado. Como ya hay indicios de un origen distinto, cabe esperar que sean dos estructuras desparejadas con cinemáticas diferenciadas, distintas, y por tanto una dinámica desigual. Es aquí, donde los resultados del momento angular

refuerzan aún más este concepto y sigue marcando una época en la que estas estructuras independientes se ensamblan y provocan este cambio en la orientación del esferoide.

Es decir, el ensamblaje queda registrado en las diferentes caracterizaciones de la CG y de las componentes, y puede darse un intervalo en  $z$  [1.8, 1.2] en el que el proceso ocurre.

Ahora bien, que se obtenga orientaciones a alto redshift del disco no garantiza, ni implica, que el disco tenga la misma antigüedad evolutiva que el esferoide. De hecho, el proceso de evolución del proto-disco es mucho más lento, más tardío que el esferoide. Por ello mismo, el disco genera tanta irregularidad en las diferentes figuras a  $z$  alto; apenas el proto-disco tiene peso sobre su cinemática y está más influenciada por el material del medio que acabará acretando.

Es precisamente la historia de formación estelar y del acrecimiento de materia la que destaca, primero, que el esferoide presenta una formación anterior dada por un material que proviene fundamentalmente de estructuras grandes a diferencia del disco dado por *minor mergers*. Y, segundo, que efectivamente hay un momento cerca de  $z \sim 2$  en el que el ensamblaje comienza.

Como añadido, también es posible evaluar cómo la presencia del alabeo afecta en la cinemática y dinámica.

Es entonces que pese a converger en una misma estructura el esferoide y el disco; las galaxias espirales, su formación es bastante más compleja y separada, lo cual puede explicar aspectos como la ausencia casi total de gas en las componentes esferoidales (halo + bulbo) y su población estelar enrojecida frente a un disco estelarmente jóven y con presencia alta de gas, o su cinemática. Todo esto propiciado por la estructura a gran escala.

Este proyecto ha corroborado resultados de estudios previos pero sería de interés aplicar estas mismas líneas de investigación a catálogos de espirales de una misma simulación y de distintas simulaciones, y así saber en qué porcentaje todo esto sucede.

## Referencias

- [Santos-Santos] I. Santos-Santos, R. Domínguez-Tenreiro, H. Artal, A. Serna, M.A. Gómez-Flechoso, C. Brook, P. Tissera, S. Pedrosa and L. Bignone. [Understanding planes of satellites IAU Symposium No. 344.](#)
- [Serna] A. Serna, R. Domínguez-Tenreiro, A. Sáiz. [Conservation Laws in Smooth Particle Hydrodynamics: the DEVA Code.](#)
- [Martínez-Serrano] Martínez-Serrano, F. J.; Serna, A.; Domínguez-Tenreiro, R.; Mollá, M. 2008 [Chemical evolution of galaxies - I. A composition-dependent SPH model for chemical evolution and cooling](#) MNRAS, 388, 39.
- [Domínguez-Tenreiro] Domínguez-Tenreiro, R. - Obreja, Aura Catalina - Brook, C. B. - Martínez-Serrano, F. J. - Stinson, G.- Serna, A. 2015, [The stellar spheroid, the disk, and the dynamics of the cosmic web](#) ApJ, 800, 30.
- [Domínguez-Tenreiro2] Domínguez-Tenreiro, R., Obreja, A., Brook, C. B., et al. 2017, [Radial Distribution of Mono-metallicity Populations in the Galactic Disk as Evidence for Two-phase Disk Formation](#) ApJ, 846, 72.
- [Talbot-Arnett] Talbot, Raymond J., Jr.; Arnett, W. David [The Evolution of Galaxies. II. Chemical Evolution Coefficients](#) ApJ, 186, 51.
- [Agertz] Agertz, O., Teyssier, R., and Moore. 2011. [The formation of disc galaxies in a  \$\Lambda\$ CDM universe](#) ApJ, 215, 492.
- [Wadsley] Wadsley, J. W., Stadel, J., and Quinn, T. 2004. [Gasoline: A flexible, parallel implementation of TreeSPH](#) NewA, 9, 137.
- [Robles] S. Robles, R. Domínguez-Tenreiro, J. Oñorbe y F.J.Martínez-Serrano. 2015. [Lagrangian volume deformations around simulated galaxies](#). MNRAS 451, 486-507.
- [Libeskind] Noam I. Libeskind, Yehuda Hoffman, Jaime Forero-Romero, Stefan Gottlöber, Alexander Knebe, Matthias Steinmetz y Anatoly Klypin. 2013. [The velocity shear tensor: tracer of halo alignment](#). MNRAS 428, 2489-2499.
- [Ofer] Ofer Metuki, Noam I. Libeskind, Yehuda Hoffman, Robert A. Crain y Tom Theuns. 2015. [Galaxy properties and the cosmic web in simulations](#). MNRAS 446, 1458-1468.
- [C.-Simons] Raymond C. Simons, Susan A. Kassin, Benjamin J. Weiner, et al. 2017. [z~2 An epoch of disk assembly](#).
- [Domenech-Moral] M. Doménech-Moral, F. J. Martínez-Serrano, R. Domínguez-Tenreiro and A. Serna [Formation of galaxies in cold dark matter cosmologies](#) MNRAS 421, 2510-2530.
- [Repositorio-GitHub] Repositorio de GitHub con los scripts del programa en Python.
- [Víctor-Rufo] Tensor de inercia de estructuras a distintas escalas en simulaciones cosmológicas. Trabajo Final de Grado.

