

Pontificia Universidad
Católica de Chile

Modelo Semi-Analítico de Formación Galáctica

por Jorge Díaz

Curso: Cosmología
Sigla: FIA3009
Profesor: Nelson Padilla
Fecha: 19 de Junio del 2006

CONTENTS

1. Introducción	3
2. Formación de Halos de Materia Oscura: Propiedades	3
2.1. Distribución del spin	4
2.2. Perfil de densidad	5
2.3. Velocidad de rotación	5
3. Formación de Discos	6
3.1. Distribución del gas caliente	6
3.2. Enfriamiento	6
4. Formación de Estrellas en Discos	6
4.1. Enriquecimiento químico y retroalimentación	7
4.2. Ley de formación de estrellas y parametrización de la retroalimentación	8
5. Formación de Esferoides	8
5.1. Fricción dinámica	8
5.2. Mergers de galaxias	9
6. Luminosidad y Espectro de las galaxias	9
6.1. Síntesis de población estelar	9
6.2. Fracción reciclada R y producción p	9
6.3. Extinción por polvo	10

MODELO SEMI-ANALÍTICO DE FORMACIÓN GALÁCTICA

1. INTRODUCCIÓN

El desarrollo de nuestro entendimiento de los procesos físicos que trabajan en la formación y evolución de galaxias, y relacionar las observaciones a la teoría cosmológica, requiere detallados modelos que trabajen este entendimiento en su contexto cosmológico. El marco teórico en su forma estandar asume que las galaxias surgieron a partir de fluctuaciones de densidad "Gaussiana", generadas durante la inflación y amplificadas por inestabilidades gravitacionales actuando sobre la materia oscura fría, componente dominante del Universo; el gas fue inicialmente mezclado con la materia oscura, y cuando un halo de esta mezcla colapsaba, la componente visible de las galaxias se acumuló como estrellas condensadas a partir del gas enfriado en el disco.

La evolución de la materia oscura y bariónica se calcula a partir de simulaciones Monte Carlo; dos aproximaciones son desarrolladas para éllo:

- Simulaciones directas, en la cual las ecuaciones de gravitación e hidrodinámica en el Universo en expansión son resueltas explícitamente usando técnicas numéricas.
- Modelos semi-analíticos, en el cual la materia bariónica es calculada con simples modelos analíticos, mientras que la materia oscura es calculada, ya sea con simulaciones de N-cuerpos, o con alguna técnica Monte Carlo que siga la formación de halos a través de "hierarchical merging".

La ventaja de las simulaciones directas es su generalidad para calcular la dinámica del gas que se enfría sin tener que simplificar asunciones; sin embargo, su desventaja es la escala con que puede trabajar en forma expedita (masas del orden de una galaxia, pares, cúmulos, super cúmulos, etc). La ventaja de los modelos semi-analíticos es su capacidad de trabajar procesos a pequeña escala (estructura interna de las galaxias); sin embargo, necesita simplificar asunciones para calcular las propiedades del gas (simetría esférica, etc.). Otra de las ventajas importantes de los modelos semi-analíticos es su flexibilidad, lo que permite varias asunciones o parámetros a ser investigados, y que lo hace posible calcular un amplio rango de propiedades observables de galaxias, como luminosidad en una banda, razón masa-luminosidad, razón bulbo-disco, velocidades circulares, etc.

Los modelos de formación de galaxias son una síntesis de muchas técnicas desarrolladas para tratar aspectos particulares del proceso de formación galáctica; su columna vertebral esta en el metodo Monte Carlo que genera "merger trees" para cada halo, y así seguir el crecimiento jerárquico de éstos. Procesos posibles a ser incluidos dentro del modelo y propiedades observables predecibles por éste se aprecian en las figuras 1 y 2 respectivamente. En las sgtes. secciones nos dedicaremos a explicar algunos de los procesos tratados en estos modelos.

