

Formacion Estelar

1 Introduccion

Como concepto general, el motor de la formacion y evolucion de estrellas en las galaxias es ineficiente.

Hace 13.7 Gyr (380 000 Anios) el universo tenia un contenido de: Dark Matter: 63% , Fotones: 15%, Atomos 12%, Neutrinos 10%. (fotones > atomos = Dominado por radiacion).

El dia de hoy tenemos: Dark Energy: 72%, Dark Matter: 23%, Atomos: 4.6%.

Dentro de la distribucion de atomos (Materia Barionica) Tenemos:

- Hidrogeno y Helio libre: 4%
- Estrellas: 0.5%
- Neutrinos: 0.3%
- Elementos Pesados: 0.03%

El barion budget: 29% ? , 25% WHIM (Medio Intragalactico Caliente) , 28% Lyman Forest* , 7% Estrellas, 5% Medio Circungalactico**, 4% Medio Intracumulo, 2% Gas frio en galaxias HI, HII.

*[El bosque de Lyman-alfa, en espectroscopia astronómica, es el conjunto de líneas de absorción que aparecen entre la transición Lyman-alfa del hidrógeno neutro y la localización desplazada al rojo de esta transición en el espectro de un cuásar o una galaxia lejana.]

[halo grumoso de gases calientes que **recibe material expulsado por estrellas nacientes o moribundas y que rodea la galaxia]

2 Funciones Fundamentales

Las cantidades cuantitativas que nos permiten describir la formacion se denominan:

- SFR (Star Formation Rate): Masa total de estrellas formada por unidad de tiempo (M_{\odot}/Yr). No todas las galaxias tienen el mismo SFR.
- SSFR (Specific Star Formation Rate): SFR por unidad de Masa. (Masa de estrellas formadas / Masa total de la galaxia). Dadas dos galaxias , con la misma SFR, Entoces la galaxia menos masiva tiene una SSFR mayor. Mide el esfuerzo de una galaxia para formar nuevas estrellas.
- IMF (Initial Mass Function): Distribucion inicial de masas para una poblacion de estrellas, en la region de formacion estelar. Se considera universal e independiente del entorno.
- Inestabilidad de Jeans: Causa el colapso de nubes de gas interestelares y la subsecuente formacion de estrellas. Ocurre cuando la presion interna en la nube no es lo suficientemente fuerte para evitar el colapso gravitatorio de una region que contiene materia. Permite

determinar cuando se producira la SF.

Cantidades relevantes son: La longitud de Jeans y el la masa de Jeans. Hay expresiones matematicas que a veces estan escritas de distinta forma de donde la mires. En Carroll y ostie las ecuaciones 12.14 en adelante hablan sobre esto:

$$M_J = \left(\frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \text{ (Masa de Jeans)} \quad R_J = \left(\frac{15kT}{4\pi G\mu m_H \rho_0} \right)^{1/2} \text{ (Longitud de Jeans)}$$

Si la nube tiene $R \neq R_J$ la misma no esta en equilibrio, $R > R_J$ la nube se expande. $R < R_J$ la nube colapsa.

Si $M > M_J$ la nube colapsa.

- Si durante el colapso la nube se calienta, este podria deteners.

3 Estudios sobre SF

El conteo de estrellas O,B hace referencia a que el sistema esta lleno de elementos Jovenes, ademas de masivos, brillantes y de emision de fotones Ionizados. Estas las utilizariamos para calcular la funcion de masa IMF.

El conteo de estrellas es inefectivo por incompletitud. Entonces se utilizan indicadores directos e indirectos para conocer la cantidad de estrellas O,B de manera que cuando conozcamos a partir de estas la IMF, podamos conocer SFR.

Se utiliza la correlacion del gas con las densidad espacial de nuevas estrellas y la densidad del Hierro y el H2 molecular. Las estrellas masivas ionizan con su radiacion el gas proximo y forman regiones de HII.

4 Indicadores de Formacion Estelar.

- En muchas longitudes de onda las estrellas O,B son los grandes aportadores de observables.
- Por cuestiones de completitud el conteo debe ser en galaxias proximas (?)
- Luminosidad de UV: O,B Ionizan el gas formando regiones HII.
- Emision Termica en Radio y luminosidades de la linea de recombinacion del H, mide el flujo del continuo de lyman via modelos de protoionizacion (?)
- Luminosidades en FIR (Far Infrared) (OB, calientan el polvo y este lo reemite).
- Luminosidad en el continuo del Radio. Correlaciona con ciertos indicadores no se sabe bien porque.
- Linea OII. Tiene la ventaja respecto al $H\alpha$ que se puede usar a z alto.
- Luminosidad en rayos X. Es muy debil, hace falta observaciones muy grandes. Posible contaminacion por AGN.

