



# Universidad Nacional Autónoma de México

Programa de Posgrado en Astrofísica  
Instituto de Astronomía (IA-CU)

## **HISTORIA QUÍMICA DE UNA GALAXIA ENANA ESFEROIDAL DEL GRUPO LOCAL: SEXTANS**

Tesis

que para optar por el grado de:

**Maestra en Ciencias (Astrofísica)**

Presenta:

**Alejandra Zaavik Lugo Aranda**

Directora de tesis:

**Dra. María Leticia Carigi Delgado**

Instituto de Astronomía

Ciudad Universitaria, CDMX – Junio 2020



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

# Agradecimientos

Agradezco al Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología (CONACYT) por el apoyo económico brindado para realizar mis estudios de maestría y al proyecto PAPIIT IA100420 por el apoyo económico brindado para finalizarlos.

# Índice general

LISTA DE ACRÓNIMOS	5
1.- INTRODUCCIÓN	8
2.- ECUACIONES DE LOS MODELOS DE EVOLUCIÓN QUÍMICA	13
2.1.- ECUACIONES BÁSICAS DE LOS MODELOS DE EVOLUCIÓN QUÍMICA (CEMS) .....	13
2.2.- ECUACIONES DE LOS CEMS CON APROXIMACIÓN DE RECICLAJE INSTANTÁNEO (IRA) .....	16
2.3.- ECUACIONES DE LOS DIFERENTES ESCENARIOS DE CEMS CON APROXIMACIÓN DE RECICLAJE INSTANTÁNEO (IRA) .....	18
2.3.1.- Escenario de Caja Cerrada (CBM) .....	18
2.3.2.- Escenario de Acreción Primordial (PAM) .....	18
2.3.3.- Escenario de Viento Galáctico bien Mezclado (WWM) .....	19
2.3.4.- Escenario de Yield Reducido (RYM) .....	19
3.- HISTORIA QUÍMICA PARA SEXTANS	21
3.1.- DATOS E INGREDIENTES .....	21
3.1.1.- SFH y Z .....	21
3.1.2.- Mgas obs .....	26
3.1.3.- Mvir .....	27
3.1.4.- Mgas cosm (0) .....	27
3.1.5.- Ingredientes del modelo .....	29
3.2.- SUPOSICIONES PARA CEMS .....	31
3.3.- MODELOS SIMPLES DE EVOLUCIÓN QUÍMICA .....	32
3.3.1.- CBM (escenario de caja cerrada) vía Mgas obs .....	32
3.3.2.- CBM vía Zgas obs .....	32
3.3.3.- PAM (escenario de acreción primordial) vía Mgas obs .....	32
3.3.4.- PAM vía Zgas obs .....	33
3.3.5.- PAM vía Mgas obs y Zgas obs .....	33
3.3.6.- WWM (escenario de viento galáctico bien mezclado) vía Mgas obs .....	33
3.3.7.- WWM vía Zgas obs .....	34
3.3.8.- WWM vía Mgas obs y Zgas obs .....	34



3.3.9.- RYM (escenario de reducción de yield).....	34
3.4.- MODELOS COMPLEJOS DE EVOLUCIÓN QUÍMICA.....	36
3.4.1.- Modelo con efectos estocásticos (SEM).....	38
3.4.2.- Modelo con vientos galácticos extremos (EWM) .....	41
4.- DISCUSIÓN.....	43
4.1.- DESCRIPCIÓN DE LAS PRIMERAS 3 ETAPAS QUE COMPARTEN AMBOS MODELOS COMPLEJOS: “MODELO CON EFECTOS ESTOCÁSTICOS” Y “MODELO CON VIENTOS GALÁCTICOS EXTREMOS” Y LA RELACIÓN DE LA EVOLUCIÓN DE LA MASA DE GAS CON LA SFH.....	43
4.2.- DESCRIPCIÓN DE LAS DIFERENCIAS ENTRE AMBOS CEMS Y LA MASA DE GAS AL FINAL DE LA 4 <sup>TA</sup> ETAPA .....	49
4.2.1.- “Modelo con efectos estocásticos (SEM)”.....	49
4.2.2.- “Modelo con vientos galácticos extremos (EWM)” .....	50
4.3.- ABANICO DE CEMS AL FINAL DE LA 4 <sup>TA</sup> ETAPA.....	51
4.4.- COMPARACIÓN DE LOS CEMS COMPLEJOS DE ESTE TRABAJO Y 3 TRABAJOS REPORTADOS PREVIAMENTE EN LA LITERATURA.....	53
4.4.1.- Comparación entre nuestros CEMs complejos y los de Kirby et al. (2011a)....	54
4.4.2.- Comparación entre nuestros CEMs complejos y los de Kirby et al. (2011b) ...	56
4.4.2.1.- Diferencias entre las SFHs.....	56
4.4.2.2.- Diferencias entre los flujos de gas.....	58
(entrantes y salientes).....	58
4.4.3.- Comparación entre nuestros CEMs complejos y los de Homma et al. (2015) ..	59
4.4.3.1.- Diferencias entre las SFHs.....	59
4.4.3.2.- Diferencias entre los flujos de gas.....	61
(entrantes y salientes).....	61
5.- CONCLUSIONES.....	63
APÉNDICE A.....	67
APÉNDICE B.....	69
APÉNDICE C.....	72
BIBLIOGRAFÍA .....	82

# LISTA DE ACRÓNIMOS

CEM	Modelo de evolución química	<i>Chemical Evolution Model</i>
LG	Grupo Local	<i>Local Group</i>
SFH	Historia de formación estelar	<i>Star Formation History</i>
tf	Tiempo final (duración de la formación estelar)	
SEM	Modelo con efectos estocásticos	<i>Stochastic Effects Model</i>
EWM	Modelo con vientos galácticos extremos	<i>Extreme Winds Model</i>
EMS	Estrellas masivas tempranas	<i>Early Massive Stars</i>
IMF	Función inicial de masa	<i>Initial Mass Function</i>
ACDM	Modelo Lambda de materia oscura fría	<i>Lambda-Cold Dark Matter model</i>
dIrr	Enana irregular	<i>Irregular dwarf</i>
BCD	Enana compacta azul	<i>Blue Compact Dwarf</i>
UCD	Enana ultra compacta	<i>Ultra Compact Dwarf</i>
uFd	Enana ultra débil	<i>ultra Faint dwarf</i>
dT	Enana de transición	<i>Transition dwarf</i>
dSph	Galaxia enana esferoidal	<i>Dwarf Spheroidal Galaxy</i>
CMD	Diagrama color-magnitud	<i>Colour Magnitude Diagram</i>
BP	Fotómetro azul	<i>Blue Photometer</i>
RP	Fotómetro rojo	<i>Red Photometer</i>
IRA	Aproximación de reciclaje instantáneo	<i>Instantaneous Recycling Approximation</i>
MDF	Función de distribución de metalicidad	<i>Metallicity Distribution Function</i>

# RESUMEN

En esta tesis se obtuvieron modelos analíticos de evolución química (por sus siglas en inglés Chemical Evolution Models, CEMs) para Sextans, una galaxia enana esferoidal del Grupo Local (por sus siglas en inglés Local Group, LG). Los CEMs se realizaron utilizando la historia de formación estelar (por sus siglas en inglés Star Formation History, SFH) como parámetro de entrada y la historia de metalicidad ( $Z(t)$ ) como principal restricción observacional. La SFH y  $Z(t)$  fueron obtenidas a partir de la comparación de los diagramas color-magnitud observado y sintético. (Bettinelli et al. 2018).

Se probaron dos tipos de modelos (simples y complejos), aplicados a toda la vida activa de la galaxia mientras tuvo formación estelar ( $t_f = 2.5$  Ga). Los modelos simples describen toda la vida de la galaxia con un único escenario físico, mientras que los modelos complejos involucran más de un escenario físico. Los distintos escenarios físicos que se probaron fueron los siguientes:

- I. Caja cerrada, sin flujos de entradas ni salidas de gas.
- II. Acreción de material primordial.
- III. Vientos galácticos de gas bien mezclados.
- IV. Vientos galácticos metálicos o efectos estocásticos en la formación de estrellas masivas.

A partir de los modelos simples, concluimos que Sextans no evolucionó bajo un único escenario astrofísico ya que ningún modelo simple fue capaz de reproducir los observables, pero se obtuvieron 2 CEMs complejos exitosos que, además de reproducir la historia de metalicidad, infirieron una evolución de la masa de gas coherente con el comportamiento general de la SFH. Los modelos se denominaron

“modelo con efectos estocásticos” (por sus siglas en inglés, Stochastic Effects Model, SEM) y “modelo con vientos galácticos extremos” (por sus siglas en inglés, Extreme Winds Model, EWM).

Ambos modelos exitosos están formados por 4 etapas, siendo las primeras 3 etapas ( $\sim 70\%$  de  $t_f$ ) idénticas y las últimas etapas ( $\sim 30\%$  de  $t_f$ ) diferentes, tal como se describen a continuación:

- En la 1<sup>ra</sup> etapa ( $\sim 10\%$  de  $t_f$ ) la galaxia se comportó como una caja cerrada; en la 2<sup>da</sup> etapa ( $\sim 40\%$  de  $t_f$ ) el 91% de los metales se perdió a través de vientos galácticos metálicos, provocados probablemente por explosiones de supernova; y en la 3<sup>ra</sup> etapa ( $\sim 20\%$  de  $t_f$ ) la galaxia perdió el 34% de la masa de gas ( $M_{\text{gas}}$ ) con la que se formó a  $t = 0$ , posiblemente debido a los efectos provocados por la reionización del universo. Además se continúa perdiendo el 91% de los metales producidos por las estrellas.
- La 4<sup>ta</sup> etapa (la de menor formación estelar,  $\sim 30\%$  de  $t_f$ ) está degenerada, ya que se desconoce la historia del gas después de que terminó la formación estelar. Si el gas se eyectó al medio intergaláctico posterior a  $t_f$ , entonces en esta 4<sup>ta</sup> etapa se formó solo el 1.2% de las estrellas masivas que se formaron en las etapas anteriores (por sus siglas en inglés, Early Massive Stars, EMS), debido a efectos estocásticos en la IMF (SEM). Si la  $M_{\text{gas}}$  a  $t_f$ , es igual al valor actual observado, en esta 4<sup>ta</sup> etapa la galaxia perdió el 99.9% de la  $M_{\text{gas}}(0)$ , a través de vientos galácticos extremos (EWM) producidos muy probablemente por factores externos y se generó solo el 0.2% de las EMS.
- Entre estos dos escenarios límites, SEM y EWM, se infiere un abanico de posibilidades, donde a menor  $M_{\text{gas}}(t_f)$ , el porcentaje de gas perdido aumenta y el porcentaje de estrellas masivas formadas disminuye.

# Capítulo 1

## INTRODUCCIÓN

Actualmente el modelo de mayor aceptación para explicar la estructura a gran escala del universo es el que implica energía oscura, materia oscura fría y materia bariónica, por sus siglas en inglés denominado Lambda Cold Dark Matter Model ( $\Lambda$ CDM). Este modelo detectado y medido a partir de observaciones tiene éxito debido a que tiene concordancia con el fondo cósmico de microondas y la expansión acelerada del universo. Sin embargo, en simulaciones realizadas suponiendo  $\Lambda$ CDM, se predice un número de galaxias pequeñas mayor al que se observa (Klypin et al. 1999). La explicación a esta discrepancia ha sido un campo de estudio de gran interés, y dentro del Grupo Local las galaxias enanas son el laboratorio por excelencia.

Las galaxias enanas son los objetos más comunes en el universo (Metz & Kroupa 2007) y por lo tanto en el Grupo Local, que contiene aproximadamente unas 50, con un rango de magnitud absoluta  $M_B \in [-18, -8]$  (McConnachie 2012).

La clasificación de las galaxias enanas se basa en las diferencias en actividad de formación estelar, luminosidad y morfología. De manera general las galaxias enanas se han dividido en los siguientes 6 diferentes tipos:

- 1.- Las galaxias irregulares (dIrrs)
- 2.- Compactas azules (BCDs)
- 3.- Enanas ultra compactas (UCDs)
- 4.- Ultra débil (uFd)

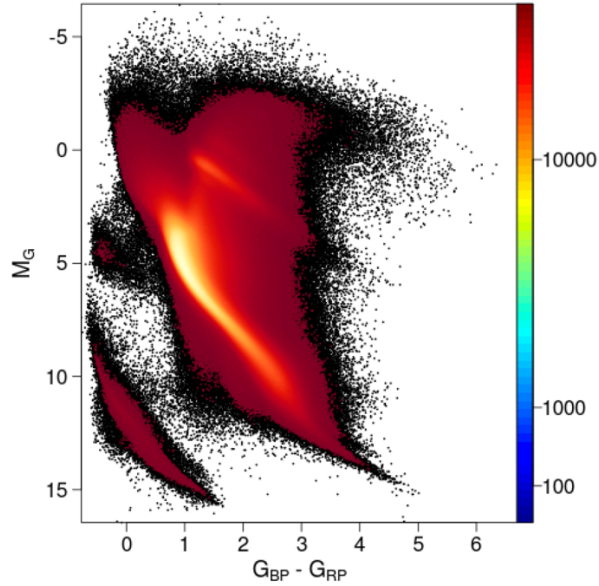
5.- Enanas de transición (dT)

6.- Enanas esferoidales (dSph)

Ya que esta tesis se basa en una dSph, nos centraremos en las características de ellas. Las dSphs son galaxias que presentan una distribución de estrellas esferoidal, las cuales se describen como sistemas tempranos, sin gas neutro, ni ionizado, ni molecular y, por lo tanto, sin formación estelar actualmente, ni regiones HII. Sus poblaciones estelares son principalmente viejas ( $> 10$  Ga) y con metalicidades características que varían entre  $-3 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0$  (Mateo 1998, Grebel et al. 2003, Walker et al. 2009). Se consideran sistemas muy dominados por materia oscura, por lo que, los cocientes masa - luminosidad que tienen son altos  $\left(\frac{M_{\text{virial}}}{L_V} \sim 10^{2-3}\right)$  (Simon & Geha 2007). Su bajo número de estrellas y la ausencia de formación estelar reciente hace que sean muy débiles en luminosidad y difíciles de detectar (Tollerud et al. 2008).

A pesar que son de difícil detección, el estudio de las dSphs se puede profundizar para conocer su posible origen, formación y procesos que se han llevado a cabo en ellas mediante sus SFHs. Para ello se necesita resolver SFHs con gran precisión y una herramienta de gran utilidad para hacerlo son los diagramas color - magnitud (por sus siglas en inglés Colour – Magnitude Diagram, CMDs) (Weisz et al. 2011).

Los CMDs relacionan el índice de color (también puede ser temperatura o tipo espectral) y la magnitud absoluta (o luminosidad) de las estrellas que lo conforman, la posición de cada una de las estrellas en este diagrama esta determinada por su masa inicial, la cual también determina su edad y su composición química (Gaia 2018). Por ejemplo, la presencia de estrellas tipo RR-Lyrae indican una población vieja de baja metalicidad, estrellas pertenecientes a la rama roja gigante están asociadas a una actividad de formación de intermedia a vieja y estrellas azules con alto brillo son evidencia de actividad de formación de estrellas muy reciente (Aparicio & Hidalgo 2009). En la **Fig. 1.1** se muestra el CMD reportado por Gaia en 2018.



**Fig. 1.1. CMD POR GAIA (2018)**

Diagrama color - magnitud de 65,921,112 estrellas. Índice de color en las bandas anchas  $G_{BP}$  y  $G_{RP}$  (por sus siglas en inglés BP: Blue Photometer y RP: Red Photometer). Magnitud absoluta en la banda ancha G. Escala de color vertical: raíz cuadrada de la densidad relativa de estrellas.

De manera general hay dos tipos de CMDs: observados y sintéticos. El CMD observado describe la evolución de poblaciones estelares reales; mientras que el CMD sintético modela la evolución de las poblaciones estelares basándose en i) bibliotecas estelares, ii) ajuste de isócronas (curvas teóricas que representan la misma edad ó metalicidad de una población estelar) y iii) un algoritmo que lo genere (Aparicio et al. 2004).