2. FORMACIÓN DE HALOS DE MATERIA OSCURA: PROPIEDADES

Se asume que las galaxias se forman en el interior de halos de materia oscura, y su evolución es controlada por las historias de "merging" de estos halos. Luego de implementados el algoritmo Monte Carlo que creará los "mergers trees" para los halos, y el algoritmo que controlará la evolución temporal de los "mergers", se debe modelar la estructura interna de los halos. Este modelo debe especificar la velocidad de rotación requerida para calcular el momentun angular del gas que se enfría para formar discos, y el perfil de densidad requerido para calcular los tamaños y velocidades de rotación de las galaxias.

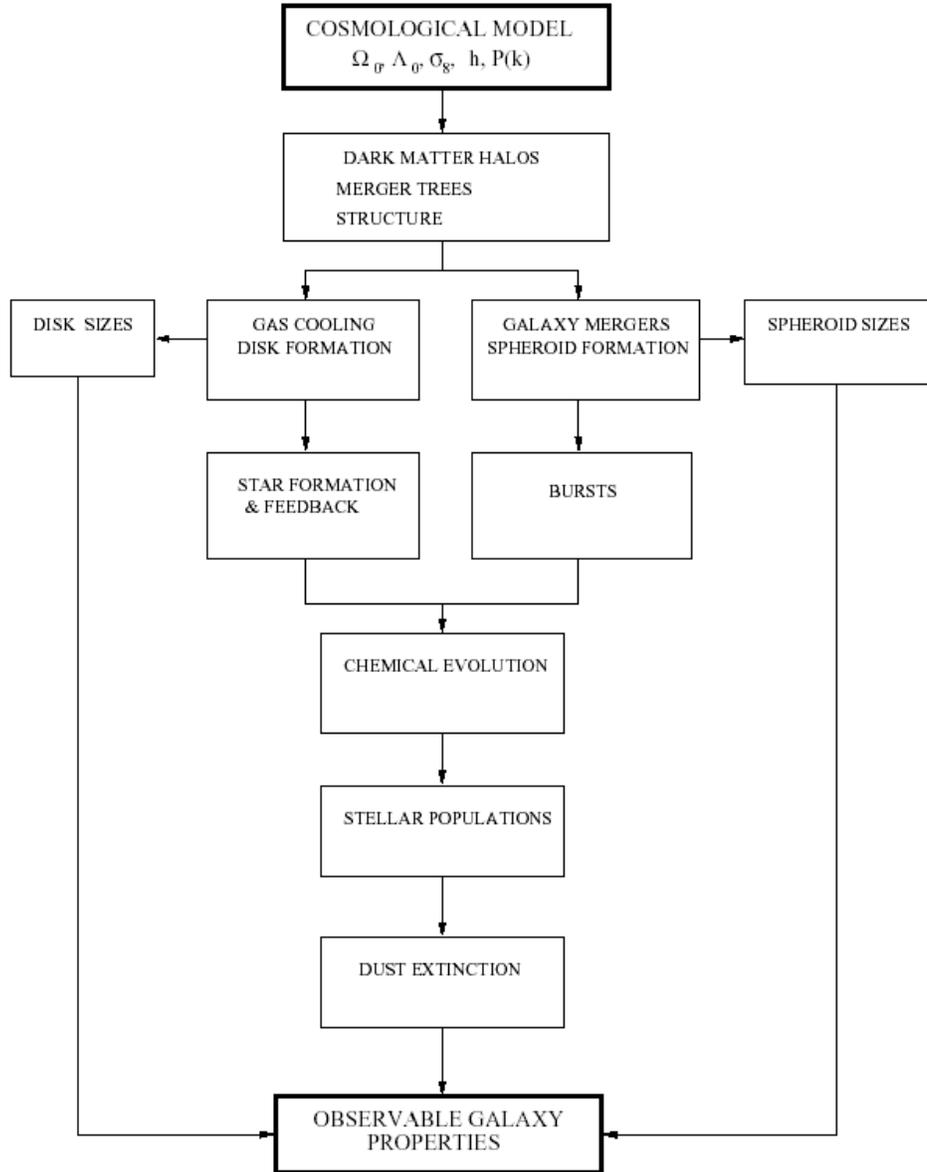


Figure 1. A schematic showing how different physical processes are combined to make predictions for the observable properties of galaxies, starting from initial conditions specified by the cosmology.