La SF, esta fundamentalmente en los brazos espirales, aunque puede existir en la elipticas.

La SFR, medida en todo el disco correlaciona con la densidad media del gas atomico y correlaciona debilmente con el gas molecular.

4.1 Indicadores de SFR para el SDSS.

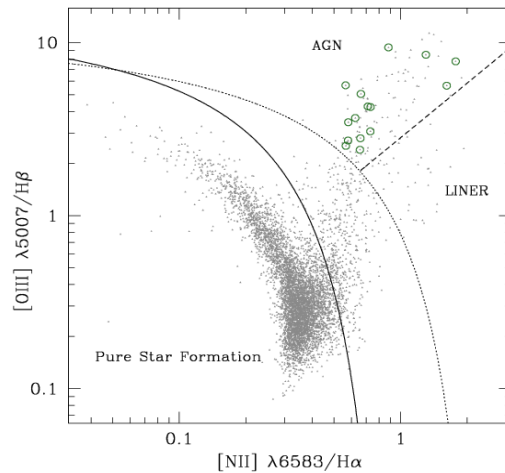
- Hopkins et al 2003 : Usan del datos del SDSS - DR1 que tienen mediciones de radio, son pocas, sesgadas y tienen una fuerte contaminacion por AGN, la cual no es una radiacion relacionada con la formacion estelar. Utilizan diagramas de diagnostico para hacer una clasificacion: SF-AGN-N/A

Diagramas de diagnosticos espectrales utilizados: (Son cocientes de lineas afectadas)

$$[\text{OIII}]/H_{\beta}, \text{ vs } [\text{NII}]/H_{\alpha}$$

$$[\text{OIII}]/H_{\beta} \text{ vs } [\text{SII}]/H_{\alpha}$$

$$[\text{OIII}]/H_{\beta} \text{ vs } [\text{OI}]/H_{\alpha}$$



- SFR depende del tipo morfológico y el entorno, hoy en día es menor respecto al universo temprano.
- Radio 1.4 GHz : Rayos X largos e insensible a la absorción del Polvo. Problema: La radiación puede deberse a SF o AGN. El mecanismo que conecta SF y la emisión en radio es pobre. Se lo usa por su buena correlación con FIR. Sería una emisión de Sincrotron producida por electrones acelerados.
- H_{α} Optico (6563 Å $n=3 \rightarrow 2$): La luminosidad de H_{α} debe corregirse por oscurecimiento y apertura (Se pierde emisión si la fibra es mas chica que la galaxia). Para estimar la SFR a partir de la luminosidad H_{α} , se utiliza la calibración Kennicutt.
- [OII] : Línea que tiene buena correlación con H_{α} , se puede derivar la SFR a partir de ella, es muy importante porque para $z > 0.4$ H_{α} queda fuera de los espectrografos mientras que [OII] no. Requiere las mismas correcciones que H_{α} , oscurecimiento y apertura.
- FIR (60 Y 100 μm): Usan misma calibración que en radio.

- Banda u (3600Å): La luminosidad en UV esta directamente relacionada con estrellas jovenes, por lo cual se constituye en un indicador directo. Problema, depende mucho de los tiempos de evolucion.

4.2 Dependencia de SFR con el entorno

Paper Sugerido: GALAXY STAR-FORMATION AS A FUNCTION OF ENVIRONMENT IN THE EARLY DATA RELEASE OF THE SLOAN DIGITAL SKY SURVEY (Gomez 2002)

- Este trabajo estudia la relacion entre SFR y el entorno de galaxias cercanas. Motivacion: Cumulos a $z > 0.2$, tienen SFR menor en las galaxias centrales, en comparacion de otras galaxias en campo a ese z .
- Usan los datos del EDR(Early Data Release) de SDSS
- Medicion de SFR, con $H\alpha$ aunque incluyen $[OII]$ para comparar a alto z .
- Entorno: Densidad local proyectada. Definido al decimo vecino mas cercano.