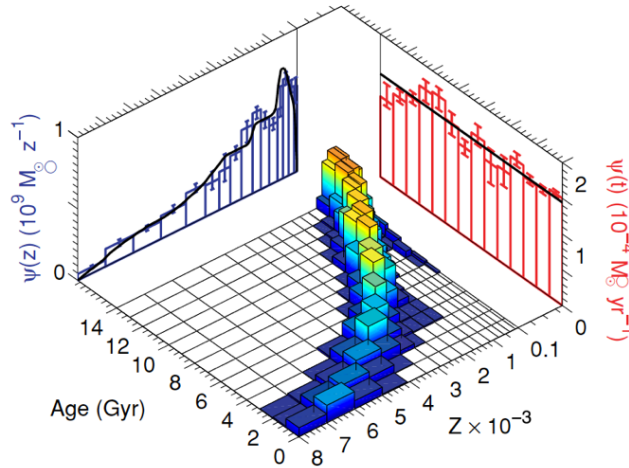
Si un CMD es profundo se extiende por magnitudes más bajas de lo que corresponde la ubicación de las estrellas en secuencia principal. Mientras más profundo es un CMD, se puede extraer más información de las poblaciones estelares más viejas, algunas de las dSphs que los tienen son Draco, Cetus, Tucana, Fornax, Carina y Sextans (Dolphin 2002, Monelli et al. 2010, Aparicio et al. 2016, de Boer et al. 2016, de Boer et al. 2014 y Betinelli et al. 2018, respectivamente).

A partir de un CMD observado profundo se puede inferir solamente la SFH (por ejemplo, el trabajo de Hernández et al. 2000, el cual fue realizado con datos del

telescopio Hubble para las dSphs Carina, Leo I, Leo II y Osa menor), o la SFH y  $Z(t)$  simultáneamente (por ejemplo el trabajo realizado por Aparicio & Hidalgo 2009).

Aparicio & Hidalgo 2009 resuelve la SFH y la  $Z(t)$  de una galaxia a partir de ambos tipos de CMDs (observado y sintético) y dos códigos, IAC – star (para modelar un CMD sintético de las poblaciones estelares) e IAC – pop (para minimizar una función de  $\chi^2$  comparando la distribución de las estrellas entre los CMDs mediante un algoritmo genético).

En la **Fig. 1.2** se muestra un ajuste realizado por IAC – pop para resolver simultáneamente la SFH y  $Z(t)$ .



**Fig. 1.2. SOLUCIÓN DE LA SFH Y  $Z(t)$  POR APARICIO & HIDALGO (2009)**

Solución promedio de 120 soluciones simples, obtenida de la población estelar simulada con efectos observacionales.

En la actualidad hay pocas SFHs y  $Z(t)$  resueltas simultáneamente para dSphs, debido a que la resolución de la edad de las poblaciones estelares en el CMD es más complicada mientras más lejanas y menos luminosas sean las galaxias. Por lo tanto, su obtención es importante ya que, según el modelo jerárquico de formación de estructura galáctica, las dSphs son reliquias de lo que fueron los primeros pilares de construcción de galaxias masivas, así que entender a las dSphs implica entender



mejor la estructura a gran escala que se observa actualmente en las galaxias (Bullock et al. 2017, Stierwalt et al. 2017).

Teniendo los parámetros de SFH y la  $Z(t)$  para una dSph, se pueden realizar modelos de evolución química (los cuales serán ampliamente explicados en el **Capítulo 2**), e inferir la historia química de las galaxias. En nuestro grupo, de manera previa ya se han trabajado CEMs con la SFH para dSphs sin aproximación de reciclaje instantáneo (por sus siglas en inglés Instantaneous Recycling Approximation, IRA) como en Carigi et al. (2008), o con la SFH y  $Z(t)$  bajo IRA como en Ávila-Vergara et al. (2016). Esta tesis se centrará en CEMs bajo IRA con la SFH y  $Z(t)$  de la galaxia Sextans.

Sextans es una dSph satélite de la Vía Láctea, se localiza a una distancia  $\sim 90$  kpc de nuestra galaxia (Lee et al. 2003) y fue descubierta por Irwin et al. (1990). Su hallazgo tardío se debe a dos factores; i) porque es una galaxia con una luminosidad baja ( $L = 4.1 \times 10^5 L_{\odot}$ ) y ii) por su ubicación en el LG ( $l = 243.5^{\circ}$ ,  $b = +42.3^{\circ}$ , Mateo et al. 1998), ya que, por su cercanía a la Vía Láctea, se puede contaminar de estrellas al momento de ser observada. A pesar de las dificultades observacionales, en Betinelli et al. (2018), se reportó la SFH y la  $Z(t)$  obtenidas a partir de los CMDs observado y sintético.

Lo novedoso de este trabajo, es que por primera vez se realizan CEMs analíticos para esta galaxia, con la SFH resuelta como principal parámetro de entrada y con  $Z(t)$  como principal restricción observacional. Aunque otros grupos han reportado CEMs para Sextans, por ejemplo, utilizando la función de distribución de metales (MDF) como restricción observacional (Kirby et al. 2011a) o utilizando la SFH como principal parámetro de entrada (Homma et al. 2015); trabajar con la SFH y la  $Z(t)$  simultáneamente, nos permite resolver los escenarios físicos que conformaron la historia química, al mismo tiempo que la metalicidad los restringe.

# Capítulo 2

## ECUACIONES DE LOS MODELOS DE EVOLUCIÓN QUÍMICA

Con un modelo de evolución química (CEM) podemos inferir la historia química, de una zona galáctica o de una galaxia completa, utilizando como restricciones datos observacionales de masas gaseosas, estelares, abundancias en regiones HII, nebulosas planetarias y estrellas. Mientras mayores datos observacionales fiables se utilicen como restricciones, más confiable será la historia química inferida.

Las ecuaciones de los modelos utilizados en esta tesis se basan en las ecuaciones mostradas en Tinsley (1980).

### 2.1.- Ecuaciones básicas de los modelos de evolución química (CEMs)

En las ecuaciones de evolución química que se muestran a continuación se supone que la zona a estudiar está compuesta por estrellas y gas.

La masa total bariónica está dada por

$$M_{\text{bar}} = M_{\star} + M_{\text{gas}} \quad (2.1)$$

donde  $M_{\star}$  es la masa de estrellas vivas y cadáveres estelares, y  $M_{\text{gas}}$  es la masa de gas (que incluye la masa de polvo).

Entonces la  $M_{\text{bar}}$ ,  $M_{\star}$ ,  $M_{\text{gas}}$ , y la  $M_{\star \text{formadas}}$  (masa de estrellas formadas) en la galaxia cambian temporalmente o se describen de la siguiente manera, respectivamente

$$\frac{dM_{\text{bar}}(t)}{dt} = A(t) - W(t) \quad (2.2)$$

$$\frac{dM_{\star}(t)}{dt} = \psi(t) - E(t) \quad (2.3)$$

$$\frac{dM_{\text{gas}}(t)}{dt} = -\psi(t) + E(t) + A(t) - W(t) \quad (2.4)$$

$$\frac{dM_{\star \text{formadas}}(t)}{dt} = \psi(t) \quad (2.5)$$

siendo  $A$  la tasa de acreción de gas a la galaxia,  $W$  la tasa de pérdida de gas de la galaxia,  $\psi$  la tasa de formación estelar (SFR) y  $E$  la tasa total de eyección de material de las estrellas. Es importante mencionar que solo se consideran las pérdidas y ganancias de gas, pero no de estrellas.

En la tasa de eyección de material de las estrellas se utiliza la siguiente aproximación: las estrellas sufren una repentina pérdida de masa al final de su vida útil de la estrella, donde su vida útil ( $\tau$ ) es el tiempo que transcurren las estrellas con una masa inicial  $m$  en la secuencia principal. Esto es razonable, ya que para la mayoría de las estrellas después de la secuencia principal su pérdida de masa ocurre en una pequeña fracción de tiempo.

La tasa de eyección de masa puede ser escrita en términos de la SFR y de la función inicial de masa ( $\phi$ ) de la siguiente manera

$$E(t) = \int_{m_t}^{\infty} (m - m_r) \psi(t - \tau_m) \phi(m) dm \quad (2.6)$$

donde  $m_t$  es la masa de la estrella menos masiva que eyectará su material al tiempo  $t$ ,  $\phi(m)$  es la función inicial de masa que se considera constante en el tiempo, y  $m_r$  es la masa del remanente.

En lo que respecta a la química de la región a estudiar, suponemos que tiene una composición homogénea. A partir de la ecuación (2.4) la evolución de la metalicidad ( $Z$ ) del gas queda descrita como

$$\frac{d(Z(t) M_{\text{gas}}(t))}{dt} = - Z \psi(t) + E_Z(t) + Z_A(t) A(t) - Z_W(t) W(t) \quad (2.7)$$

donde  $E_Z$  es la tasa de eyección total de metales de las estrellas al final de su tiempo de vida,  $Z_A(t)$  es la metalicidad del material acregado por la galaxia y  $Z_W(t)$  es la metalicidad del material perdido por la galaxia.

$E_Z$  puede escribirse como la suma de dos términos: el primer término representa la cantidad de metales procesados por las estrellas y eyectados durante la pérdida de masa al final de su tiempo de vida útil, mientras que el segundo describe la cantidad de metales que estuvieron en las estrellas desde su nacimiento y se expulsaron al medio interestelar (ISM)

$$E_Z(t) = \int_{m_t}^{\infty} m p_z(m) \phi(m) \psi(t - \tau_m) dm + \int_{m_t}^{\infty} (m - m_r) \phi(m) \psi(t - \tau_m) Z(t - \tau_m) dm \quad (2.8)$$

donde  $p_z$  es la fracción de la masa estelar convertida en metales y eyectada al ISM, también llamado yield estelar,  $(m - m_r)$  es la masa de material eyectado por las

estrellas y  $Z(t - \tau_m)$  es la metalicidad de las estrellas en su nacimiento y que fue eyectada al ISM al morir.

## 2.2.- Ecuaciones de los CEMs con aproximación de reciclaje instantáneo (IRA)

La expresión de la evolución de la metalicidad (ecuación 2.8) es una ecuación que se resuelve recurriendo a métodos numéricos, su solución se simplifica si se utiliza la aproximación de reciclaje instantáneo (IRA), de esta manera se puede resolver la ecuación integro - diferencial convirtiéndose en diferencial de primer orden.

Entonces los límites inferiores de las integrales de las ecuaciones (2.6) y (2.8), descritos como  $t - \tau_m$  son reemplazados por  $t$ , ya que  $\tau_m = 0$ . Esto debido a que IRA supone que todas las estrellas mayores a  $1 M_\odot$  mueren inmediatamente después de nacer.

Así que la ecuación (2.6) queda como

$$E(t) = R \psi(t) \quad (2.9)$$

donde

$$R \equiv \int_{m_1}^{\infty} (m - m_r) \phi(m) dm \quad (2.10)$$

$m_1$  es la masa límite entre las estrellas que viven para siempre y las estrellas que enriquecen al ISM después de morir, (usualmente se considera que  $m_1 = 1 M_\odot$ , esto implica que las estrellas con masa inferior a  $1 M_\odot$  no retornan material después de morir) y  $R$  es la fracción de material retornado al ISM.

Y la ecuación (2.8) queda como

$$E_Z(t) = R Z(t) \psi(t) + Y_Z (1-R) \psi(t) \quad (2.11)$$

donde

$$Y_Z \equiv \frac{1}{1-R} \int_{m_1}^{\infty} m p_z \phi(m) dm \quad (2.12)$$

siendo  $(1-R)Y_Z$  la fracción de metales procesados y eyectados por todas las estrellas mayores de  $1 M_{\odot}$  al morir, y en esta tesis se denominará yield neto. Tanto  $R$  como  $Y$  son dos parámetros que dependen de la IMF pero que no tienen dependencia con la SFR.

Las ecuaciones (2.2) y (2.5) son las mismas para el caso de las ecuaciones con IRA porque la masa bariónica y la masa de estrellas formadas no dependen del tiempo de vida de las estrellas.

Utilizando (2.9) y (2.11) en las ecuaciones (2.3), (2.4) y (2.7) queda entonces que, para el caso con IRA, las expresiones para la evolución de la masa bariónica, la masa de estrellas formadas, la masa de estrellas vivas, la masa de gas y la evolución de la metalicidad del gas son respectivamente las siguientes ecuaciones:

$$\frac{dM_{\text{bar}}(t)}{dt} = \frac{d(M_{\star}(t) + M_{\text{gas}}(t))}{dt} = A(t) - W(t) \quad (2.13)$$

$$\frac{d(M_{\star\text{formadas}}(t))}{dt} = \psi(t) \quad (2.14)$$

$$\frac{dM_{\star}(t)}{dt} = (1-R) \psi(t) \quad (2.15)$$

$$\frac{dM_{\text{gas}}(t)}{dt} = - (1-R) \psi(t) + A(t) - W(t) \quad (2.16)$$

$$\frac{d(Z(t) M_{\text{gas}}(t))}{dt} = - Z(t) (1-R) \psi(t) + (1-R) Y_Z \psi(t) + Z_A(t) A(t) - Z_W(t) W(t) \quad (2.17)$$

## 2.3.- Ecuaciones de los diferentes escenarios de CEMs con aproximación de reciclaje instantáneo (IRA)

Las ecuaciones (2.13), (2.15), (2.16) y (2.17) se adecuarán dependiendo el escenario físico que se describa. En este trabajo se utilizarán 4 escenarios descritos en el trabajo de Ávila-Vergara et al. (2016), de los cuales se dará más detalle a continuación.

Nótese que independientemente del escenario

$$M_{\star} = (1-R) \int_0^t \psi(t) dt$$

### 2.3.1.- Escenario de Caja Cerrada (CBM)

El escenario de caja cerrada (CBM) considera que no hay flujos de gas (ni entradas ni salidas) en la galaxia, es decir que  $A(t) = W(t) = 0$ . Por lo que las ecuaciones de  $M_{\text{bar}}$ ,  $M_{\text{gas}}$  y  $Z$  se expresan como:

$$M_{\text{bar}}(t) = M_{\text{bar}}(0) = M_{\text{gas}}(0) = \text{constante} \quad (2.18)$$

$$M_{\text{gas}}(t) = M_{\text{gas}}(0) - M_{\star}(t) \quad (2.19)$$

$$Z(t) = -Y_Z \ln[\mu(t)] \quad \text{donde } \mu(t) = \frac{M_{\text{gas}}(t)}{M_{\text{bar}}(0)} \quad (2.20)$$

### 2.3.2.- Escenario de Acreción Primordial (PAM)

En este escenario se impone que la galaxia esta formada por acreción  $A(t) \neq 0$  de material primordial  $Z_A(t) = 0$  y no hay flujo de gas que escapa de la galaxia al medio intergaláctico  $W(t) = 0$ . La tasa de acreción se supone que es proporcional a la tasa de formación estelar como  $A(t) = a(1-R) \psi(t)$ , siendo  $a$  la eficiencia de la acreción.

Por ende las ecuaciones de  $M_{\text{bar}}$ ,  $M_{\text{gas}}$  y  $Z$  se expresan como

$$M_{\text{bar}}(t) = M_{\text{bar}}(0) + a(1-R) \int_0^t \psi(t) dt \quad (2.21)$$

$$M_{\text{gas}}(t) = M_{\text{gas}}(0) - (1-a) M_{\star}(t) \quad (2.22)$$

$$Z(t) = \frac{Y_Z}{a} \left[ 1 - \mu(t)^{\frac{a}{1-a}} \right] \quad (2.23)$$

### 2.3.3.- Escenario de Viento Galáctico bien Mezclado (WWM)

Este escenario considera que la galaxia pierde gas  $W(t) \neq 0$ , y no hay acreción de gas del medio intergaláctico,  $A(t) = 0$ .

La contribución del material eyectado por las estrellas masivas se mezcla eficientemente en el medio interestelar antes de ser expulsado al medio intergaláctico como viento, por lo cual  $Z_W(t) = Z(t)$ .

La tasa de pérdida del material es proporcional a la tasa de formación estelar como  $W(t) = w(1-R) \psi(t)$ , siendo  $w$  la eficiencia de la pérdida.

Por lo que las ecuaciones de  $M_{\text{bar}}$ ,  $M_{\text{gas}}$  y  $Z$  se expresan como:

$$M_{\text{bar}}(t) = M_{\text{bar}}(0) - w(1-R) \int_0^t \psi(t) dt \quad (2.24)$$

$$M_{\text{gas}}(t) = M_{\text{gas}}(0) - (1 + w) M_{\star}(t) \quad (2.25)$$

$$Z(t) = \frac{-Y_Z}{1+w} \ln[\mu(t)] \quad (2.26)$$

### 2.3.4.- Escenario de Yield Reducido (RYM)

Este escenario se basa en las ecuaciones de CBM, pero con un valor de yield neto reducido por un factor  $e$ , donde  $e > 1$ . Las ecuaciones de CBM se usan ya que



la masa en metales que se pierde en este tipo de viento es despreciable respecto a la masa total del gas, por lo tanto, físicamente en promedio la galaxia se comporta como una caja cerrada.