## 5. Anexo 1. Autovectores de la galaxia principal

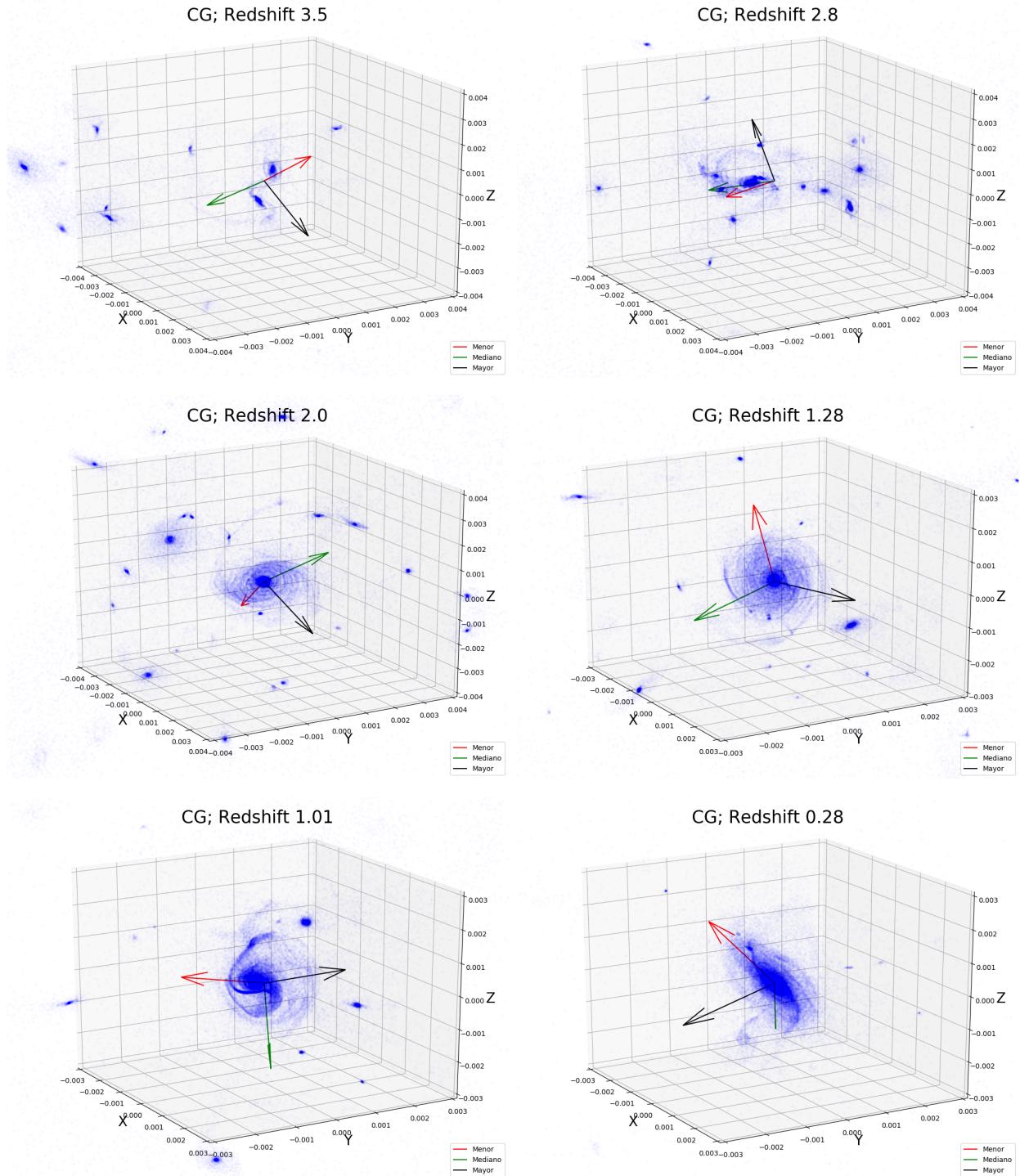


Figura 19: La galaxia de estudio con los autovectores del tensor de inercia a diferentes z. El autovector negro, asociado al autovalor mayor  $\lambda_3$ , con origen en el CM calculado para la galaxia, se muestra siempre perpendicular al plano del disco o con cierta variación si el CM está ligeramente desplazado por *mergers* o como sucede a  $z = 3.5$  donde no existe una estructura principal aún.