4.2.1 Relacion Densidad-SFR

Aca vamos a analizar basicamente el grafico del paper mencionado de Gomez:

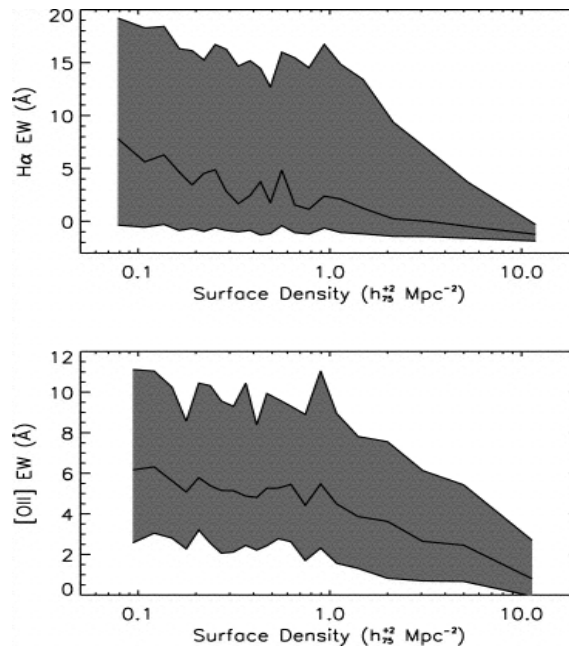


Figure 1. Distribucion de la SFR (Area) En funcion de la densidad local proyectada. A medida que la densidad superficial aumenta, decae la SFR. La conclusion de este plot es que: Alta densidad implica baja SFR. Mucho cuidado, Baja densidad no necesariamente implica alta SFR.

Por otro lado se evalua si dada una morfologia la SFR esta afectada densidad/entorno. Las espirales en cumulos tienen menor SFR. Las galaxias tardias tiene mayor SFR mientras que en los cumulos hay menor SFR.

4.3 MIR y FIR

- Aproximadamente la mitad de la luz bolometrica que recibimos en el universo local es correspondiente a MIR o FIR.
- Estan directamente conectado con estrellas jovenes, gas y polvo.
- En las regiones de SF la radiacion(ionizante) de las estrellas produce ISM? y regiones HII que son trazados por una serie de lineas en el MIR correspondientes a un amplio rango de estados en la ionizacion.
- Afuera de las regiones de ionizacion: Otros procesos, los granos de polvo absorben y re-emiten aportando la mayor parte de la emision dando informacion sobre las condiciones fisicas a traves de un continuo termico

4.3.1 Survey FIR Spitzer

Mostro una conexion entre el Optico y FIR. Mostro que el 30% de las galaxias rojas presentan un exceso en el FIR por ser formadoras de estrellas (Se creia antes que estas eran pasivas) o AGN , que tambien emiten en el infrarrojo.

5 Evolucion de la SSFR

Hay evidencia de un decaimiento de la SSFR para un amplio rango de masas ($10^9 - 10^{10}$) desde $z=1$ al presente.

El mecanismo que lo genera debe ser diferente al de alto z . No se hubiesen formado galaxias masivas si no. Posible causa: Decline del gas frio en las galaxias.

Fuerte incremento de la SSFR hasta $z=2$. Entre $z=1-2$ factor 10 y $z=0-2$ de 100, solo para las masivas. Cae rapido en $z=0$.

5.1 SSFR Decrece con la masa

A $z=0-1$, $M=10^9, 10^{10}$ Deacuerdo con el modelo de downsizing, en el universo primigenio, las estrellas de los halos mas masivos, tienden a haberse formado antes y en un periodo de tiempo mas corto.

5.2 SSFR Depende de la morfologia

Los esferoides tempranos tienen un incremento mayor a de la SSFR con el z y mayor decrecimiento de la SSFR con la masa.

5.3 SSFR Depende del entorno y z

A $z=1$ se observa un fuerte aumento de la SFR. Con el incremento de la densidad numerica, diferente de lo que pasa a $z=1$.

A alto z se encuentra SFR en lugares densos (Protocumulos), hoy la SFR se busca en el campo.

A $z = 1$ la relacion color densidad ya esta en su lugar.

El clustering de las espirales se incrementa con z para $z > 1$.

El clustering de las temprana nos aumenta con la masa. A $z = 1$ estan en el mismo entorno, independientemente de la masa.