La física de una reducción de yield es debida principalmente a dos razones:

- 1) Vientos metálicos enriquecidos o vientos selectivos (SFR alta): Cuando la SFR es alta, también es alto el número de supernovas, así que las asociaciones de estrellas masivas (OB) en sus ultimas etapas evolutivas pueden formar burbujas galácticas. En las burbujas galácticas hay material enriquecido de elementos químicos que fueron sintetizados en las estrellas, y este material sale de la galaxia sin mezclarse con el ISM produciendo una disminución en el enriquecimiento de la galaxia (Rodríguez-González et al. 2011).

El porcentaje de metales eyectados esta dado por la expresión:  $100(1 - \frac{1}{e})\%$ .

- 2) Efectos estocásticos en la IMF (SFR baja): Sucede cuando la formación de estrellas masivas es baja en comparación con la masa de gas que se convierte en estrellas, esto origina efectos estocásticos en la IMF en el intervalo de las estrellas masivas por lo que el enriquecimiento de los elementos químicos a la galaxia solo se debe a las estrellas de menor masa (Carigi & Hernández 2008).

Las ecuaciones de  $M_{\text{bar}}$ ,  $M_{\text{gas}}$  y  $Z$  se expresan como:

$$M_{\text{bar}}(t) = \text{constante} \quad (2.27)$$

$$M_{\text{gas}}(t) = M_{\text{gas}}(0) - M_{\star}(t) \quad (2.28)$$

$$Z(t) = -Y_Z^I \ln[\mu(t)] \quad (2.29)$$

donde  $Y_Z^I = \frac{Y_Z}{e}$  se define como yield reducido.

# Capítulo 3

## HISTORIA QUÍMICA PARA SEXTANS

Con el objetivo de inferir la historia química de Sextans, en este capítulo se presentarán los datos observacionales para realizar los modelos de evolución química, ingredientes (parámetros adicionales obtenidos de la literatura o calculados que son condiciones iniciales) a utilizar en ellos, las suposiciones de los CEMs, y el desarrollo de los diferentes tipos de modelos de esta tesis.

### 3.1.- Datos e ingredientes

#### 3.1.1.- SFH y Z

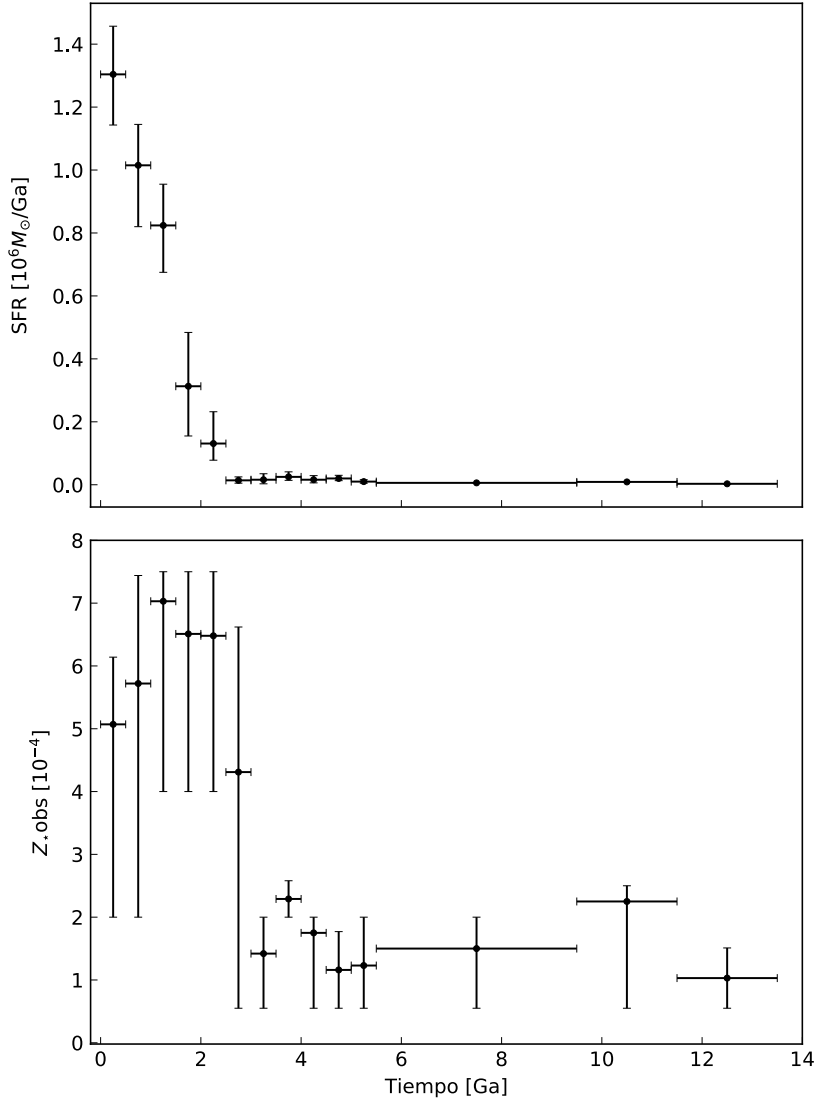
Los datos de SFH y metalicidad estelar observada ( $Z_{\star\text{obs}}$ ) utilizados en este trabajo se obtuvieron a partir de un CMD profundo, que fue construido con datos fotométricos de la *Subaru Prime Focus Camera* ó *Suprime-Cam*, en los años 2003 y 2005, las observaciones se realizaron con los filtros **B** y **I** y cubrieron un área de  $34 \times 27$  arcmin centrados en el centro de la galaxia. La reducción de los datos implicó sustracción de sesgo, campo plano, distorsión, corrección de dispersión atmosférica y sustracción del cielo utilizando el software SDFRED1 (Yagi et al. 2002).

El CMD obtenido de tal análisis fue conformado por  $\sim 86000$  estrellas y se extendió aproximadamente 3 magnitudes por debajo de la región de la secuencia

principal ya apagada, esto implicó la extracción de información hasta las épocas más tempranas de Sextans.

Bettinelli et al. (2018) mediante la comparación del CMD observado de Sextans y un CMD sintético obtenido con el código IAC - star (Aparicio et al. 2004), infirió la historia de formación estelar y la historia de metalicidad utilizando el código IAC - pop presentado en Aparicio & Hidalgo (2009), tal como se menciona previamente. Finalmente, S. Hidalgo (S.H.) supuso que la muestra de Bettinelli et al. fue representativa del resto de la galaxia, y utilizó un perfil radial de densidad de la masa estelar para escalar la SFH del radio del núcleo ( $r = 25.8'$ ) a toda la galaxia ( $r = 83.2'$ ).

En la **Fig. 3.1** mostramos la SFH escalada a toda la galaxia y  $Z_{\star\text{obs}}(t)$ . En el intervalo de  $t < 2.5$  Ga la SFH se ha derivado a partir de estrellas aisladas y en el intervalo de  $t > 2.5$  Ga a partir de la contribución de estrellas azules rezagadas o mejor conocidas como “Blue Stragglers”. Esta última como imposición del análisis.



**Fig. 3.1. DATOS OBSERVACIONALES ORIGINALES**

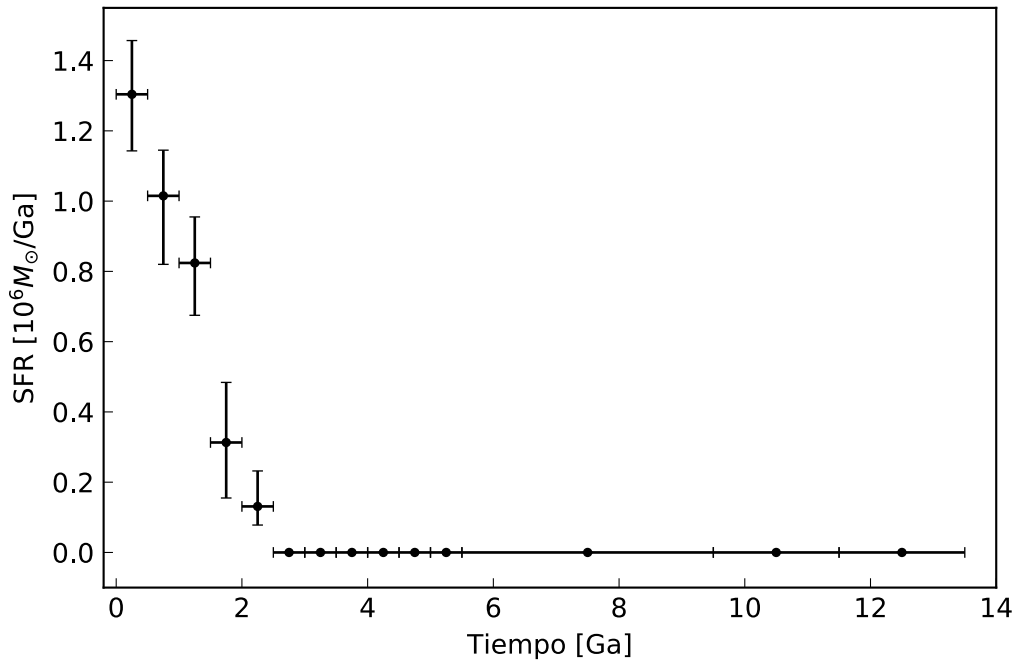
Publicados por Bettinelli et al. (2018) y escalados por S.H.

Superior: evolución de la tasa de formación estelar. Inferior: evolución de la metalicidad estelar. Puntos negros: valores medios de SFR y  $Z_{\text{obs}}$ . Cruces: incertidumbres de SFR y  $Z_{\text{obs}}$ . 13.5 Ga representa el tiempo actual.

Las azules rezagadas son sistemas estelares binarios de cuyas características de color y magnitud se infiere una población estelar aparentemente más joven de lo que le corresponderían por su formación, en un CMD se sitúan como una población estelar con una edad entre 2 y 4 Ga y de esta manera introducen datos falsos en la inferencia de la formación estelar. Su mecanismo de formación es complejo, pero la literatura indica que son el producto de fusiones estelares entre dos (o más) estrellas

de baja masa, ya sea a través de colisiones directas o la fusión de un sistema binario (Leonard 1989; Leigh et al. 2007). La cercanía o colisión entre dos estrellas provoca la transferencia de masa entre ellas, formando un sistema que, aunque ya es evolucionado se ve más azul.

En la **Fig. 3.2** se muestra la SFH sin la contribución de las estrellas azules rezagadas.



**Fig. 3.2. SFH SIN LA CONTRIBUCIÓN DE LAS ESTRELLAS AZULES REZAGADAS**

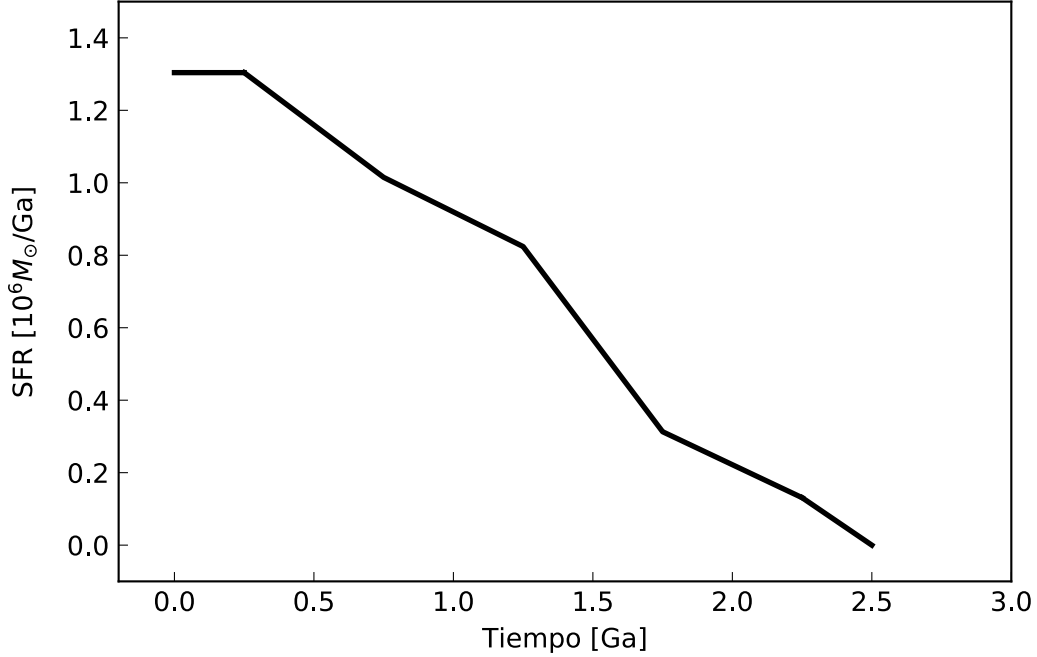
Nótese que la SFR es igual a cero de 2.5 a 13.5 Ga.

Puntos negros y cruces como en **Fig. 3.1**.

Debido al sesgo en la SFH por las azules rezagadas consideramos solo la vida activa de la galaxia de 0 a 2.5 Ga (ver **Fig. 3.3** y **3.4**) porque no tenemos datos para inferir la SFR después de este tiempo.

En los datos utilizados en los CEMs, la SFR es un parámetro de entrada y por continuidad temporal se interpola de manera lineal (por ser la aproximación más sencilla) entre los valores medios de los datos proporcionados.

Particularmente en el intervalo de 0 Ga hasta 0.25 Ga se considera constante la  $SFR = 1.3 \times 10^6 M_{\odot}/Ga$ , como se muestra en la **Fig. 3.3**.



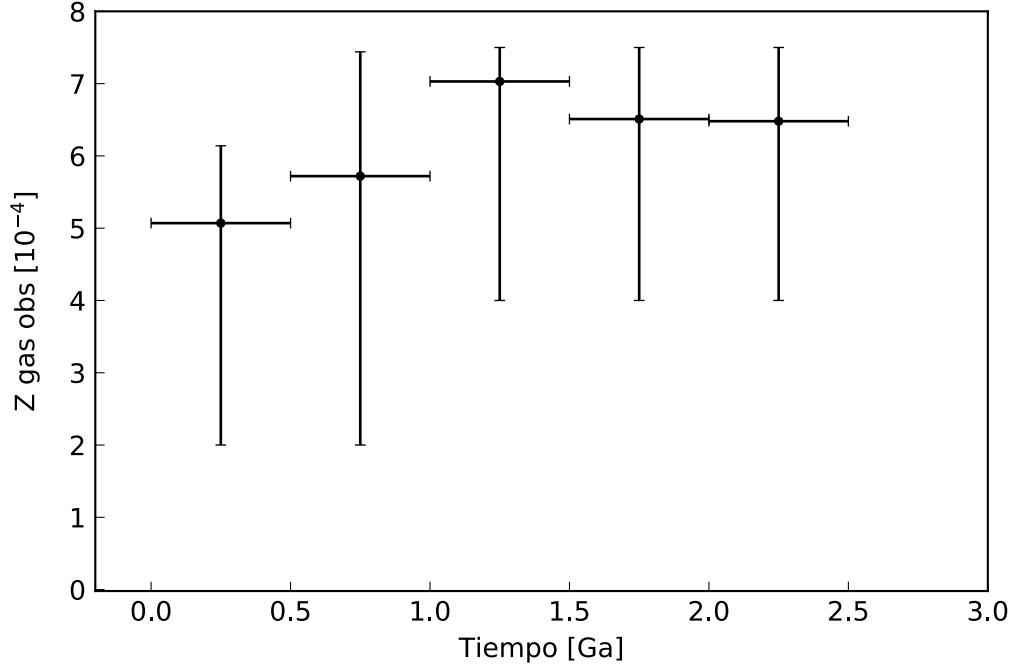
**Fig. 3.3. EVOLUCIÓN DE LA SFR A UTILIZAR COMO PARÁMETRO DE ENTRADA EN LOS CEMs**

Línea continua negra: SFH a utilizar como parámetro de entrada.

Si la gran mayoría de las estrellas observadas están en la secuencia principal la metalicidad observada ( $Z_{\star\text{obs}}$ ) es la metalicidad inicial de la población estelar. Por lo tanto, se considera que la metalicidad del gas a un tiempo  $t$  es la misma que la metalicidad inicial de la población estelar a ese mismo tiempo.

$$Z_{\text{gas obs}}(t) = Z_{\star\text{obs}}(t)$$

La  $Z_{\text{gas obs}}$  es una restricción observacional y utilizaremos tanto los valores medios como sus incertidumbres para inferir la historia química, por lo tanto, no se interpola. Al igual que con la SFR, se utilizan los datos para inferir los CEMs sin la contribución de las estrellas azules rezagadas como se muestra en la **Fig. 3.4**.