2.1. Distribución del spin. Los halos de materia oscura ganan momento angular a partir de mareas gravitacionales (ejerciendo un torque) actuando durante su formación. La magnitud de este momento angular esta cuantificada en el parametro adimensional del spin:

$$(1) \quad \lambda_H = \frac{J_H |E_H|^{1/2}}{GM_H^{5/2}}, \text{ con } J_H = \text{momento angular, } E_H = \text{energía, y } M_H = \text{masa del halo}$$

La distribución mejor ajustada para los resultados arrojados por varios estudios de N-cuerpos (Cole y Lacey, 1996) es:

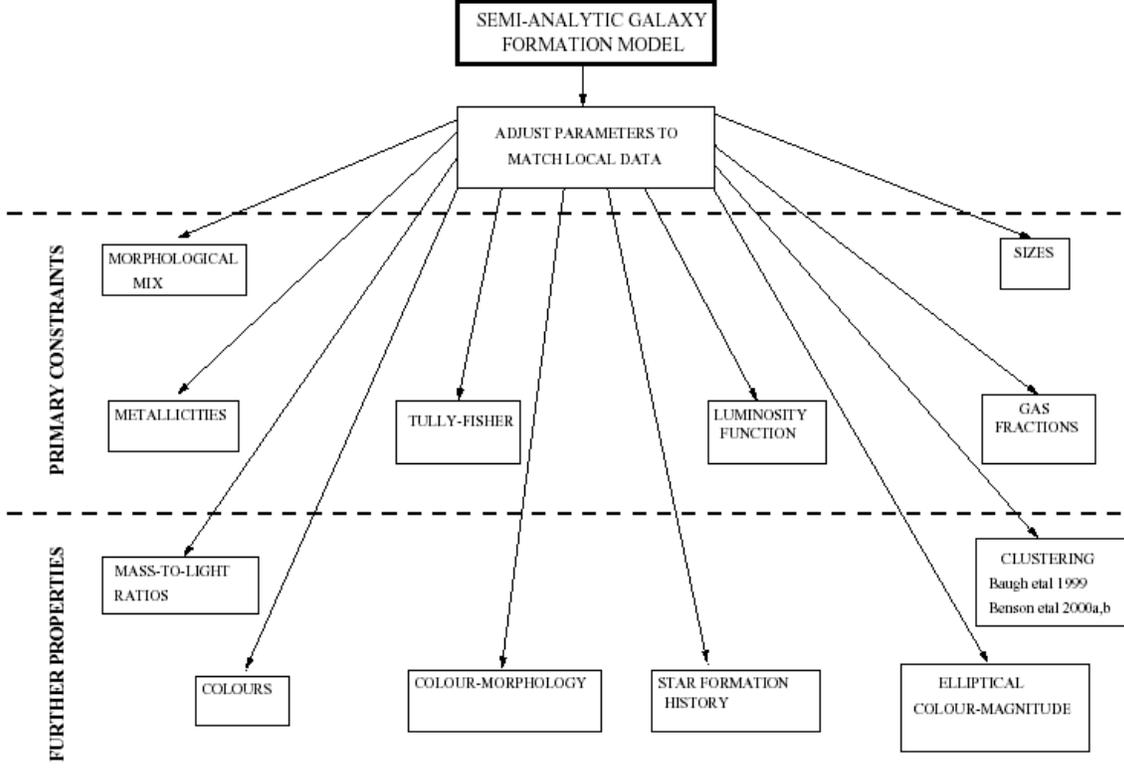


Figure 2. A schematic showing the observable galaxy properties predicted by the model.

$$(2) \quad P(\lambda_H)d\lambda_H = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_\lambda} \exp\left(-\frac{(\ln\lambda_H - \ln\lambda_{med})^2}{2\sigma_\lambda^2}\right) \frac{d\lambda_H}{\lambda_H}, \text{ con } \lambda_{med} = 0.039, \sigma_\lambda = 0.53$$

De este modo, usando esta distribución asignamos un λ_H para cada halo formado.