6 Historia de la formacion estelar Madau 2014

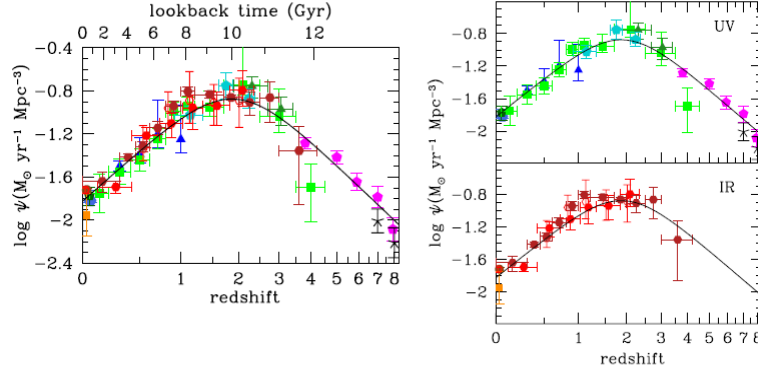


Figure 9: The history of cosmic star formation from (top right panel) FUV, (bottom right panel) IR, and (left panel) FUV+IR rest-frame measurements. The data points with symbols are given in Table 1. All UV luminosities have been converted to instantaneous SFR densities using the factor $\mathcal{K}_{\text{FUV}} = 1.15 \times 10^{-28}$ (see Equation 10), valid for a Salpeter IMF. FIR luminosities (8–1,000 μm) have been converted to instantaneous SFRs using the factor $\mathcal{K}_{\text{IR}} = 4.5 \times 10^{-44}$ (see Equation 11), also valid for a Salpeter IMF. The solid curve in the three panels plots the best-fit SFRD in Equation 15.

Figure 2. Muestra la formacion estelar por anio por unidad de volumen en funcion del dedshift y el tiempo hacia atras (lookback time). Se hizo con distintos relevamientos independientes del entorno, tomando volúmenes muy grandes (Por ello hay mucha dispersion). La subida se debe al clustering Jerarquico $3 \leq z \leq 8$, uniuerso ≤ 3.5 gyr. Cuando se formaron los halos tenian que madurar. Alcanza su maximo en $z = 2$ y luego decrece SF hasta la actualidad. La tasa de formacion estelar de la actualidad es parecida a la tasa en $z = 7$.

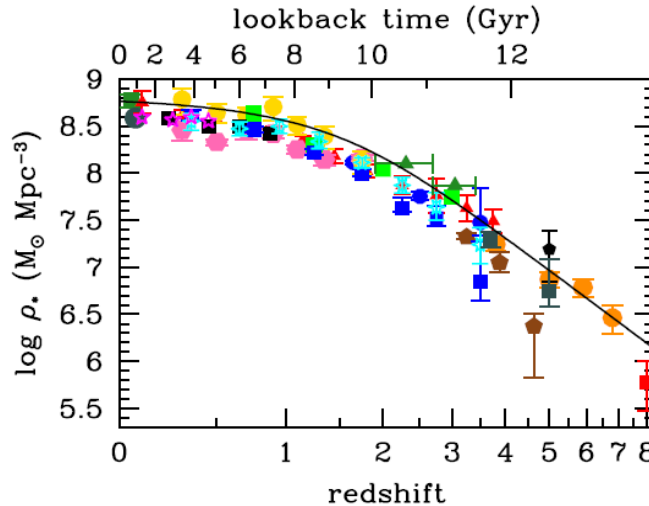


Figure 11: The evolution of the stellar mass density. The data points with symbols are given in Table 2. The solid line shows the global stellar mass density obtained by integrating the best-fit instantaneous star-formation rate density $\psi(z)$ (Equations 2 and 15) with a return fraction $R = 0.27$.

Figure 3. Densidad de masa estelar vs redshift o lookback time.