## 6. Anexo 2. Evolución de los componentes de la galaxia principal

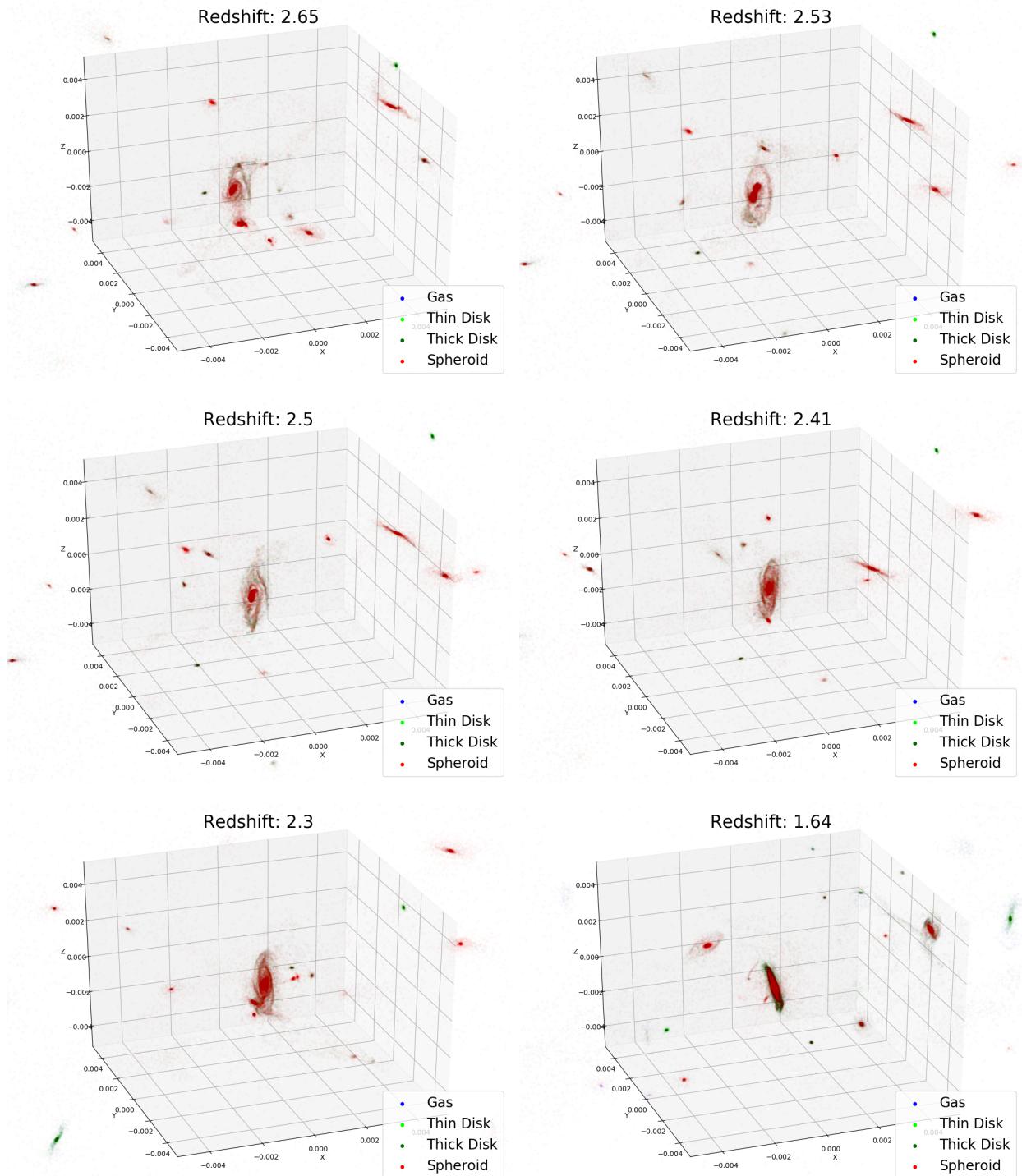


Figura 20: Evolución de los componentes galácticas desde  $z = 2.65$  hasta  $z = 1.64$  donde se observa la aparición del disco (en verde). El esferoide (en rojo) es el primero en aparecer y toma su material de estructuras vecinas grandes con las que interacciona o se fusiona.