2.2. Perfil de densidad. El perfil de densidad del halo es modelado usando un modelo NFW (Navarro, Frenk, White, 1995).

$$(3) \quad \rho(r) = \frac{\Delta_{vir}\rho_c}{f(a_{NFW})} \frac{r_{vir}}{r(r/r_{vir} + a_{NFW})^2}, \text{ con } r \leq r_{vir}$$

Aquí $f(a_{NFW}) = \ln(1 + 1/a_{NFW}) - 1/(1 + a_{NFW})$ esta truncada a un radio virial r_{vir} . Definimos el radio virial como el radio al cual la densidad interior media del halo es igual a Δ_{vir} veces la densidad crítica $\rho_c = (3H^2/8\pi G)$. La sobredensidad virial Δ_{vir} esta definida por un modelo de colapso esférico que entrega $\Delta_{vir} = 178$ para $\Omega_0 = 1$. a_{NFW} es un parámetro libre, el cuál es el largo de escala medido en unidades de radio virial; permitiendo que a_{NFW} varíe, el perfil de densidad ajusta con precisión los perfiles de halos aislados, obtenidos en simulaciones cosmológicas con N-cuerpos, para un amplio rango de masas y condiciones iniciales.

2.3. Velocidad de rotación. Para computar el momentum angular de la fracción de gas del halo que se enfría para formar una galaxia necesitamos un modelo de la estructura rotacional del halo. Asumimos que la velocidad rotacional media V_{rot} de cascaras concéntricas de material es constante con el radio y siempre alineada en la misma dirección. El valor apropiado de V_{rot} puede ser relacionado a λ_H , evaluando las cantidades que definen J_H y E_H en la ec.1. Obtenemos:

$$(4) \quad V_{rot} = A(a_{NFW})\lambda_H V_H, \text{ con } V_H = (GM/r_{vir})^{1/2}$$

El coeficiente adimensional $A(a_{NFW})$ es una función débil de a_{NFW} , variando entre $A(0.01) \approx 3.9$ y $A(0.3) \approx 4.5$.

3. FORMACIÓN DE DISCOS

Asumimos que el disco se forma por enfriamiento del gas, inicialmente en el halo. Mareas gravitacionales imparten momento angular a todo el material en el halo, incluido el gas, de modo que el gas que se ha enfriado y perdido energía térmica será confinado a un disco.

3.1. Distribución del gas caliente. Gas difuso el cuál no forma parte de las galaxias es asumido que se calienta por medio de colisiones durante el colapso del halo y eventos de merging; nos referiremos a este gas como "caliente" para distinguirlo del gas en las galaxias el cuál llamamos "frío". Para calcular cuánto de este gas caliente se enfría para formar un disco necesitamos conocer su temperatura inicial y perfil de densidad.

Simulaciones hidrodinámicas de alta resolución de formación de cúmulos de galaxias (Frenk et al, 1999) muestran que, en ausencia de enfriamiento radiativo, la distribución de materia oscura resultante es bien modelada por un perfil NFW, pero el gas calentado por colisiones esta menos centralmente concentrado. La distribución de este gas esta bien ajustado por un modelo β (Cavaliere y Fusco-Fermiano, 1976):

$$(5) \quad \rho_{gas}(r) \propto (r^2 + r_{core}^2)^{-3\beta/2}, \text{ con } \beta \approx 2/3 \text{ y } r_{core}/r_{vir} \approx 1/20,$$

tradicionalmente usada para modelar gas caliente emitiendo rayos-X en cúmulos de galaxias. La temperatura media del gas es próxima a la temperatura virial, definida por:

$$(6) \quad T_{vir} = \frac{1}{2} \frac{\mu m_H}{k} V_H^2, \text{ con } m_H = \text{masa del átomo de hidrógeno, } \mu = \text{masa molecular media}$$

Para simplicidad, asumimos que la temperatura del gas es constante e igual a T_{vir} .