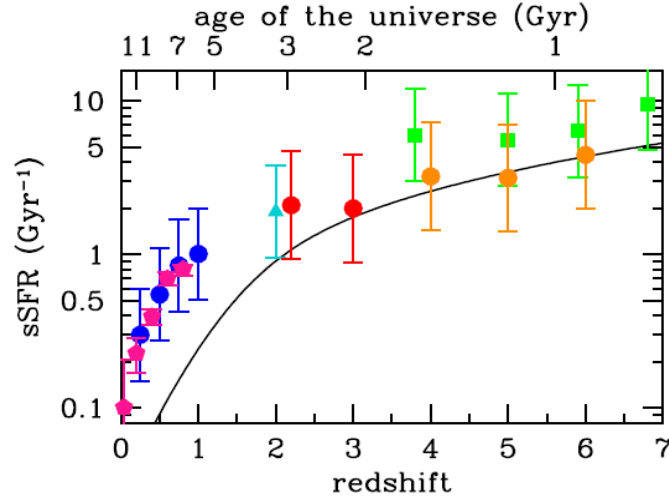


Figure 13: The mean specific star-formation rate ($sSFR \equiv SFR/M_*$) for galaxies with estimated stellar masses in the range $10^{9.4} - 10^{10} M_\odot$. The values are from the literature: Daddi et al. (2007) (cyan triangle), Noeske et al. (2007) (blue dots), Damen et al. (2009) (magenta pentagons), Reddy et al. (2009) (red dots), Stark et al. (2013) (green squares), and González et al. (2014) (orange dots). The error bars correspond to systematic uncertainties. The high-redshift points from Stark et al. (2013) and González et al. (2014) have been corrected upward owing to the effect of optical emission lines on the derived stellar masses, using their “fixed H α EW” model (Stark et al. 2013) and “RSF with emission lines” model (González et al. 2014). The curve shows the predictions from our best-fit star-formation history.

Figure 4. SSFR Media (SSFR = SFR/M) en funcion del redshift y edad del universo para galaxias con masas de $10^{9.4}$, 10^{10} . La SFR era mayor antes, las primeras protogalaxias hacian un gran esfuerzo.

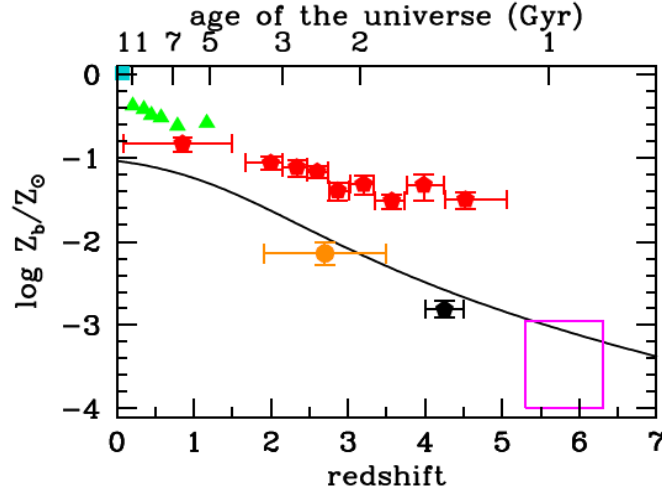


Figure 14: Mean metallicity of the Universe (in solar units): (solid curve) mass of heavy elements ever produced per cosmic baryon from our model SFH, for an assumed IMF-averaged yield of $y = 0.02$; (turquoise square) mass-weighted stellar metallicity in the nearby Universe from the SDSS (Gallazzi et al. 2008); (green triangles) mean iron abundances in the central regions of galaxy clusters (Balestra et al. 2007); (red pentagons) column density-weighted metallicities of the damped Ly α absorption systems (Rafelski et al. 2012); (orange dot) metallicity of the IGM as probed by O VI absorption in the Ly α forest (Aguirre et al. 2008); (black pentagon) metallicity of the IGM as probed by C IV absorption (Simcoe 2011); (magenta rectangle) metallicity of the IGM as probed by C IV and C II absorption (Ryan-Weber et al. 2009, Simcoe et al. 2011, Becker et al. 2011).

Figure 5. Metalicidad Media del universo en unidades solares. El universo era pobre en metales y se fue enriqueciendo.

7 Papers

7.1 Tremonti

Titulo del Paper: THE ORIGIN OF THE MASS-METALLICITY RELATION: INSIGHTS FROM 53,000 STAR-FORMING GALAXIES IN THE SLOAN DIGITAL SKY SURVEY

La figura mas caracteristica de este paper es esta:

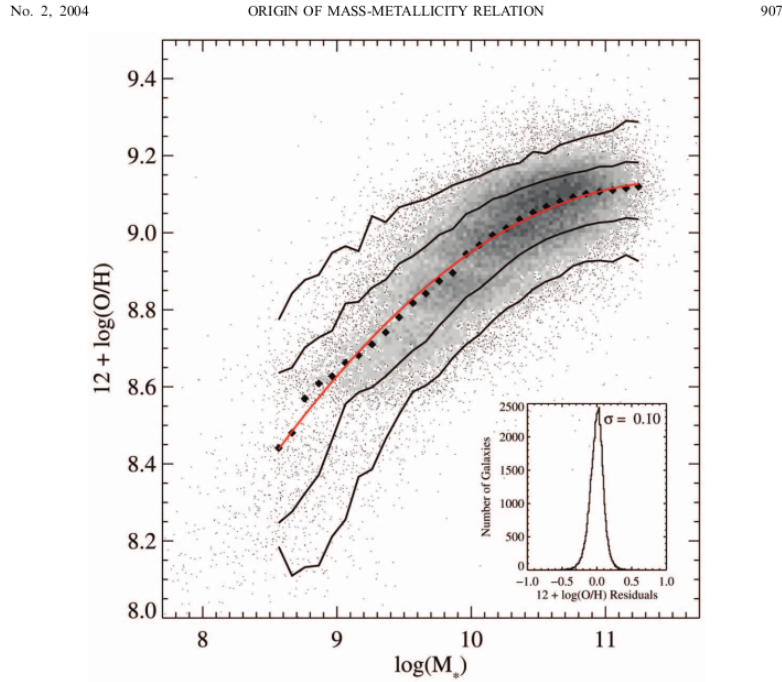


FIG. 6.—Relation between stellar mass, in units of solar masses, and gas-phase oxygen abundance for ~53,400 star-forming galaxies in the SDSS. The large black filled diamonds represent the median in bins of 0.1 dex in mass that include at least 100 data points. The solid lines are the contours that enclose 68% and 95% of the data. The red line shows a polynomial fit to the data. The inset plot shows the residuals of the fit. Data for the contours are given in Table 3.

Figure 6.

- Stellar mass and metallicity are two of the most fundamental physical properties of galaxies. Both are metrics of the galaxy evolution process, the former reflecting the amount of gas locked up into stars, and the latter reflecting the gas reprocessed by stars and any exchange of gas between the galaxy and its environment.
- Understanding how these quantities evolve with time and in relation to one another is central to understanding the physical processes that govern the efficiency and timing of star formation in galaxies.
- Feedback is believed to play a critical role in regulating star formation by reheating the cold ISM and by physically removing gas from the disk and possibly the halo via galactic winds.
- En el paper se quieren estudiar los vientos galacticos, que junto las supernovas afectan el medio interestelar. Es dificil cuantificar y estudiar los vientos galacticos.
- Galaxies that host winds powerful enough to overcome the gravitational binding energy of their halos will vent some of their metals into the intergalactic medium. Hence, one way of evaluating the importance of galactic winds is to look for their chemical imprint on galaxies.
- However, low metallicity is not necessarily a hallmark of wind activity. The metallicity of a galaxy is expected to depend strongly on its evolutionary state, namely, how much of its gas has been turned into stars.

- To detect metal depletion, it is therefore necessary to make some assumptions about the expected level of chemical enrichment based on a galaxy's star and gas content.
- To quantify the impact of feedback on the local galaxy population, we therefore compare the observed metallicities of galaxies spanning a wide range in total mass to the predictions of simple chemical evolution models.
- From our original sample of $\sim 211,000$ galaxies, we select a subsample of star-forming galaxies for nebular analysis.
- We require galaxies included in our star-forming sample to have lines of H^α , H^γ , and $[N\text{ II}] \lambda 6584$ detected at greater than 5σ .

Leer el libro: Mo and White : 2.4.4 The Mass–Metallicity Relation

Resumen:

Las galaxias pueden caracterizarse por su metalicidad promedio. Esta representa la cantidad de gas que ha sido re procesado por las estrellas y que posteriormente se ha intercambiado con su entorno.

Pueden distinguirse dos tipos de metalicidad en las galaxias:

- Metalicidad promedio de las estrellas.
- Metalicidad promedio del gas.

Dependiendo de la historia de formacion estelar en la galaxia y dependiendo de el flujo entrante y saliente, estas metalicidades pueden ser muy distintas.

La metalicidad del gas puede ser medida de las lineas espectrales de la galaxia, mientras que la metalicidad de las estrellas puede ser obtenida de las lineas de absorcion en las atmosferas de las estrellas.