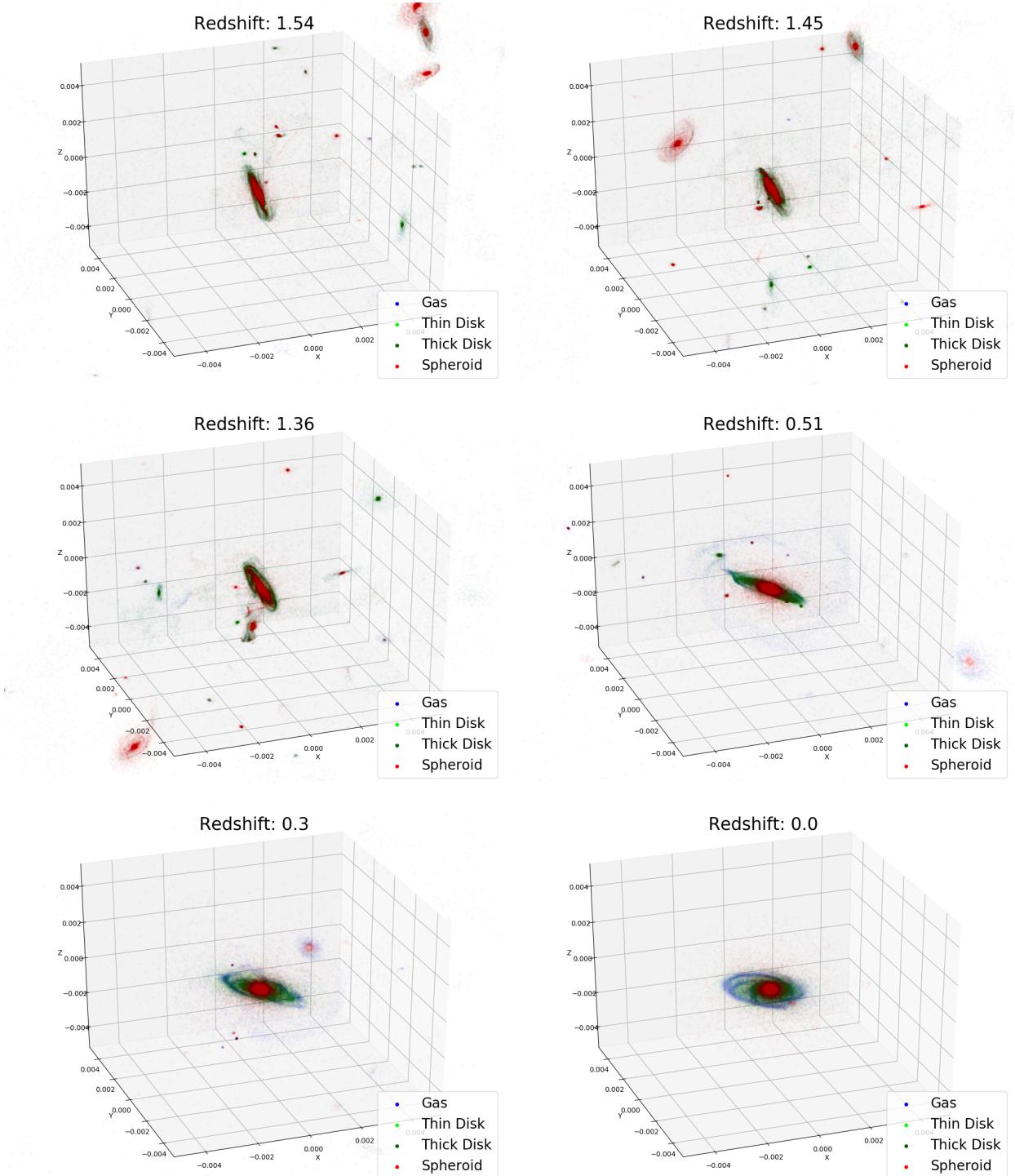


Figura 21: Evolución de los componentes galácticos desde  $z = 1.54$  hasta  $z = 0$ . A diferencia del set de figuras anterior (figura 20), las acrecciones de materia para el disco empiezan a ser más importantes. De hecho, como se indica en la sección 3.3.1, el material que acreta el disco está paralelamente