3.2. Enfriamiento. Asumiendo que el gas calentado por colisiones esta en equilibrio de ionización colisional, el tiempo de enfriamiento definido como la razón entre la energía térmica y la tasa de enfriamiento por unidad de volumen $\rho_{gas}^2 \Lambda(T_{gas}, Z_{gas})$ es:

$$(7) \quad \tau_{cool}(r) = \frac{3}{2} \frac{kT_{gas}}{\mu m_H \rho_{gas}(r) \Lambda(T_{gas}, Z_{gas})}, \text{ con } T_{gas} = \text{temperatura y } Z_{gas} = \text{metalicidad.}$$

Se asume que el gas enfriado se acreta hacia el disco en el centro del halo; estimamos este tiempo que le toma al material en ser acretado hacia el disco como el tiempo de caída libre en el halo, para el perfil de densidad asumido.

4. FORMACION DE ESTRELLAS EN DISCOS

La formación de estrellas no sólo convierte gas frío en estrellas luminosas, sino que también afecta el estado del gas circundante a las estrellas, ya que supernovas y jóvenes estrellas inyectan energía y metales de regreso al ISM (medio interestelar). La energía liberada puede ser suficiente para llevar el gas y metales fuera del disco galáctico en forma de viento caliente. La remoción de material del disco actúa como proceso de retroalimentación, el cuál regula la tasa de formación de estrellas. Además, los metales inyectados enriquecen tanto el gas frío que forma estrellas como el gas caliente circundante del halo. El enriquecimiento del gas del halo decrece el tiempo

de enfriamiento definido en la ec.7, permitiendo que más gas se enfríe en épocas posteriores, mientras que el enriquecimiento estelar afecta al color y luminosidad de las poblaciones estelares.

4.1. Enriquecimiento químico y retroalimentación. Asumimos que las estrellas son formadas en el disco a tazas directamente proporcionales a la masa del gas frío. De este modo la taza de formación de estrellas instantanea ψ es dada por:

$$(8) \quad \psi = M_{\text{cold}}\tau_*, \text{ con } \tau_* = \text{escala de tiempo de formación de estrellas.}$$

Para modelar los efectos de la retroalimentación de la energía de jóvenes estrellas y supernovas en el gas, asumimos que el gas frío es recalentado y eyectado desde el disco a una taza:

$$(9) \quad \dot{M}_{\text{eject}} = \beta\psi$$

En general, tanto τ_* y β son funciones de las propiedades de la galaxia circundante y halo.

Los procesos de enfriamiento del gas a partir del reservorio del gas caliente del halo y acreción hacia el disco, la formación de estrellas a partir del gas frío y racalentamiento y eyección del gas, ocurren todos simultaneamente.