**Fig. 3.4. EVOLUCIÓN DE LA METALICIDAD A UTILIZAR COMO RESTRICCIÓN OBSERVACIONAL PARA LOS CEMs**

Puntos negros y cruces como en **Fig. 3.1**.

Debido a que la SFR y  $Z$  vs tiempo no son suficientes para realizar un CEM, se consultó en la literatura otros datos para Sextans, como son los valores de la masa de gas actual observada ( $M_{\text{gas obs}}$ ) y la estimación de la masa virial ( $M_{\text{vir}}$ ).

### 3.1.2.- $M_{\text{gas obs}}$

La única medición de la masa de gas reportada es de Greveich et al. (2009). Fue obtenida con el survey HI Parkes All Sky Survey (HIPASS), cuyo propósito fue medir la emisión de hidrógeno neutro (HI) en objetos extragalácticos. El valor reportado es una cota superior ( $M_{\text{HI}} < 4.00 \times 10^3 M_{\odot}$ ) porque el instrumento tiene un límite de detección de  $M_{\text{HI}} = 0.50 D_{\text{kpc}}^2 M_{\odot}$  y la galaxia se encuentra a una distancia de  $D = 86$  kpc.

En nuestros CEMs se impondrá como restricción que  $M_{\text{gas obs}} = M_{\text{HI}} = 4.00 \times 10^3 M_{\odot}$ , despreciando las otras componentes del gas distintas a HI. Consideramos que esto es

una buena aproximación porque mediante modelos de formación y evolución de galaxias se sabe que en galaxias de baja masa ( $M_{\star} < 10^9 M_{\odot}$ ) domina la masa de gas de hidrógeno neutro en el medio interestelar (Lagos et al. 2014).

### 3.1.3.- $M_{\text{vir}}$

Por otro lado, en la estimación de la masa virial se usaron datos del VLT/FLAMES de estrellas gigantes rojas para investigar propiedades relacionadas con la cinemática interna. Bajo la hipótesis de equilibrio dinámico, la determinación se hizo mediante la ecuación de Jeans para un sistema esférico y estacionario suponiendo diferentes perfiles de densidad de materia oscura, obteniendo un rango de masa virial entre  $2.00$  y  $4.00 \times 10^8 M_{\odot}$  (Battaglia et al. 2010).

En este trabajo el valor de masa virial actual a utilizar es  $M_{\text{vir actual}} = 4.00 \times 10^8 M_{\odot}^1$ .

### 3.1.4.- $M_{\text{gas cosm}}(0)$

La masa de gas cosmológica inicial ( $M_{\text{gas cosm}}(0)$ ) se utilizará en algunos CEMs como parámetro de entrada, específicamente en los casos degenerados donde no se conoce la masa de gas inicial, así que se impone la masa de gas inicial dada por la fracción de bariones inicial que predice la cosmología.

La fracción bariónica (Lagána et al. 2013) se define como el cociente de la masa de materia bariónica formada (estrellas y gas) y la masa de materia total (materia oscura más materia bariónica) con la siguiente expresión:

$$f_b = \frac{\rho_{\text{bar}}}{\rho_{\text{mat}}} = \frac{\Omega_b h^2}{\Omega_b h^2 + \Omega_c h^2} \quad (3.1)$$

---

<sup>1</sup> Al ser la  $M_{\text{vir actual}}$  un parámetro libre, se inició el trabajo pensando en explorar diferentes valores entre  $2.00$  y  $4.00 \times 10^8 M_{\odot}$ , pero posteriormente se decidió estudiar el impacto de la variación de parámetros libres en la inferencia de la historia química de Sextans en trabajos futuros.



donde  $\rho_{\text{bar}}$  es la densidad de masa de materia bariónica formada y  $\rho_{\text{mat}}$  la densidad de materia total, ambas densidades pueden ser descritas en función de la densidad física de materia bariónica ( $\Omega_b h^2$ ), y la densidad física de materia oscura fría ( $\Omega_c h^2$ , siendo  $h$  la constante de Planck).

Utilizando los valores cosmológicos iniciales,  $\Omega_b h^2 = 0.02226$  y  $\Omega_c h^2 = 0.1186$  (Planck 2015) en la ecuación (3.1) obtenemos

$$f_{\text{b cosm}}(0) = \frac{\Omega_b h^2}{\Omega_b h^2 + \Omega_c h^2} = 0.158$$

Por otro lado, sabemos que

$$f_{\text{b}}(t) = \frac{M_{\text{bar}}(t)}{M_{\text{total}}(t)} = \frac{M_{\text{bar}}(t)}{M_{\text{bar}}(t) + M_{\text{osc}}(t)} \quad (3.2)$$

y que la masa bariónica está formada por las masas de gas y estelar

$$M_{\text{bar}}(t) = M_{\text{gas}}(t) + M_{\star}(t)$$

así que suponiendo que la galaxia inició sólo con material gaseoso,  $M_{\text{bar}}(0) = M_{\text{gas cosm}}(0)$ , y que la masa de materia oscura no se modificó durante toda la evolución de la galaxia,  $M_{\text{osc}}(0) = M_{\text{osc actual}}^2$ , la ecuación (3.2) evaluada en  $t = 0$ , queda

$$f_{\text{b cosm}}(0) = \frac{M_{\text{gas cosm}}(0)}{M_{\text{gas cosm}}(0) + M_{\text{osc actual}}} \quad (3.3)$$

Sabemos que

---

<sup>2</sup> La literatura indica que es una buena aproximación, debido a que en estudios realizados con simulaciones hidrodinámicas cosmológicas de alta resolución, durante la formación y evolución de galaxias enanas, la materia oscura tiene mínimas variaciones de masa dentro del intervalo de redshift  $z = [0, 12]$  (Sawala et al. 2012).

$$M_{\text{vir actual}} = M_{\text{osc actual}} + M_{\text{gas obs}} + M_{\star\text{obs}} \quad (3.4)$$

donde  $M_{\star\text{obs}} = M_{\star}(2.5 \text{ Ga})^3$ , entonces

$$M_{\text{osc actual}} = M_{\text{vir actual}} - M_{\text{gas obs}} - M_{\star}(2.5 \text{ Ga}) = 3.98 \times 10^8 M_{\odot}$$

Sustituyendo en la ecuación **(3.3)** los valores obtenidos de  $M_{\text{osc actual}}$  y  $f_{\text{b cosm}}(0)$ , resulta que  $M_{\text{gas cosm}}(0) = 7.46 \times 10^7 M_{\odot}^4$  (La  $M_{\text{gas obs}} = 4.00 \times 10^3 M_{\odot}$  representa el 0.0053% de la  $M_{\text{gas cosm}}(0)$ ).

### 3.1.5.- Ingredientes del modelo

Finalmente para realizar los CEMs (ver sección **2.2**) se recurre a calcular o considerar algunos ingredientes relacionados con las poblaciones estelares; la fracción de material retornado al ISM ( $R$ ), la masa de estrellas vivas ( $M_{\star}$ ) y el yield neto ( $Y_Z$ ).

Con el objetivo de ser lo más consistentes posibles, la fracción de material retornado al ISM ( $R$ ) es la misma utilizada por Betinelli et al. (2018) de la librería de evolución estelar utilizada BaSTI (Pietrinferni et al. 2004). El valor que se utilizará es  $R = 0.44$ .

La masa de estrellas vivas se obtiene a partir de la integración de la SFR y la fracción de los remanentes ( $R$ ) (ver ecuación **2.15** de la sección **2.2**). El valor que consideraremos en nuestros modelos es  $M_{\star}(2.5 \text{ Ga}) = 1.0 \times 10^6 M_{\odot}$ .

El yield neto depende de la metalicidad inicial de las poblaciones estelares,  $Z_{\star\text{inicial}}(t)$ , sin embargo, como está cambia con el tiempo y el yield neto se calcula

---

<sup>3</sup>  $M_{\star}(2.5 \text{ Ga}) = 1.0 \times 10^6 M_{\odot}$ , ver sección **3.1.5**

<sup>4</sup> Si se hubiera trabajado con  $M_{\text{vir actual}} = 2.00 \times 10^8 M_{\odot}$ , entonces el valor es  $M_{\text{gas cosm}}(0) = 3.71 \times 10^7 M_{\odot}$  y todos los parámetros calculados en la sección **3.3** se reducen por un factor de 2.

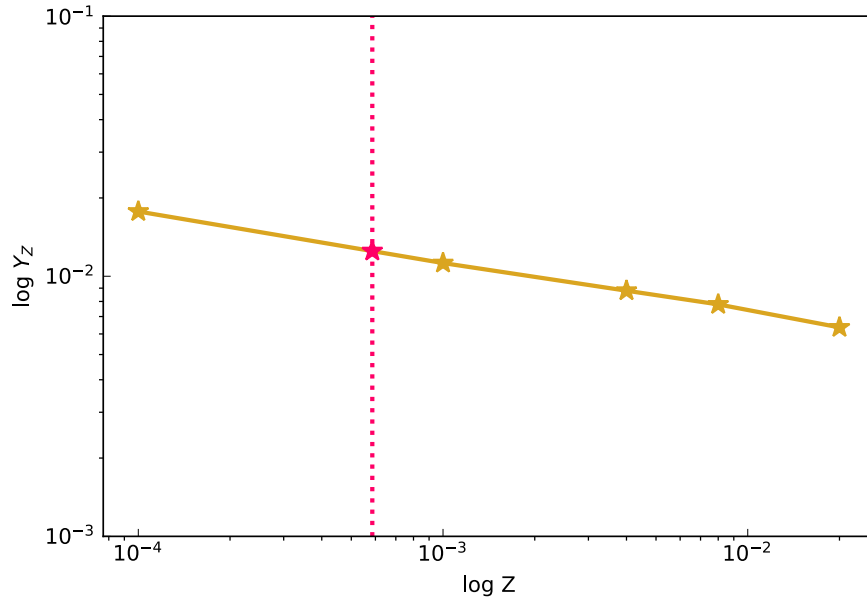
bajo IRA (ver sección 2.2), se calcula la metalicidad pesada por la SFR,  $\langle Z \rangle$ , cuyo valor es representativo de la metalicidad de las estrellas formadas.

La metalicidad pesada por la SFR se obtiene a partir de la siguiente ecuación:

$$\langle Z \rangle = \frac{\int_0^{2.5 \text{ Ga}} Z_{\star \text{obs}}(t) \text{SFR}(t) dt}{\int_0^{2.5 \text{ Ga}} \text{SFR}(t) dt} = 5.865 \times 10^{-4}$$

Nancy Ávila Vergara, en comunicación privada, nos proporcionó 5 valores de yields netos para diferentes metalicidades iniciales de poblaciones estelares,  $Z_{\star \text{inicial}}(t)$ , los cuales fueron interpolados linealmente.

En la **Fig. 3.5**, se muestran los 5 valores de yields netos interpolados y el yield neto obtenido para nuestro valor de  $\langle Z \rangle$ .



**Fig. 3.5. YIELD NETO DE METALES VS METALICIDAD INICIAL DE LAS POBLACIONES ESTELARES**

Estrellas doradas:  $Y_Z$  calculados por Ávila-Vergara. Línea sólida dorada: interpolación lineal de los  $Y_Z$ . Estrella rosa: yield neto a utilizar para nuestro valor de  $\langle Z \rangle$  en este trabajo.

El valor de yield neto que se utilizará es  $Y_Z = 0.012$ .

El siguiente **Cuadro 3.1** resume los datos e ingredientes importantes a utilizar en los CEMs.

**Cuadro 3.1:** Datos observacionales y estimados, e ingredientes.

$M_{\text{gas obs}}$	$4.00 \times 10^3 M_{\odot}$ <sup><b>a</b></sup>
$Z_{\text{gas obs}} (2.5\text{Ga})$	$(6.48^{+1.02}_{-2.48}) \times 10^{-4}$ <sup><b>b</b></sup>
$M_{\text{vir}}$	$4.00 \times 10^8 M_{\odot}$ <sup><b>c</b></sup>
$R$	$0.44$ <sup><b>d</b></sup>
$M_{\star}(2.5\text{Ga})$	$1.004 \times 10^6 M_{\odot}$
$Y_Z$	$0.012$
$M_{\text{gas cosm}}(0)$	$7.46 \times 10^7 M_{\odot}$

<sup>**a**</sup> Grcevich et al. (2009)

<sup>**b**</sup> Bettinelli et al. (2018)

<sup>**c**</sup> Battaglia et al. (2010)

<sup>**d**</sup> Sebastián Hidalgo (Comunicación privada)

### 3.2.- Suposiciones para CEMs

En todos los modelos de evolución química de esta tesis se toman en cuenta las siguientes suposiciones generales:

- 1.- La galaxia se forma únicamente de material primigenio:  $Z(0) = 0$ ,  $Z_A(t) = 0$ .
- 2.- La edad considerada en los modelos es de 2.5 Ga, ya que Sextans tuvo formación estelar activa de 0 a 2.5 Ga.
- 3.- La masa bariónica inicial está formada sólo por gas,  $M_{\text{bar}}(0) = M_{\text{gas}}(0)$ , y la masa de materia oscura es constante en el tiempo.

### 3.3.- Modelos simples de evolución química

En esta tesis un modelo simple se considera como un modelo con un único escenario durante toda la vida activa de la galaxia ( $t < t_f = 2.5$  Ga).

$M_{\text{gas}}(t_f)$  y  $Z(t_f)$  representan la masa de gas y la metalicidad obtenidos por los modelos al tiempo de 2.5 Ga (parámetros de salida).

Durante esta subsección **3.3** se presentan los resultados de las ecuaciones de los diferentes escenarios de evolución química explicados en la sección **2.3**.

#### 3.3.1.- CBM (escenario de caja cerrada) vía $M_{\text{gas obs}}$

Al imponer en la ecuación (2.19) que  $M_{\text{gas}}(t_f) = M_{\text{gas obs}}$  se obtiene que  $M_{\text{gas}}(0) = 1.01 \times 10^6 M_{\odot}$ ; y por la ecuación (2.20), obtenemos  $Z(t_f) = 6.6 \times 10^{-2}$   $Z(t_f) = 102.4 Z_{\text{gas obs}}$ .

Este modelo se descarta, porque  $Z(t_f)$  es dos órdenes de magnitud mayor que  $Z_{\text{gas obs}}$ .

#### 3.3.2.- CBM vía $Z_{\text{gas obs}}$

Imponiendo  $Z(t_f) = Z_{\text{gas obs}}$  en la ecuación (2.20), obtenemos  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga})$  en función de  $M_{\text{gas}}(0)$ , y por la ecuación (2.19) resulta que  $M_{\text{gas}}(0) = 1.91 \times 10^7 M_{\odot}$  y  $M_{\text{gas}}(t_f) = 1.81 \times 10^7 M_{\odot} = 4523 M_{\text{gas obs}}$ .

Este modelo queda descartado, ya que  $M_{\text{gas}}(t_f)$  es tres órdenes de magnitud mayor que  $M_{\text{gas obs}}$ .

#### 3.3.3.- PAM (escenario de acreción primordial) vía $M_{\text{gas obs}}$

A partir de  $M_{\text{gas cosm}}(0) = 7.46 \times 10^7 M_{\odot}$ , e imponiendo que  $M_{\text{gas}}(t_f) = M_{\text{gas obs}}$ , en la ecuación (2.22) obtenemos que la eficiencia de la acreción es  $a = -73.3$ .

Con la ecuación (2.23), resulta  $Z(t_f) = 2.67 = 4119 Z_{\text{gas obs}}$ .

Este modelo se descarta porque  $a$  tiene un valor negativo (pérdida de material primigenio desde la galaxia al medio intergaláctico) y  $Z(t_f)$  es tres órdenes de magnitud mayor que  $Z_{\text{gas obs}}$ .

### 3.3.4.- PAM vía $Z_{\text{gas obs}}$

Imponiendo en las ecuaciones (2.22) y (2.23) que  $Z(t_f) = Z_{\text{gas obs}}$  y la  $M_{\text{gas cosm}}(0) = 7.46 \times 10^7 M_{\odot}$ , se resuelve un sistema de dos ecuaciones, con lo que se obtiene  $M_{\text{gas}}(t_f) = 1.83 \times 10^7 M_{\odot} = 4579.3 M_{\text{gas obs}}$  y una eficiencia de acreción  $a = -55$ .

Este modelo queda descartado, ya que  $M_{\text{gas}}(t_f)$  es tres órdenes de magnitud mayor que  $M_{\text{gas obs}}$  y  $a$  tiene un valor negativo.