a éste, bien orientado. Por otro lado, su material viene de *minor mergers*. Por último, la acreción de gas es más relevante al  $z \rightarrow 0$ .

## 7. Anexo 3. Asignación color-salida-redshift

---

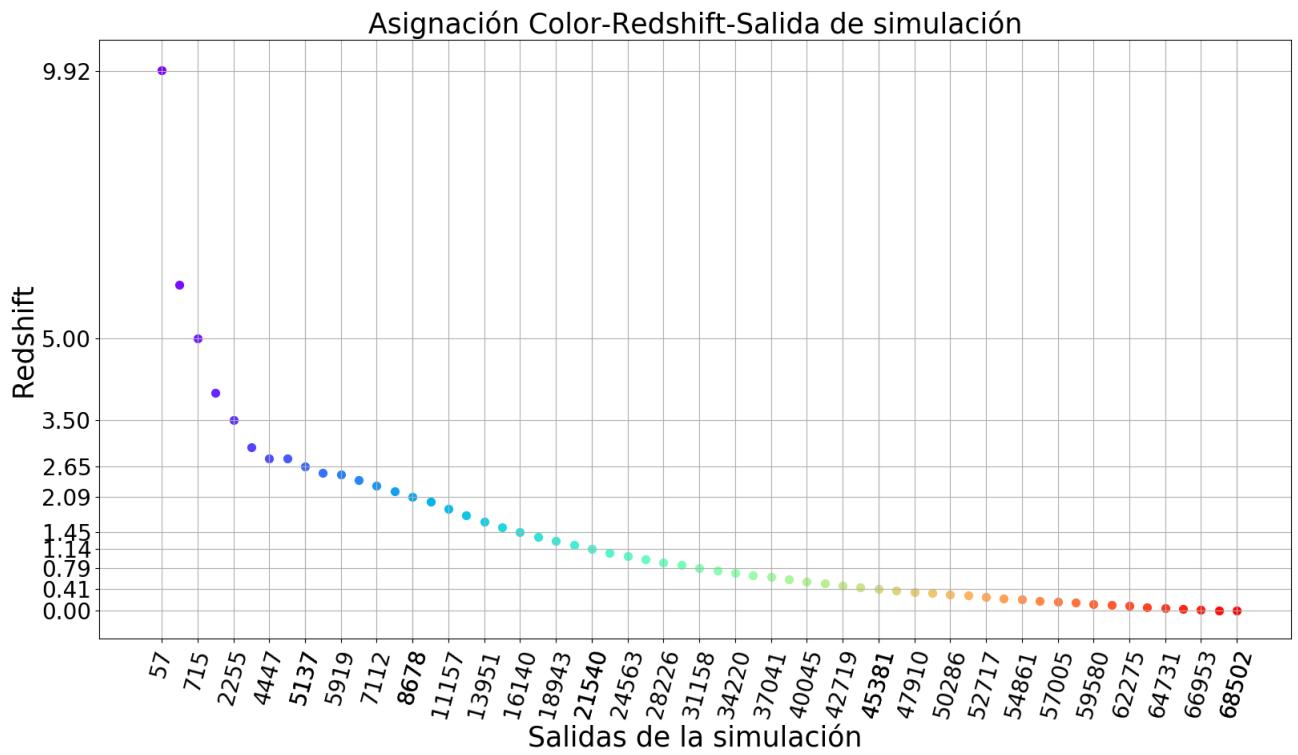


Figura 22: Relación de colores-redshift-salida de la simulación empleada en las figuras 5 y 8.