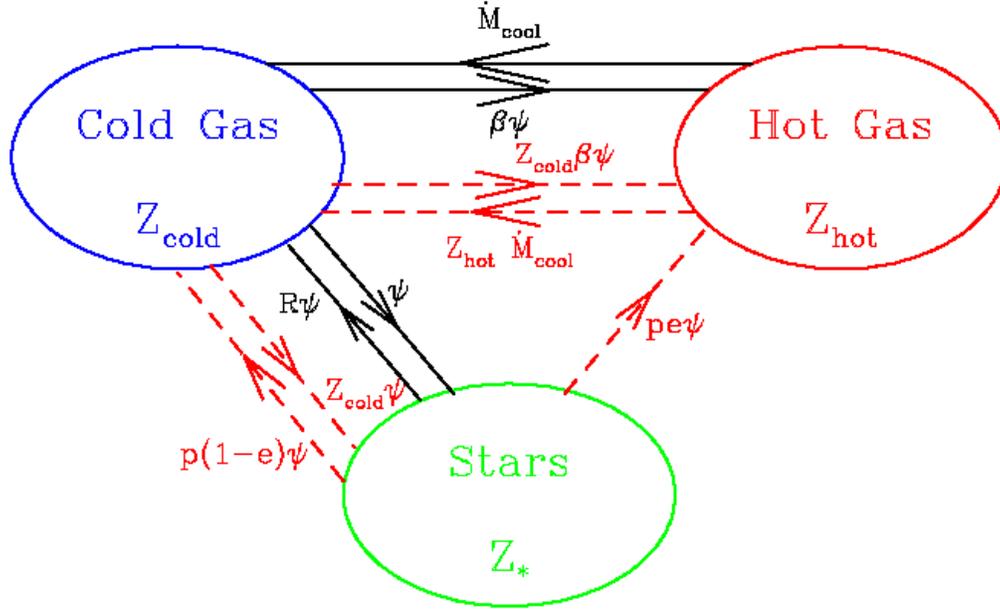


Figure 3. A schematic diagram showing the transfer of mass and metals between stars and the hot and cold gas phases during a single timestep. The solid lines indicate the routes and rates by which mass is transferred between the three reservoirs, while the dashed lines refer only to the exchange of metals. The instantaneous rate of star formation is ψ and the cooling rate is \dot{M}_{cool} . The metallicities of the cold gas, stars and hot halo gas are Z_{cold} , Z_* and Z_{hot} respectively. The yield of the assumed IMF is p and the parameters β and e describe the effect of SN feedback and the direct ejection of SN metals into the hot halo gas.

En la fig.3 apreciamos los varios canales para los cuales la masa y metales son transferidos entre tres fases (reservorios). Las líneas sólidas se refieren a tazas de transferencia total de masa, y las líneas segmentadas a la componente metales. Notemos que se ha permitido la posibilidad que alguna fracción de metales producidos por estrellas pueda ser directamente transferida al gas caliente del halo, pero hemos despreciado la transferencia de masa correspondiente. Esto es una buena aproximación, ya que el material directamente eyectado será muy rico en metales, y la masa transferida por esta ruta siempre será pequeña comparada con la del recalentamiento del gas frío por supernovas.

En la fig.3 p denota la producción (masa dentro de estrellas devuelta al ISM en forma de metales), R la fracción de masa reciclada por estrellas (viento estelar supernovas), e la fracción de metales nuevamente producidos y eyectados diréctamente desde el disco estelar a la fase de gas caliente, β la eficiencia de la retroalimentación estelar.

Con toda esta información, podemos describir la evolución de la masa y contenido de metales de las 3 fases:

Evolución de la masa:

$$(10) \quad \dot{M}_* = (1 - R)\psi,$$

$$(11) \quad \dot{M}_{hot} = \beta\psi - \dot{M}_{cool},$$

$$(12) \quad \dot{M}_{cold} = \dot{M}_{cool} - (\beta - R + 1)\psi.$$

Evolución de metales:

$$(13) \quad \dot{M}_*^Z = Z_{cold}\psi(1 - R) - p\psi,$$

$$(14) \quad \dot{M}_{hot}^Z = Z_{cold}\beta\psi + p\psi - \dot{M}_{cool}Z_{hot},$$

$$(15) \quad \dot{M}_{cold}^Z = \dot{M}_{cool}Z_{hot} + p(1 - e)\psi - Z_{cold}\psi(\beta - R + 1),$$

donde $Z_{cold} = M_{cold}^Z/M_{cold}$ y $Z_{hot} = M_{hot}^Z/M_{hot}$

4.2. Ley de formación de estrellas y parametrización de la retroalimentación. El modelo usado para la estructura interna de las galaxias nos permite definir la escala de tiempo de formación y, eficiencia de la retroalimentación en términos de las propiedades del disco galáctico, como su velocidad circular V_{disc} y tiempo dinámico $\tau_{disc} = r_{disc}/V_{disc}$. r_{disc} y V_{disc} son ambos tomados respecto al tamaño del disco que incluya la mitad de la masa total. Las relaciones son:

$$(16) \quad \tau_* = \epsilon_*^{-1}\tau_{disc} \left(\frac{V_{disc}}{200km/s} \right)^{\alpha_*}$$

$$(17) \quad \beta = \left(\frac{V_{disc}}{V_{hot}} \right)^{-\alpha_{hot}},$$

donde ϵ_* , α_* y α_{hot} son parámetros adimensionales.