### 3.3.5.- PAM vía $M_{\text{gas obs}}$ y $Z_{\text{gas obs}}$

Utilizando que  $M_{\text{gas}}(t_f) = M_{\text{gas obs}}$  y  $Z(t_f) = Z_{\text{gas obs}}$  en las ecuaciones (2.22) y (2.23) se resuelve un sistema de dos ecuaciones.

Este modelo queda descartado ya que su resultado no tiene sentido físico, la eficiencia de acreción es un número complejo y la  $M_{\text{gas}}(0)$  no converge.

### 3.3.6.- WWM (escenario de viento galáctico bien mezclado) vía $M_{\text{gas obs}}$

Con la  $M_{\text{gas cosm}}(0) = 7.46 \times 10^7 M_{\odot}$  e imponiendo  $M_{\text{gas}}(t_f) = M_{\text{gas obs}}$  en la ecuación (2.25) resulta que  $w = 73.3$ . Entonces con la ecuación (2.26) se obtiene  $Z(t_f) = 1.58 \times 10^{-3} = 2.45 Z_{\text{gas obs}}$ .

Este modelo se descarta porque  $Z(t_f)$  es casi tres veces el valor de  $Z_{\text{gas obs}}$ .

### 3.3.7.- WWM vía $Z_{\text{gas obs}}$

Imponiendo  $Z(t_f) = Z_{\text{gas obs}}$  y  $M_{\text{gas cosm}}(0) = 7.46 \times 10^7 M_{\odot}$  en las ecuaciones (2.25) y (2.26) se calcula que  $w = 71.8$  y  $M_{\text{gas}}(t_f) = 1.45 \times 10^6 M_{\odot} = 364.6 M_{\text{gas obs}}$ .

Este modelo queda descartado debido a que la  $M_{\text{gas}}(t_f)$  es dos órdenes de magnitud mayor que  $M_{\text{gas obs}}$ .

### 3.3.8.- WWM vía $M_{\text{gas obs}}$ y $Z_{\text{gas obs}}$

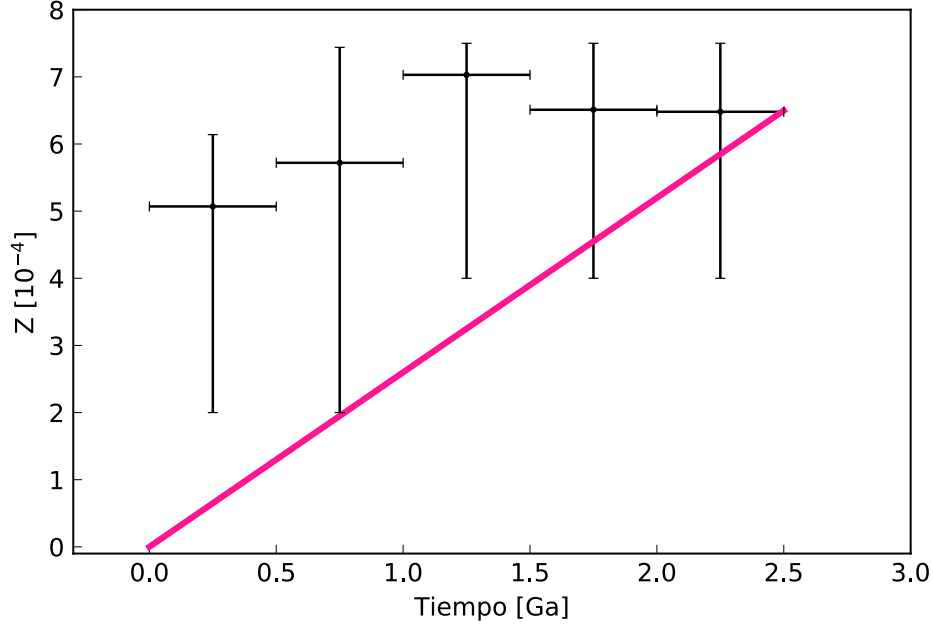
Imponiendo  $M_{\text{gas}}(t_f) = M_{\text{gas obs}}$  y  $Z(t_f) = Z_{\text{gas obs}}$  en las ecuaciones (2.25) y (2.26), se obtiene un sistema de dos ecuaciones que al resolver resulta que  $w = 199.3$  y  $M_{\text{gas}}(0) = 2.01 \times 10^8 M_{\odot}$ .

Se descarta este modelo, ya que la masa de gas inicial obtenida es un orden de magnitud mayor que  $M_{\text{gas cosm}}(0) = [3.71- 7.46] \times 10^7 M_{\odot}$ .

### 3.3.9.- RYM (escenario de reducción de yield)

Si se impone que  $M_{\text{gas}}(t_f) = M_{\text{gas obs}}$  en la ecuación (2.28), se obtiene  $M_{\text{gas}}(0) = 1.01 \times 10^6 M_{\odot}$ , con esto e imponiendo  $Z(t_f) = Z_{\text{gas obs}}$  en la ecuación (2.29) se calcula el factor  $e = 102.40$ .

Este modelo tiene las restricciones observacionales:  $Z(t_f) = Z_{\text{gas obs}}$  y  $M_{\text{gas}}(t_f) = M_{\text{gas obs}}$ . Sin embargo, la historia de metalicidad inferida no reproduce totalmente la metalicidad observada (ver **Fig. 3.4**). En particular para  $t < 1.5$  Ga, los valores de  $Z(t)$  del modelo no concuerdan con los observados por más de un sigma.



**Fig. 3.6. MODELO SIMPLE RYM**

Predicción del modelo reducción de metales (línea sólida color magenta).

Puntos negros y cruces: datos observacionales como en **Fig. 3.4**.

Los resultados de los modelos simples se resumen en la siguiente tabla (**Cuadro 3.2**).

**Cuadro 3.2:** Parámetros de entrada y resultados de los modelos simples.

MODELO (Parámetro impuesto)	$M_{\text{gas}}(0)$ [ $M_{\odot}$ ]	$a$	$w$	$e$	$M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga})$ [ $M_{\odot}$ ]	$Z(2.5\text{Ga})$
CBM ( $M_{\text{gas obs.}}$ )	$1.01 \times 10^6$	0	0	1.0	$M_{\text{gas obs}}$	$102.4 Z_{\text{gas obs}}$
CBM ( $Z_{\text{gas obs.}}$ )	$1.91 \times 10^7$	0	0	1.0	$1.81 \times 10^7$	$Z_{\text{gas obs}}$
PAM ( $M_{\text{gas obs.}}$ )	$M_{\text{gas cosm}}(0)$	-73.3	0	1.0	$M_{\text{gas obs}}$	$4119 Z_{\text{gas obs}}$
PAM ( $Z_{\text{gas obs.}}$ )	$M_{\text{gas cosm}}(0)$	-55	0	1.0	$1.83 \times 10^7$	$Z_{\text{gas obs}}$
PAM ( $M_{\text{gas obs.}}$ y $Z_{\text{gas obs.}}$ )	$M_{\text{gas cosm}}(0)$	NC	0	1.0	$M_{\text{gas obs}}$	NC
WWM ( $M_{\text{gas obs.}}$ )	$M_{\text{gas cosm}}(0)$	0	73.3	1.0	$M_{\text{gas obs}}$	$2.45 Z_{\text{gas obs}}$
WWM ( $Z_{\text{gas obs.}}$ )	$M_{\text{gas cosm}}(0)$	0	71.8	1.0	$1.45 \times 10^6$	$Z_{\text{gas obs}}$
WWM ( $M_{\text{gas obs.}}$ y $Z_{\text{gas obs.}}$ )	$2.01 \times 10^8$	0	199.3	1.0	$M_{\text{gas obs}}$	$Z_{\text{gas obs}}$
RYM	$1.01 \times 10^6$	0	0	102.4	$M_{\text{gas obs}}$	$Z_{\text{gas obs}}$

**Columna 1:** Nombre del modelo. **Columnas 2, 3, 4, y 5:** fracción bariónica inicial, eficiencia de acreción, eficiencia de viento, y factor de reducción de yield, respectivamente. **Columnas 6 y 7:** Valores de salida de cada modelo: masa de gas y metalicidad al terminar la formación estelar.

**Observables a reproducir:**  $M_{\text{gas cosm}}(0) = 7.46 \times 10^7 M_{\odot}$ ,  $M_{\text{gas obs}} = 4 \times 10^3 M_{\odot}$  <sup>a</sup> y  $Z_{\text{gas obs}} = (6.48 \pm 2.48) \times 10^{-4}$  <sup>b</sup>  
 NC: No converge.

<sup>a</sup> Grcevich et al. (2009)

<sup>b</sup> Bettinelli et al. (2018)



Basándonos en los resultados obtenidos por los modelos simples, se concluye que Sextans no evolucionó bajo un único escenario astrofísico.

### **3.4.- Modelos complejos de evolución química**

Debido a que concluimos que la evolución de Sextans no fue bajo un único escenario (ver resumen en el **Cuadro 3.2**), se evaluaron modelos de evolución química complejos. En esta tesis un modelo complejo de evolución química está constituido por al menos dos escenarios diferentes durante toda la historia activa de Sextans.

Para decidir el número de escenarios que conformarían los modelos complejos, se analizó el comportamiento de la tasa de formación estelar y de la historia de metalicidad (ver **Fig. 3.3** y **Fig. 3.4**), y se dividió la historia en cuatro etapas, como se describe a continuación:

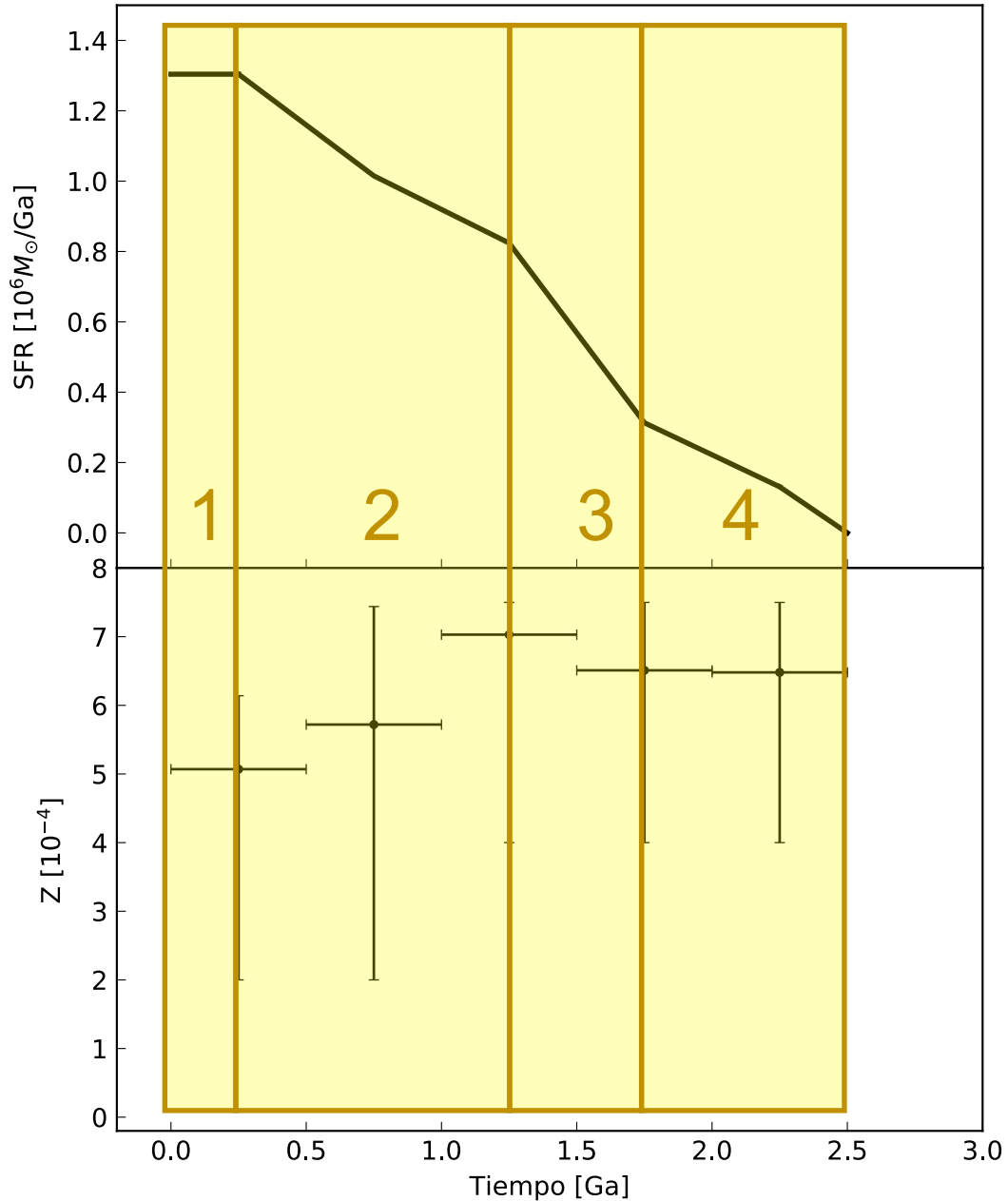
**1<sup>ra</sup> etapa:** entre 0 y 0.25 Ga. La tasa de formación estelar se encuentra en su valor máximo y la historia de metalicidad está en su valor mínimo.

**2<sup>da</sup> etapa:** entre 0.25 y 1.25 Ga. La tasa de formación estelar decrece, mientras que la historia de metalicidad incrementa hasta alcanzar su valor máximo a 1.25 Ga.

**3<sup>ra</sup> etapa:** entre 1.25 y 1.75 Ga. La tasa de formación estelar decrece abruptamente. En cuanto a la metalicidad, también decrece, pero en menor proporción.

**4<sup>ta</sup> etapa:** entre 1.75 y 2.5 Ga. La tasa de formación disminuye con una pendiente semejante a la de la etapa 2, hasta volverse cero a 2.5 Ga, mientras que la metalicidad permanece constante.

Las cuatro etapas descritas previamente para la SFR y la historia de metalicidad se muestran en la **Fig. 3.7**.



**Fig. 3.7. ETAPAS DE LA HISTORIA DE FORMACIÓN ESTELAR Y DE LA EVOLUCIÓN DE METALICIDAD**

SFR (panel superior) y evolución de la metalicidad (panel inferior). Línea continua negra como en **Fig. 3.3**. Puntos negros y cruces como en **Fig. 3.4**.

Bandas amarillas (1, 2, 3 y 4): división de las etapas basadas en la evolución de SFR y Z.

Las cuatro etapas se tomaron en cuenta para realizar modelos complejos, probando cada escenario físico: CBM, PAM, WWM y RYM en cada una de las etapas y suponiendo continuidad entre etapas (ver ecuaciones del **Apéndice A**). Los CEMs

complejos que no reproducen la historia de metalicidad fueron descartados y no se presentan en esta tesis.

Se encontraron 7 modelos complejos que reproducen la historia de metalicidad, 5 de ellos no se consideraron válidos porque la evolución de la masa de gas no es coherente al comportamiento general de la SFH y se presentan en el **Apéndice C**, mientras que los otros 2 modelos restantes se consideran como historias químicas válidas.

En las siguientes secciones **3.4.1** y **3.4.2** se describen los dos mejores modelos complejos y los hemos nombrado: “modelo con efectos estocásticos” y “modelo con vientos galácticos extremos”. La única diferencia entre ambos modelos radica en el escenario utilizado en la 4<sup>ta</sup> etapa, desde 1.75 Ga hasta 2.5 Ga.

### **3.4.1.- Modelo con efectos estocásticos (SEM)**

Este modelo complejo se denomina: “con efectos estocásticos”, debido a que específicamente en la 4<sup>ta</sup> etapa las reducciones de yield podrían ser causadas por efectos estocásticos en la función inicial de masa, por lo que se formaron muy pocas estrellas masivas.

Este modelo se conforma por:

**1<sup>ra</sup> etapa:** caja cerrada (CBM), con yield original  $Y_Z = 0.012$  e imponiendo el valor  $Z(0.25 \text{ Ga}) = 5.07 \times 10^{-4}$ , se infiere que la  $M_{\text{gas}}(0) = 4.41 \times 10^6 M_{\odot}$ .

**2<sup>da</sup> etapa:** viento galáctico metálico (RYM) con un yield reducido ( $Y_Z^I$ ) igual al 9.09% del yield original.

**3<sup>ra</sup> etapa:** viento galáctico de gas bien mezclado (WWM)<sup>5</sup> conservando el valor del yield reducido ( $Y_Z^I$ ). La masa de gas pérdida es de  $2.71 \times 10^6 M_\odot$ , que es igual al 34.3% de la  $M_{\text{gas}}(0)$ .