Observemos la figura:

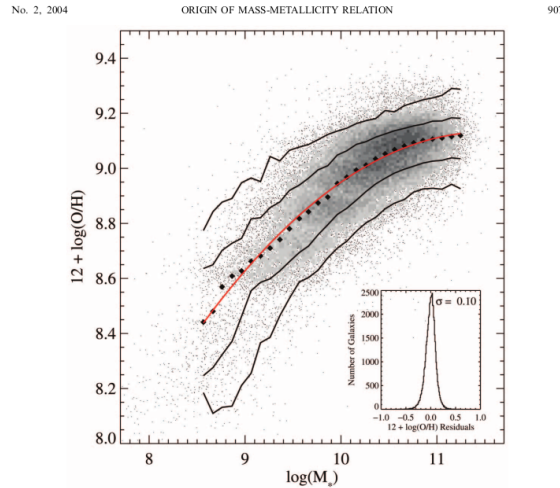


FIG. 6.—Relation between stellar mass, in units of solar masses, and gas-phase oxygen abundance for $\sim 53,400$ star-forming galaxies in the SDSS. The large black filled diamonds represent the median in bins of 0.1 dex in mass that include at least 100 data points. The solid lines are the contours that enclose 68% and 95% of the data. The red line shows a polynomial fit to the data. The inset plot shows the residuals of the fit. Data for the contours are given in Table 3.

Muestra la relacion de abundancia de Oxigeno gaseoso vs la masa estelar para galaxias del SDSS. La abundancia de oxigeno se expresa como: $12 + \log[(O/H)]$ donde O/H es la abundancia por numero de oxigeno relativo al hidrogeno.

Para medir abundancias gaseosas se requieren lineas de emision, todas las galaxias de la muestra estan formando estrellas de manera que la muestra tienen un sesgo fuerte hacia las galaxias de tipo tardio.

La relacion revela un flatening arriba de las $10^{10}M_{\odot}$. Mientras que es bastante inclinada entre $10^{8.5}$, $10^{10.5}$

En el capitulo 2.6.2 Photometric Redshifts hay informacion sobre el break 4000.

7.1.1 Stellar yield

En el paper de la figura se usa mucho el concepto de Stellar Yield:

In the context of star formation in galaxies, *stellar yield* refers to the fraction of elements produced by stars and subsequently returned to the interstellar medium (ISM) upon their death. This process enriches the surrounding gas with heavier elements (often referred to as *metals* in astronomy, including elements like carbon, oxygen, nitrogen, and iron).

Stellar yield quantifies the efficiency with which stars synthesize and release these heavy elements back into their host galaxy. Different types of stars contribute in different ways:

Massive stars (usually greater than 8 times the mass of the Sun) end their lives as supernovae, ejecting large amounts of heavy elements.

Low- to intermediate-mass stars contribute primarily through planetary nebula ejection, returning lighter elements like carbon, nitrogen, and some oxygen to the ISM.

The stellar yield plays a crucial role in the chemical evolution of galaxies, influencing subsequent star formation and the overall metallicity (chemical richness) of the galaxy.

7.1.2 Resumen del Paper

Overview:

This landmark study by Tremonti and collaborators uses data from over 53,000 star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) to explore the *mass-metallicity relation* (MZR), a fundamental correlation between galaxy stellar mass and gas-phase metallicity. The mass-metallicity relation suggests that more massive galaxies tend to have higher metallicities. The study provides insights into the physical processes behind this relationship and its implications for galaxy evolution.

Key Findings:

1. Observational Basis for the MZR:

- Using SDSS data, the team confirms a robust correlation between stellar mass and gas-phase metallicity across a wide range of galaxy masses. More massive galaxies exhibit higher metallicity, while low-mass galaxies are typically more metal-poor.

2. Role of Star Formation and Supernova Feedback:

- The study suggests that supernova-driven winds play a critical role in shaping the MZR. In low-mass galaxies, strong galactic winds from supernova explosions likely drive out metal-rich gas from the interstellar medium (ISM), reducing their metallicity. In contrast, high-mass galaxies retain more of their metals due to their stronger gravitational potential.

3. Inflow and Outflow of Gas:

- Tremonti et al. propose that inflows of metal-poor gas (possibly from the intergalactic medium) and outflows of enriched gas (driven by stellar feedback) are crucial to understanding the MZR. Low-mass galaxies, in particular, are more susceptible to outflows, which helps explain their lower metallicities.

4. Implications for Galaxy Evolution:

- The mass-metallicity relation reflects a balance between gas inflows, outflows, and star formation rates, which collectively influence a galaxy's ability to retain and enrich its gas over time. These findings indicate that feedback mechanisms and the balance of gas processes are fundamental to galaxy evolution.

5. Comparison to Chemical Evolution Models:

- By comparing observational results to chemical evolution models, the study supports the idea that galaxies with higher stellar masses are better at retaining metals produced by stars, likely due to a more stable gravitational potential that counters the effects of feedback-driven outflows.