5. FORMACIÓN DE ESFEROIDES

Una de las rutas por las cuales brillantes galaxias elípticas y el bulbo de las galaxias espirales se forma es a través de mergers de galaxias. Cuando halos de materia oscura merge, se asume que la galaxia mas masiva será la galaxia central en el nuevo halo, mientras que las restantes seran satélites orbitando dentro del halo. Las órbitas de las galaxias satélites decaeran gradualmente como la energía y momentun angular sean perdidos via fricción dinámica con el material del halo. De este modo, algunas galaxias satélites experimentarán mergers con la galaxia central.

5.1. Fricción dinámica. El tiempo de decaimiento de la órbita de una galaxia satélite debido a efectos de fricción dinámica dependerá de la energía inicial y momentun angular de la órbita (Lacey y Cole, 1993):

$$(18) \quad \tau_{mer} = f_{df}\Theta_{orb}\tau_{din} \frac{0.3722}{\ln(M_H/M_{sat})} \frac{M_H}{M_{sat}}, \text{ con } M_H = \text{masa del halo},$$

$$(19) \quad \tau_{din} = \pi r_{vir}/V_H, \text{ y}$$

$$(20) \quad \Theta_{orb} = \left(\frac{J}{J_c(E)} \right)^{0.78} \left(\frac{r_c(E)}{r_{vir}} \right)^2.$$

Aquí M_{sat} es la masa de la galaxia satélite incluyendo la masa del halo en el que se formó, f_{df} un parámetro adimensional relacionado con el halo de la galaxia satélite, J el momento angular de la órbita, E la energía de la órbita, $r_c(E)$ y $J_c(E)$ radio y momento angular de una órbita circular con energía E .

5.2. Mergers de galaxias. El resultado de cada merger de galaxias depende de la razón entre la masa de la galaxia satélite M_{sat} , y la masa de la galaxia central M_{cen} :

- Si $M_{sat}/M_{cen} \geq f_{ellip}$, entonces el merger es llamado "violento" o "mayor", y un solo bulbo o galaxia elíptica es producida. Cualquier gas presente en el disco de la galaxia satélite es convertido en estrellas en un "burst", es decir, en una escala de tiempo muy corta.
- Si $M_{sat}/M_{cen} \leq f_{ellip}$, entonces el merger es llamado "menor", y las estrellas de la galaxia acreta son agregadas al bulbo de la galaxia central mientras que el gas acreta es agregado al disco galáctico de la galaxia central, sin cambiar el momento angular de ésta.

6. LUMINOSIDAD Y ESPECTRO DE LAS GALAXIAS

Los procesos descritos antes, permiten seguir la historia de formación de estrellas, enriquecimiento químico y evolución de cada galaxia. Para convertir esta información en propiedades observables, debemos modelar las propiedades espectro-fotométricas de las estrellas que se forman y los efectos del polvo y gas ionizado sobre el espectro de las galaxias.

6.1. Síntesis de población estelar. La síntesis de población estelar, permite las propiedades observables de las poblaciones estelares a ser calculadas, dada una asunción de la IMF (función inicial de masa) y de la historia de formación. Últimos modelos proporcionan la SED (distribución de energía espectral) $l_\lambda(t, Z)$, de una población estelar formada en un mismo tiempo t y con metalicidad Z :

$$(21) \quad L_\lambda(t) = \int_0^t l_\lambda(t-t', Z(t'))\psi(t')dt',$$

con $Z(t')$ metalicidad de las estrellas formándose en t' , y $\psi(t')$ tasa de formación de estrellas en t' . Con respecto a la IMF:

$$(22) \quad \frac{dN}{d\ln(m)} \propto m^{-x}, \text{ con } x=1.35 \text{ para Salpeter, y } x=1.5 \text{ para Kennicutt.}$$

Las estrellas visibles tienen $0.1 < m < 125M_\odot$. La forma en la cuál la luminosidad predicha y color de una población estelar dependen de la edad, metalicidad y opción de la IMF es ilustrada en la fig.4.