**4<sup>ta</sup> etapa:** viento galáctico metálico (RYM) con otro yield reducido ( $Y_Z^{II}$ ), igual al 1.1% del yield original, se infiere que la  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = 1.43 \times 10^6 M_\odot$ .

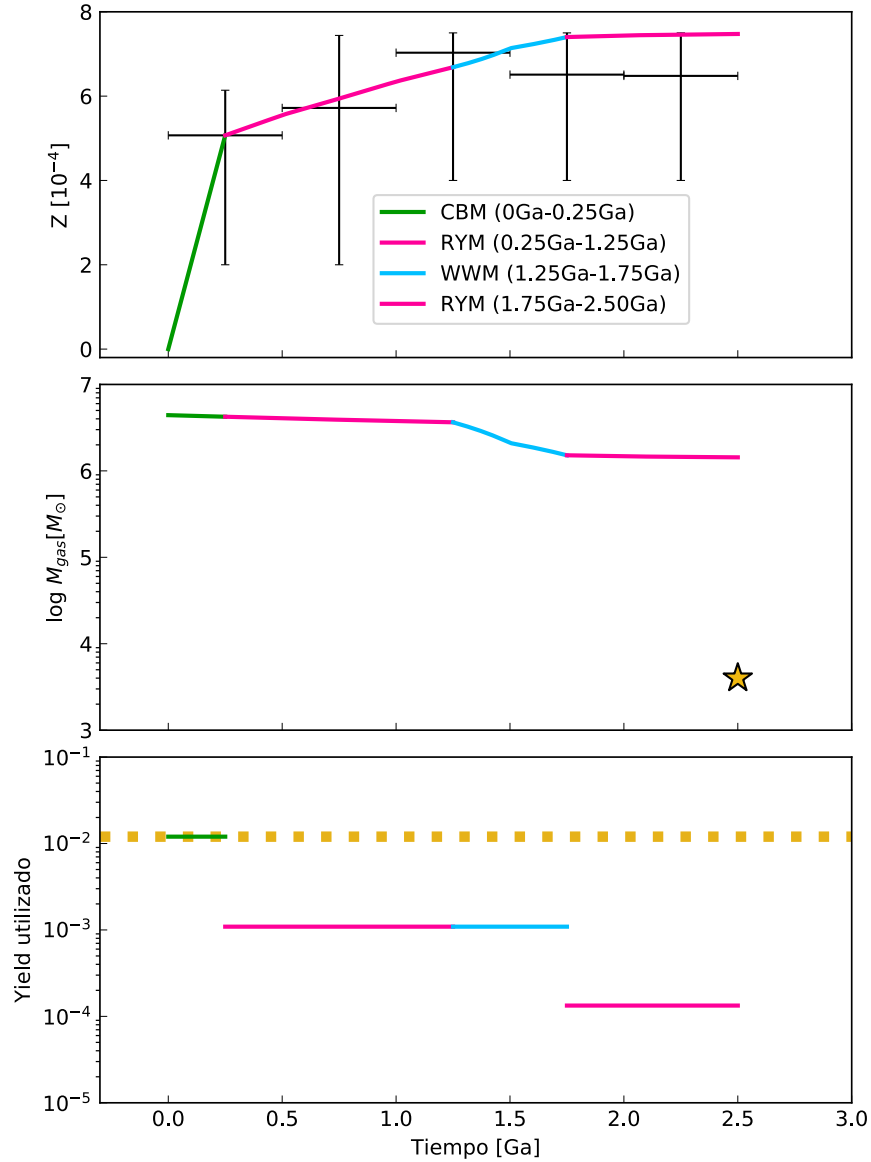
El modelo complejo SEM predice una masa de gas final muy superior a la masa de gas observada, específicamente 3 órdenes de magnitud mayor.

Aunque este modelo complejo no reproduce la  $M_{\text{gas obs}}$ , lo consideramos como fiable por las siguientes razones: 1) el único dato que encontramos sobre la masa de gas observada para Sextans ( $M_{\text{HI}}$ ) es de baja confiabilidad porque es un valor de cota superior ( $M_{\text{gas obs}} = 4 \times 10^3 M_\odot$ ) debido al límite de detección del instrumento, y 2) entre 2.5 Ga y el tiempo actual, intervalo en el que no hay suficientes datos para inferir la SFH, la galaxia pudo haber perdido gas en tiempos posteriores a 2.5 Ga y por lo tanto  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga})$  pudo ser mayor que  $M_{\text{gas obs}}$ .

La **Fig. 3.8** muestra las gráficas correspondientes al modelo complejo con efectos estocásticos y resume las 4 etapas previas.

---

<sup>5</sup> Para inferir la eficiencia del viento bien mezclado ( $w$  en la ecuación **2.25**) se necesita conocer la  $M_{\text{gas}}(1.75 \text{ Ga})$ . En el **Apéndice B** se explica a detalle este cálculo.



**Fig. 3.8. MODELO COMPLEJO CON EFECTOS ESTOCÁSTICOS (SEM)**

Evolución de: metalicidad (panel superior), masa de gas (panel central), yield utilizado (panel inferior). Predicciones del modelo: líneas continuas. Escenarios de las líneas continuas: caja cerrada (CBM, línea verde), yield reducido (RYM, línea rosa) y viento galáctico bien mezclado (WWM, línea azul claro). Estrella y línea punteada amarilla: masa de gas observada y yield original, respectivamente (ver sección 3.1). Puntos negros y cruces: datos observacionales como en Fig. 3.4.

### 3.4.2.- Modelo con vientos galácticos extremos (EWM)

Este modelo es idéntico al anterior en las primeras 3 etapas y se denomina “con vientos galácticos extremos”, debido a que específicamente en la 4<sup>ta</sup> etapa predice una pérdida del 99.9% de la masa de gas inicial, cuando imponemos un viento galáctico bien mezclado extremo para reproducir la masa de gas actual  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = M_{\text{gas obs}}$ .

Este modelo se conforma por:

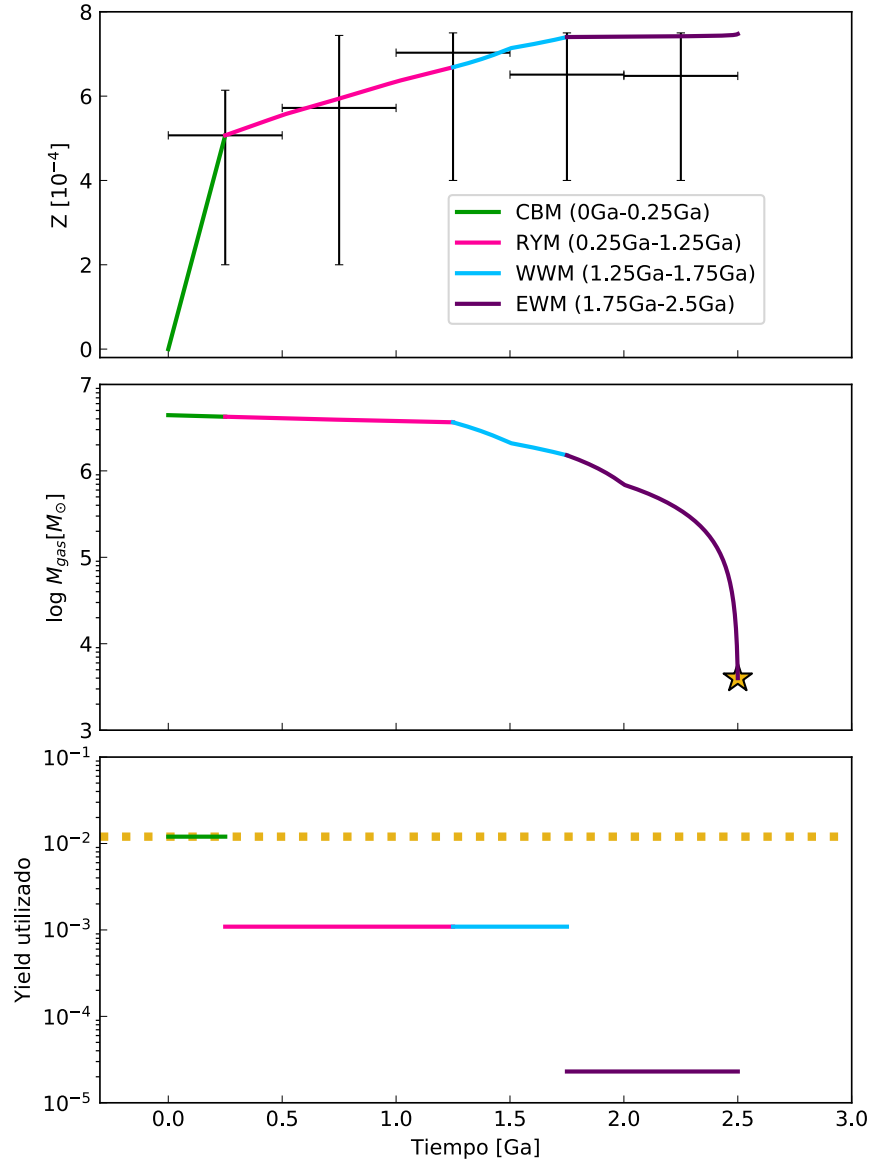
**1<sup>ra</sup> etapa:** caja cerrada (CBM), con yield original  $Y_Z = 0.012$ . Imponiendo el valor  $Z_{\text{gas}}(0.25 \text{ Ga}) = 5.07 \times 10^{-4}$ , se infiere la  $M_{\text{gas}}(0) = 4.41 \times 10^6 M_{\odot}$ .

**2<sup>da</sup> etapa:** viento galáctico metálico (RYM) con un yield reducido ( $Y_Z^{\text{I}}$ ) igual al 9.09% del yield original.

**3<sup>ra</sup> etapa:** viento galáctico de gas bien mezclado (WWM) conservando el uso del yield reducido ( $Y_Z^{\text{I}}$ ). La masa de gas pérdida es de  $2.71 \times 10^6 M_{\odot}$ , que es igual al 34.3% de la  $M_{\text{gas}}(0)$ .

**4<sup>ta</sup> etapa:** viento galáctico extremo de gas bien mezclado (WWM) reducido igual ( $Y_Z^{\text{II}}$ ) al 0.01% del yield original. La masa de gas pérdida es de  $1.51 \times 10^6 M_{\odot}$  que es igual al 99.9% de la  $M_{\text{gas}}(0)$ , obteniendose  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = 4 \times 10^3 M_{\odot}$ .

La **Fig. 3.9** muestra las gráficas correspondientes al modelo complejo con vientos galácticos extremos y resume las 4 etapas previas.



**Fig. 3.9. MODELO COMPLEJO CON VIENTOS GALÁCTICOS EXTREMOS (EWM)**

Evolución de: metalicidad (panel superior), masa de gas (panel central), yield utilizado (panel inferior). Predicciones de modelo: líneas continuas. Escenarios de las líneas continuas: caja cerrada (CBM, línea verde), yield reducido (RYM, línea rosa), viento galáctico bien mezclado (WWM, línea azul claro) y viento galáctico extremo de gas bien mezclado (WWM, línea morada). Estrella y línea punteada amarilla: masa de gas observada y yield original, respectivamente (ver sección 3.1). Puntos negros y cruces: datos observacionales como en Fig. 3.4.

Los resultados obtenidos y presentados en este capítulo sobre los CEMs complejos serán discutidos en el **Capítulo 4**.

# Capítulo 4

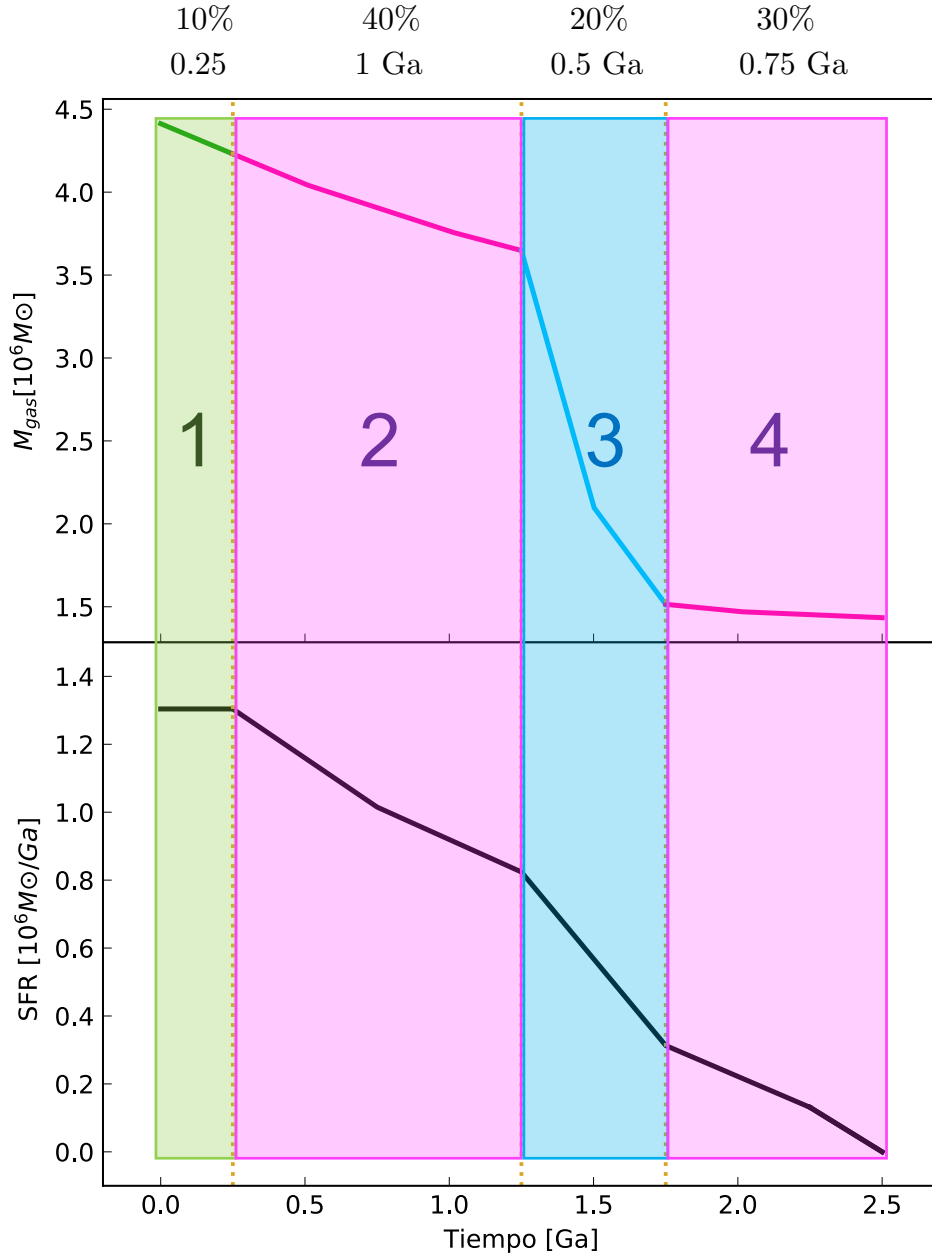
## DISCUSIÓN

Con base en los resultados presentados en el capítulo anterior, este capítulo se enfocará en discutir los siguientes aspectos: 1) la descripción de las primeras 3 etapas que comparten ambos modelos complejos y la relación de la evolución de la masa de gas con la SFH, 2) la descripción de las diferencias entre ambos CEMs y la masa de gas al final de la 4<sup>ta</sup> etapa, 3) el abanico de CEMs al final de la 4<sup>ta</sup> etapa y 4) la comparación de los CEMs de este trabajo y aquellos reportados previamente en la literatura.