Methodology:

- Tremonti and colleagues used emission-line measurements from the SDSS spectra to estimate the gas-phase metallicities of the galaxies, applying well-calibrated methods to derive metallicity values across the sample. They examined correlations between stellar mass and metallicity using a variety of statistical tools, considering possible biases and uncertainties.

Conclusions:

The Tremonti et al. paper provides compelling evidence that the mass-metallicity relation is shaped by the interplay of star formation, feedback processes, and gas flows. Their findings underscore the importance of supernova-driven winds and inflows of gas in regulating galaxy chemical enrichment, particularly in low-mass galaxies. This work has since become foundational, advancing our understanding of how feedback influences galaxy evolution and highlighting the role of metallicity as a tracer for these processes.

Impact:

This study's confirmation and detailed exploration of the MZR has had a lasting impact on the field of extragalactic astronomy, influencing subsequent research on galaxy formation, evolution, and feedback. The paper remains highly cited, providing a valuable framework for interpreting metallicity measurements in galaxies across cosmic time.

7.2 Kauffmann

Stellar masses and star formation histories for 105 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey.

Este paper tiene un parrafo excelente sobre la definicion de el break de 4000 A, $D(4000)$ y el $D_n(4000)$:

El break de los 4000 A, es la discontinuidad mas fuerte en el espectro optico de una galaxia y aparece por la acumulacion de un gran numero de lineas espectrales en una region pequena de longitudes de onda. La mayor contribucion de la opacidad proviene de los metales ionizados. En las estrellas calientes los metales son multiplemente ionizados y la opacidad decae de manera que el break de los 4000 A sera chico para poblaciones de estrellas jovenes y en cambio sera mucho mayor para poblaciones viejas ricas en metales.

El indice de break $D(4000)$ fue definido por Bruzual (1983) como el cociente entre el flujo promedio de densidad F_ν en las bandas 4050-4250 y 3750-3950 A.

Una definicion utilizando bandas mas estrechas (3850-3950 y 4000-4100 A) Fue introducida recientemente por Balogh et al. (1999). La ventaja principal de una definicion mas estrecha es que el indice es considerablemente menos sensible que los efectos de enrojecimiento. En el trabajo adoptaran la definicion de $D_n(4000)$.

7.2.1 Bruzual (1983)

En este paper esta la definicion de $D(4000)$ y es la siguiente:

$$D(4000) = \frac{(\lambda_2^- - \lambda_1^-) \int_{\lambda_1^+}^{\lambda_2^+} F_\nu d\lambda}{(\lambda_2^+ - \lambda_1^+) \int_{\lambda_1^-}^{\lambda_2^-} F_\nu d\lambda}$$

Donde inicialmente para Bruzual: $(\lambda_1^-, \lambda_2^-, \lambda_1^+, \lambda_2^+) = (3750, 3950, 4050, 4250)$

Mientras que para la definicion de Balogh: $(3850, 3950, 4000, 4100)$

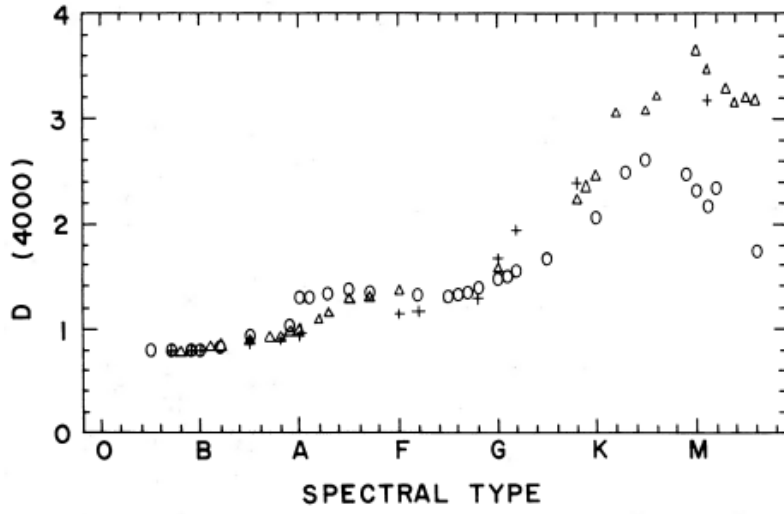


Figure 7. Esta es una figura de Bruzual. Aca puede verse como varia el valor de $D(4000)$ para cada tipo de estrella. Para las mas ricas en metales, este cociente es mas alto.