6.2. Fracción reciclada R y producción p . Hay dos cantidades relacionadas a la IMF que afectan significativamente la formación galáctica. Éstas son la fracción reciclada R , y la producción p (vistas en las ecs. 12–15). El gas regresado al ISM vía supernovas y viento estelar es fuente importante de formación de adicionales generaciones de estrellas; supernovas también enriquecen el ISM con metales, aumentando las generaciones de más rojas y metálicas estrellas. R y p son definidos de modo que, para cada ΔM formado en nuevas estrellas, una masa $R\Delta M$ será regresada al ISM, y una masa $p\Delta M$ de nuevos metales sintetizados será liberado. R y p son calculados a partir de modelos de evolución estelar y supernovas.

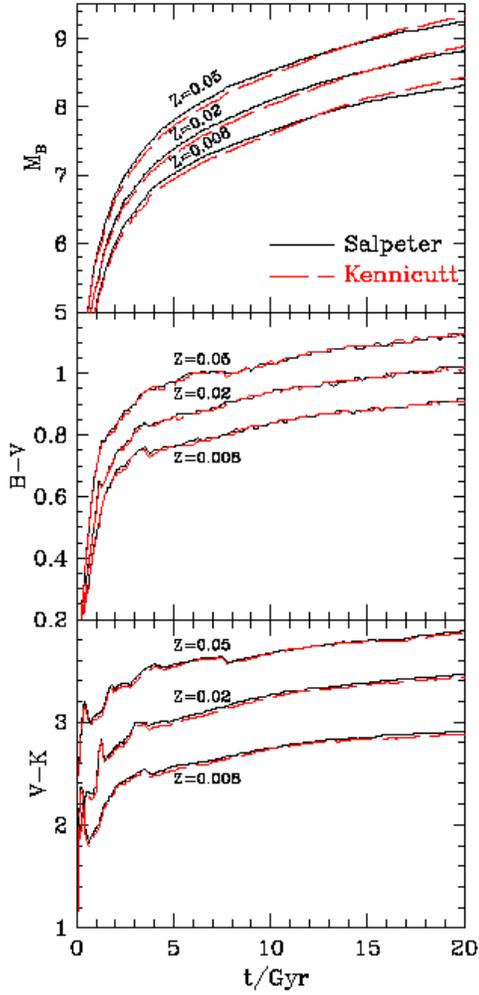


Figure 4. The evolution of the B-band luminosity and the $B-V$ and $V-K$ colours for a single age stellar population. The solid lines show results for a stellar population with a Salpeter IMF for three different metallicities. The middle curves are for solar metallicity, $Z = 0.02$, and the lower and upper curves for $Z = 0.008$ and 0.05 respectively. The absolute magnitudes are normalized to $1M_{\odot}$ of stars. The corresponding dashed curves show results assuming the Kennicutt IMF. In this case, the luminosities in each band have been reduced by a factor of 1.69 to make the solar metallicity curves for the two IMFs cross at an age of $t = 15\text{Gyr}$.

6.3. Extinción por polvo. La absorción de la luz por polvo tiene un efecto significativo sobre las luminosidades ópticas y colores de galaxias, y un gran efecto sobre el lejano UV el cuál es usado como principal trazador de las tasas de formación de estrellas a alto redshift. El modelo que emula estos efectos incluye absorción y scattering por los gránulos de polvo para una distribución espacial 3D realista de estrellas y polvo, creando así, una atenuación de la luminosidad de la galaxia como función de la longitud de onda y del ángulo de inclinación de la galaxia.