### **4.1.- Descripción de las primeras 3 etapas que comparten ambos modelos complejos: “modelo con efectos estocásticos” y “modelo con vientos galácticos extremos” y la relación de la evolución de la masa de gas con la SFH**

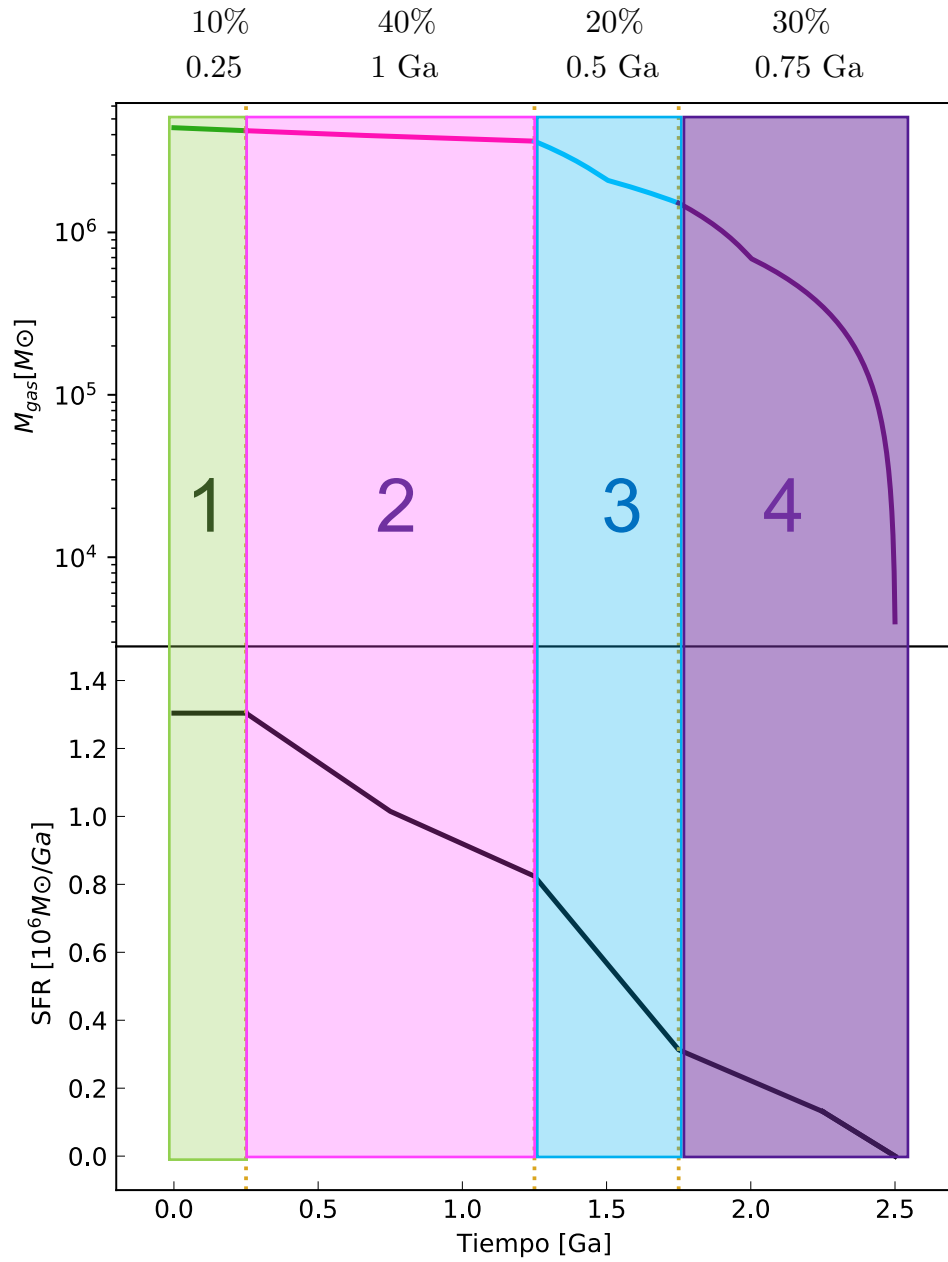
En las **Fig. 4.1** y **Fig. 4.2** se muestran las curvas de la evolución de la masa de gas y la SFR para el primer modelo complejo: “modelo con efectos estocásticos” y para el segundo modelo complejo: “modelo con vientos galácticos extremos”, respectivamente.





**Fig. 4.1. EVOLUCIÓN DE LA MASA DE GAS Y LA SFR EN EL MODELO CON EFECTOS ESTOCÁSTICOS (SEM)**

Duración de cada etapa de la vida activa de la galaxia: porcentajes y tiempos superiores. Predicción de la masa de gas por el modelo (panel superior, líneas continuas de colores). SFH, parámetro de entrada (panel inferior, línea continua negra). Banda verde (1): de 0 a 0.25 Ga, caja cerrada. Banda rosa (2): de 0.25 a 1.25 Ga, reducción de yield. Banda azul claro (3): de 1.25 a 1.75 Ga, viento galáctico bien mezclado. Banda rosa (4): de 1.75 a 2.5 Ga, reducción de yield.



**Fig. 4.2. EVOLUCIÓN DE LA MASA DE GAS Y LA SFR EN EL MODELO DOMINADO POR VIENTOS GALÁCTICOS EXTREMOS (EWM)**

Duración de cada una de las etapas (tiempos y porcentajes superiores), paneles y líneas (continuas y negra) como en **Fig. 4.1**. Bandas de colores (1,2 y 3) como en **Fig. 4.1**.

Banda morada (4): de 1.75 a 2.5 Ga, viento galáctico extremo.

Como se observa en las figuras cada modelo complejo inferido se divide en 4 escenarios y solamente se diferencian en la cuarta etapa. A continuación discutiremos las tres etapas que comparten ambos CEMs.

**Desde 0 Ga hasta 0.25 Ga: La primera etapa**, suponemos que la galaxia se comporta como una caja cerrada (sin flujos de entradas o salidas de gas). Esto es válido porque de esta época temprana no se tiene mucha información teórica de lo que pudo haber sucedido. Según modelos hidrodinámicos cosmológicos (Sawala et al. 2016, Chun et al. 2019) las galaxias enanas pudieron tener acreción o eyección de gas. En esta tesis consideramos que los flujos (entrantes y salientes) se compensan en cantidad y metalicidad, por lo tanto se aproximan a una caja cerrada.

Para fines de este trabajo, suponemos que la SFR es coherente a la masa de gas, así que en esta primera etapa, al no haber flujos de masa de gas (entrantes ó salientes), la disminución de la masa de gas (panel superior de la banda 1 color verde correspondiente a las **Fig. 4.1** y **Fig. 4.2**), se debe únicamente por formación estelar.

**Desde 0.25 Ga hasta 1.25 Ga: La segunda etapa**, requiere una reducción de yield para reproducir  $Z(0.25 - 1.25 \text{ Ga})$ , la cual se puede explicar por vientos galácticos metálicos o también llamados vientos selectivos. En esta etapa se pierden el 90.9% de metales eyectados al ISM por las estrellas que mueren.

La presencia de un viento selectivo es válida al tener una SFR alta, porque los brotes de formación estelar contienen cúmulos estelares jóvenes masivos que inyectan la energía suficiente a burbujas galácticas que eyectan gas que no se mezcla con el ISM (Rodríguez-González et al. 2011). Los estallidos de esas burbujas pueden estar localizados en el centro galáctico o en una ubicación diferente, sin embargo, un estallido estelar descentrado es el mecanismo más efectivo para tener una pérdida significativa de metales por medio de burbujas sin perder masa de gas bien mezclado (Robles-Valdez et al. 2017).

Este escenario no afecta la masa de gas, ya que la mayoría del material perdido son metales, así que la disminución de la masa de gas (panel superior de la banda 2 color

rosa correspondiente a las **Fig. 4.1** y **Fig. 4.2**), se debe únicamente a la formación estelar, de acuerdo con lo estudiado por Romano et al. (2019). Romano et al., simulan el efecto causado por asociaciones OB, explosiones de supernovas y vientos estelares en el gas de una galaxia ultra débil, que tiene una fracción bariónica inicial muy similar a la de Sextans  $f_b \text{ Boötes I} (0) = 0.92 f_b \text{ Sextans} (0)$ . Concluyen que se puede eyectar una fracción significativa de metales del pozo de potencial del sistema sin perder masa de gas bien mezclado, y que la escasez de este gas que se observa en galaxias pequeñas deberá ser por otros factores y sugieren que son externos.

**Desde 1.25 Ga hasta 1.75 Ga: La tercera etapa**, es descrita por un escenario de viento galáctico bien mezclado que es coherente con la disminución de la SFR en esta etapa, más la reducción del yield del escenario previo. Esto último se puede explicar porque este escenario no afecta la concentración de la metalicidad, ya que el material (enriquecido y no enriquecido) se homogeniza en el ISM de la galaxia antes de ser salir; al conservar el yield reducido del escenario previo, la metalicidad continua con el 90.9% menos de los metales de la etapa previa.

Esta etapa es determinante en la evolución de la masa de gas. La masa de gas que se pierde es igual a  $2.71 \times 10^6 M_\odot$ , lo cual equivale al 34.3% de la masa de gas inicial. Esto significa que durante 0.5 Ga (duración de la etapa) se perdió el 41.5% de la masa de gas que se encontraba en la galaxia a 1.25 Ga.

La relevancia de esta etapa en la evolución de la masa de gas, nos lleva a revisar los procesos físicos que pueden provocar que las galaxias enanas esferoidales pierdan gas.

Ya que las galaxias enanas esferoidales tienen el pozo de potencial poco profundo, se creía que eran vulnerables de manera importante a diversos factores (internos ó externos) que podían remover gas de ellas. Los factores internos son: vientos galácticos, o retroalimentación de supernovas, lo cuales son causados por estrellas masivas que al morir calientan el gas, aumentando la energía térmica del ISM y de esta manera superando la energía gravitacional, eyectando material enriquecido (Weisz et al. 2015). Los factores externos son: las fuerzas de marea, presión de

extracción de ram (definida en inglés como ram pressure stripping) o el calentamiento del ISM por la época de reionización (Simpson et al. 2018).

De manera reciente en la literatura se reportan simulaciones donde las galaxias enanas con masas viriales actuales en un rango de  $10^9 M_{\odot} < M_{\text{virial}} < 10^{11} M_{\odot}$  pierden gas bien mezclado debido a que pudieron ser afectadas significativamente por efectos provocados por la reionización (Ledinauskas et al. 2018).

La época de la reionización inicia en  $z \sim 8.8$  ( $\sim 0.86$  Ga después del Big Bang) y finaliza en  $z \sim 6$  ( $\sim 1.23$  Ga después del Big Bang, Planck et al. 2015); a pesar de su corta duración ( $\sim 0.37$  Ga), al terminar esta época se pudo apagar la formación estelar dentro de los halos de materia oscura más pequeños (Bullock et al. 2000) o afectar la evolución de la SFR, en particular para las dSphs. Con base en esto en Ricotti & Gnedin (2005) clasifican a las dSphs como se menciona a continuación:

- a) Verdaderos fósiles: formaron la mayoría de sus estrellas antes de la reionización.
- b) Fósiles contaminados: formaron estrellas antes y después de la época de reionización.
- c) Sobrevivientes: formaron la mayoría de sus estrellas en tiempos posteriores a la época de la reionización.

En esta tercer etapa, la disminución abrupta de la SFR (panel inferior de la banda 3 color azul claro correspondiente a las **Fig. 4.1** y **Fig. 4.2**), nos sugirió un apagado y por ende una disminución abrupta de la  $M_{\text{gas}}$  (panel superior de la banda 3 color azul claro correspondiente a las **Fig. 4.1** y **Fig. 4.2**), la cual es explicada por un viento galáctico bien mezclado producido por efecto de la reionización. Debido a que la mayoría de la formación de sus estrellas fue antes del final de la época de reionización ( $t = 1.23$  Ga, Planck et al. 2015) como primera aproximación Sextans se puede clasificar como un “verdadero fósil”, tal como se menciona en el trabajo de Bettinelli et al. (2018).

## 4.2.- Descripción de las diferencias entre ambos CEMs y la masa de gas al final de la 4<sup>ta</sup> etapa

### 4.2.1.- “Modelo con efectos estocásticos (SEM)”

Desde 1.75 Ga hasta 2.5 Ga: La cuarta etapa, requiere una reducción de yield mayor que la reducción de yield de las dos etapas previas para reproducir  $Z(1.75 - 2.5 \text{ Ga})$ , la cual se propone es debido a efectos estocásticos en la IMF. Por los efectos estocásticos solo se producen el 1.2% del número de estrellas masivas que contaminaron el ISM en la 1<sup>ra</sup> etapa.

La presencia de los efectos estocásticos es válida al tener una SFR baja y la masa de gas en su valor mínimo (banda 4 color rosa de la **Fig. 4.1**), así que sugerimos que con el gas aún presente en la galaxia se generó la última población estelar con efectos estocásticos en la IMF, produciendo una metalicidad constante, ya que no se formaron muchas o ninguna estrella masiva, como lo explican en Carigi & Hernández (2008).

A pesar de que este CEM complejo no reproduce el dato de  $M_{\text{gas obs}} = 4 \times 10^3 M_{\odot}$ , la cual es muy baja, no se puede descartar, porque la única medición que se ha realizado se encontraba en el límite de detección del instrumento y no se tiene alguna otra medición actual, ni tenemos mayor información del tiempo  $t > 2.5 \text{ Ga}$  en la galaxia.

En resumen, en el primer CEM complejo, Sextans durante la primera etapa de 0 hasta 0.25 Ga se comportó como una caja cerrada, en la segunda etapa de 0.25 Ga hasta 1.25 Ga hubo vientos metálicos que reducen el yield al 9.09% del yield original, en la tercer etapa de 1.25 Ga hasta 1.75 Ga tuvo vientos galácticos bien mezclados que coincidieron con el fin de la época de reionización, y en la cuarta etapa de 1.75 Ga hasta 2.5 Ga sufrió efectos estocásticos en la IMF que reducen el yield igual al 1.1% del yield original.

#### 4.2.2.- “Modelo con vientos galácticos extremos (EWM)”

Desde 1.75 Ga hasta 2.5 Ga: La cuarta etapa, necesita un viento galáctico extremo para reproducir  $M_{\text{gas obs}}$  más una reducción de yield para reproducir  $Z(1.75 \text{ Ga} - 2.5 \text{ Ga})$ . Este escenario se propone que es causado por algún factor externo. Durante el viento galáctico extremo se pierden 3 órdenes de magnitud de masa de gas inicial, e implicaría la reducción de yield del 99.8% de los metales. Al perder una masa tan grande de gas, pero conservando el mismo número de estrellas, el enriquecimiento de las estrellas en poca masa de gas incrementa la metalicidad en este gas de manera drástica, así que para que coincida con la metalicidad observada, que es mucho menor, se requiere la reducción de yield del 99.8% de los metales.

La SFR es mínima en esta etapa, (banda 4 color morada de la **Fig. 4.2**), por lo que la pérdida de masa de gas por asociaciones OB, explosiones de supernovas o vientos estelares se descarta. Así que al no tener mayor información del tiempo  $t > 2.5 \text{ Ga}$  en la galaxia, la gran pérdida de gas en esta etapa solo podría explicarse por factores externos.

La imposición de la masa de gas observacional a 2.5 Ga es una restricción relevante, ya que no sabemos con certeza si la galaxia perdió toda la masa de gas en esa etapa. En caso de que  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) > M_{\text{gas obs}}$ , entonces una posibilidad que no se puede descartar son las interacciones que pudieron ocurrir en épocas posteriores a 2.5 Ga hasta 13.5 Ga, haciendo perder masa de gas a la galaxia.

Las interacciones entre una galaxia masiva y sus dSphs satélites son comunes, ya que estas galaxias pequeñas pueden sufrir mareas (Hammer et al. 2018). Por lo tanto, Sextans al ser una dSph satélite (a 86 kpc de distancia) de la Vía Láctea pudo sufrir fuerzas de marea por la fuerza gravitacional que ejerce la Vía Láctea en ella, para estudiar esto se requiere el uso de herramientas numéricas como simulaciones de N-cuerpos (Bournaud et al. 2006, Nichols et al. 2014).

En resumen en el segundo CEM complejo, Sextans durante las primeras tres etapas se comportó como el primer CEM complejo (SEM), y en la cuarta etapa desde 1.75 hasta 2.5 Ga hubo vientos galácticos extremos posiblemente por factores externos, que reducen la masa de gas un 99.9% de la masa de gas inicial y el yield al 0.01% del yield original, en caso de la masa de gas se reduce hasta el valor de la masa de gas observada actualmente.

### 4.3.- Abanico de CEMs al final de la 4<sup>ta</sup> etapa

Ambos modelos complejos, SEM y EWM, predicen una masa de gas diferente durante la cuarta etapa, y por lo tanto a 2.5 Ga:  $M_{\text{gas SEM}}(2.5 \text{ Ga}) = 1.434 \times 10^6 M_{\odot}$  y  $M_{\text{gas EWM}}(2.5 \text{ Ga}) = 4 \times 10^3 M_{\odot} = M_{\text{gas obs}}$ , a las que llamaremos máxima y mínima, respectivamente. Esto produce una amplia gama de posibilidades de masa de gas que puede perderse entre 1.75 y 2.5 Ga y por ende la masa de gas presente al final de la vida activa de la galaxia (a 2.5 Ga).

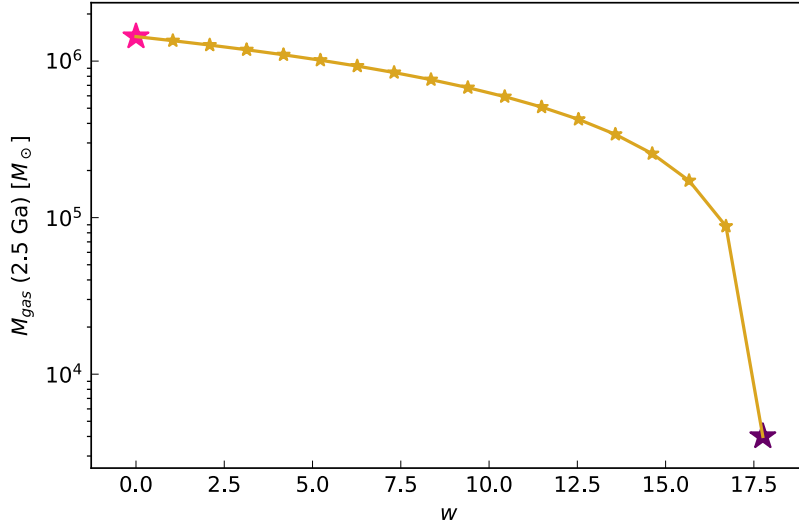
En cuanto al yield reducido, SEM y EWM, también se infieren valores diferentes a través de la cuarta etapa y por lo tanto a 2.5 Ga:  $Y_{\text{Z SEM}}^{\text{II}} = 1.3 \times 10^{-4}$  y  $Y_{\text{Z EWM}}^{\text{II}} = 2.3 \times 10^{-5}$ , a los que llamaremos máximo y mínimo, respectivamente. Esto produce una amplia gama de posibilidades de yield reducido necesario para reproducir un intervalo de metalicidad fija  $Z(1.75 \text{ Ga} - 2.5 \text{ Ga})$  a menos de un sigma.

De acuerdo a las diferencias en masas de gas y yields reducidos inferidos, es evidente que mientras más baja es la masa de gas en la galaxia a 2.5 Ga, es necesario un yield más reducido para reproducir un intervalo de metalicidad fija,  $Z(1.75 \text{ Ga} - 2.5 \text{ Ga})$  dentro de un sigma.

Debido a que la cantidad de masa de gas que puede perder la galaxia en los CEMs complejos, puede variar hasta en 3 órdenes de magnitud se calcularon las masas que se podrían tener a 2.5 Ga, con diferentes valores de eficiencias de pérdidas:  $w = [0, 17.7]$ , y  $\Delta w = 1$ , mediante la siguiente ecuación (ver ecuación **A.5** del **Apéndice A**):  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = M_{\text{gas}}(1.75 \text{ Ga}) - (1 + w) [M_{\star}(2.5 \text{ Ga}) - M_{\star}(1.75 \text{ Ga})]$ .



En la **Fig. 4.3** se muestran las masas de gas a 2.5 Ga con diferentes eficiencias de pérdida de masa de gas ( $w$ ).



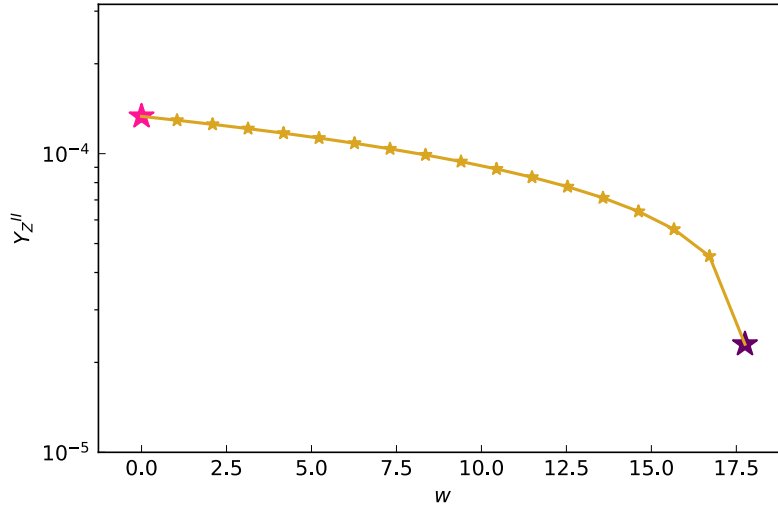
**Fig. 4.3. EFICIENCIA DE VIENTO ( $w$ ) ENTRE 1.75 Ga Y 2.5 Ga VS MASA DE GAS A 2.5 Ga**

Variación de la eficiencia del viento y la masa de gas a 2.5 Ga: estrellas amarillas. Valores obtenidos por los modelos de SEM ( $w = 0$ ,  $M_{\text{gas SEM}}(2.5 \text{ Ga}) = 1.434 \times 10^6 M_{\odot}$ ) y EWM ( $w = 17.7$ ,  $M_{\text{gas EWM}}(2.5 \text{ Ga}) = 4 \times 10^3 M_{\odot}$ ): estrella rosa y morada, respectivamente.

Debido a que el yield reducido puede variar hasta en un orden de magnitud en los CEMs complejos, se calcularon los yields reducidos necesarios para reproducir el intervalo de metalicidad fija:  $Z(1.75 \text{ Ga} - 2.5 \text{ Ga}) = [7.47 - 7.4] \times 10^{-4}$  (que se encuentra dentro de un sigma de  $Z_{\text{obs}}$ , y cuyo valor es  $Z(1.75 \text{ Ga} - 2.5 \text{ Ga}) = [7.5 - 7.5] \times 10^{-4}$ ), con los valores de  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga})$  obtenidos en la **Fig.4.3** mediante la siguiente ecuación (ver ecuación **A.6** del **Apéndice A**):

$$Z(2.5 \text{ Ga}) = - \frac{Y_Z}{1+w} \ln \left[ \frac{M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga})}{M_{\text{gas}}(1.75 \text{ Ga})} \right] + Z(1.75 \text{ Ga}).$$

En la **Fig. 4.4** se muestran los yields reducidos con diferentes eficiencias de pérdida de masa de gas ( $w$ ).



**Fig. 4.4. EFICIENCIA DE VIENTO ( $w$ ) ENTRE 1.75 Ga Y 2.5 Ga VS YIELD REDUCIDO**

Variación de la eficiencia y el yield reducido necesario para reproducir un intervalo de metalicidad fija dentro de un sigma, ver **Fig. 3.6**,

$Z(1.75 \text{ Ga} - 2.5 \text{ Ga}) = [7.47 - 7.4] \times 10^{-4}$  : estrellas amarillas. Valores requeridos en los modelos de SEM ( $w=0$ ,  $M_{\text{gas SEM}}(2.5 \text{ Ga}) = 1.434 \times 10^6 M_{\odot}$ ) y EWM ( $w = 17.7$ ,

$M_{\text{gas EWM}}(2.5 \text{ Ga}) = 4 \times 10^3 M_{\odot}$ ): estrella rosa y morada, respectivamente.

#### **4.4.- Comparación de los CEMs complejos de este trabajo y 3 trabajos reportados previamente en la literatura**

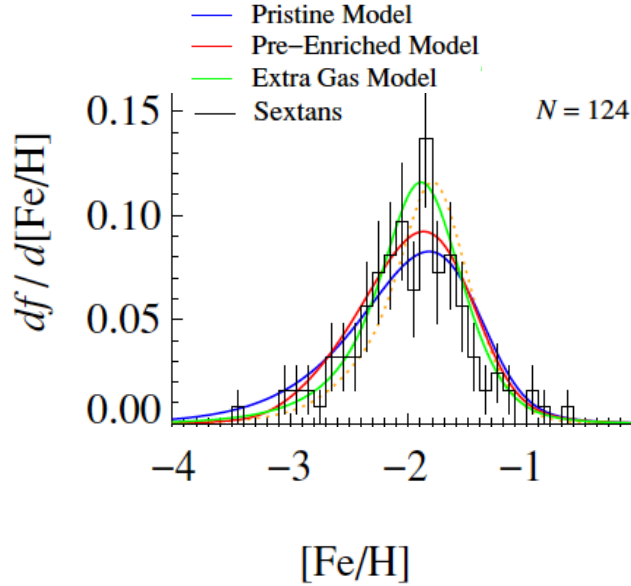
Discutidas las semejanzas y diferencias entre nuestros dos mejores CEMs inferidos, en esta sección mostramos la discusión de las semejanzas y diferencias entre nuestro trabajo y CEMs reportados previamente en la literatura. Para realizar las comparaciones se toman como ejemplos a Kirby et al. 2011a, Kirby et al. 2011b y Homma et al. 2015, porque los resultados obtenidos en cada trabajo y la manera de obtenerlos no se parecen entre ellos. Las comparaciones solo pueden ser generales debido a que los 4 trabajos se realizan bajo suposiciones, restricciones y parámetros (entrada y salida) diferentes.

#### **4.4.1.- Comparación entre nuestros CEMs complejos y los de Kirby et al. (2011a)**

El objetivo del trabajo de Kirby et al. (2011a) (a partir de aquí abreviado como K11a), fue ajustar tres CEMs analíticos con aproximación de reciclaje instantáneo (IRA), a la función de distribución de metales (MDF), para inferir el escenario físico que mejor describa la historia química de Sextans. Argumentan que aunque el uso de IRA no reproduce bien la MDF de elementos como el hierro (elementos que se producen en escalas temporales largas), los ajustes son una primer aproximación. A diferencia de K11a, los dos mejores CEMs de nuestro trabajo (ver sección **3.4.1** y **3.4.2** del **Capítulo 3**) no están restringidos por la MDF, sin embargo, los modelos son comparables porque en ambos trabajos se utiliza IRA y se proponen escenarios físicos similares.

Los CEMs que ajustan en K11a los denominan: caja con flujos de salida “Leaky box” y gas adicional. El modelo con flujos de salida, lo diferencian entre dos tipos: prístino y pre-enriquecido, en ambos la galaxia solamente pierde gas. El modelo prístino implica que el flujo de salida de gas es de composición primordial (sin metalicidad inicial), el modelo pre-enriquecido implica que el flujo de salida de gas si contiene un enriquecimiento inicial y el modelo de gas adicional, implica que la galaxia acreta gas primordial disponible para formar estrellas antes que la SFR se vuelva cero.

En la **Fig. 4.5** se muestra el ajuste de los CEMs (prístino, pre-enriquecido y gas adicional) a la MDF de K11a.



**Fig. 4.5. MODELOS REPORTADOS POR KIRBY ET AL. (2011a)**

Función de distribución de metales y sus respectivos errores (histograma de líneas negras, líneas continuas negras, respectivamente). Modelo prístino (línea continua azul). Modelo pre-enriquecido (línea continua roja). Modelo de gas adicional (línea continua verde).

Como se observa en la **Fig. 4.5**, el modelo analítico de gas adicional es el que mejor describe la MDF, y por ende la historia química de Sextans para K11a. El resultado es interpretado para la población más interna de la galaxia, porque la MDF corresponde a estrellas de la región central ( $r = 21.4'$ ). En Battaglia et al. (2010) comentan que Sextans tiene un gradiente de metalicidad, donde la parte interna es más joven que la externa, con base en esto, en K11a concluyen que el modelo de gas adicional reproduce mejor la MDF porque la caída de gas adicional formó esas estrellas en tiempos posteriores a la región externa.

El modelo de gas adicional es similar al escenario físico de esta tesis llamado escenario de acreción primordial (PAM, ver sección **2.3.2** del **Capítulo 2**). En nuestro trabajo, PAM fue descartado de nuestros dos mejores CEMs que infieren la historia química (ver sección **3.4.1** y **3.4.2** del **Capítulo 3**), porque la SFH (parámetro de entrada) no tiene coherencia con este escenario (ver **C.3** y **C.4** del **Apéndice C**) debido a que la caída de gas primordial tendría un efecto directo en la SFH incrementándola y esto no ocurre (ver **Fig. 3.3** del **Capítulo 3**). A diferencia de K11a, en nuestro trabajo utilizamos la SFH escalada a toda la galaxia como parámetro de entrada,

esto es una ventaja para no sobreestimar la masa de gas que forma estrellas, como en el caso de K11a, donde requirieron masa de gas adicional.

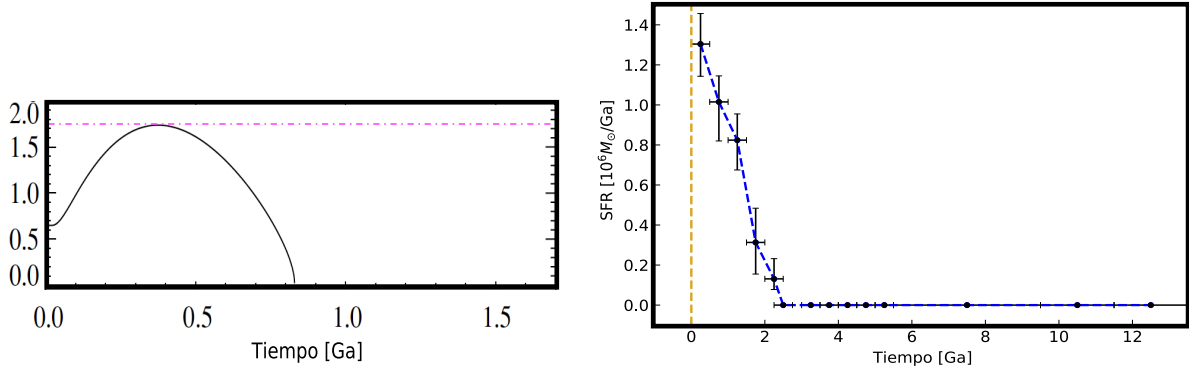
#### **4.4.2.- Comparación entre nuestros CEMs complejos y los de Kirby et al. (2011b)**

El objetivo del trabajo de Kirby et al. (2011b) (a partir de aquí abreviado como K11b) fue inferir la SFH, retroalimentación estelar y las explosiones de supernovas tipo Ia y II, a partir de cocientes de abundancias de elementos alfa:  $[Mg/Fe]$ ,  $[Si/Fe]$ ,  $[Ca/Fe]$  y  $[Ti/Fe]$ , mediante un CEM numérico sin IRA. A diferencia de K11b, nuestros CEMs si se realizan con IRA, sin embargo, los modelos son comparables en los siguientes dos aspectos: 1) las SFHs y 2) los flujos de gas inferidos (entrantes y salientes).

##### **4.4.2.1.- Diferencias entre las SFHs**

Las SFHs de ambos trabajos se utilizaron como diferentes tipos de parámetros; en el trabajo de K11b es un parámetro de salida y en nuestro trabajo la SFH es un parámetro de entrada.

En la **Fig. 4.6** se muestran en el panel izquierdo la SFH inferida por K11b y en el panel derecho la SFH utilizada para los CEMs de este trabajo.



**Fig. 4.6. SFH POR KIRBY ET AL. (2011b) (PARÁMETRO DE SALIDA) Y SFH UTILIZADA POR ESTE TRABAJO (PARÁMETRO DE ENTRADA)**

Panel izquierdo: SFH (parámetro de salida) inferida por Kirby et al. (2011b) (línea continua negra). Línea rosa: valor máximo de la SFH inferida por Kirby et al. (2011b).

Panel derecho: SFH inferida por S.H. (cruces negras) y utilizada como parámetro de entrada en los CEMs de este trabajo (línea punteada azul). Línea dorada: 0 Ga, representa el inicio de la edad de Sextans. Escalas temporales en edad (13.5 Ga representa el tiempo actual).

Como se observa en la **Fig. 4.6**, la SFH inferida por K11b (panel izquierdo), describe la época más temprana de la historia de la galaxia (0 ~ 0.82 Ga), con un máximo ( $\sim 1.7 \times 10^6 M_{\odot}/\text{Ga}$ ) al tiempo  $\sim 0.4$  Ga y la SFH que se utiliza como parámetro de entrada en esta tesis (panel derecho), describe épocas de tempranas a intermedias, siendo de esta manera más prolongada (0 - 2.5 Ga), con un máximo ( $1.3 \times 10^6 M_{\odot}/\text{Ga}$ ) al tiempo 0.25 Ga. Se observa que la duración de la SFH de esta tesis tiene aproximadamente el doble de la duración que la SFH inferida por K11b y por lo tanto, brinda mayor información a épocas más tardías ( $\sim 0.82 - 2.5$  Ga).

La diferente duración de las SFHs en cada trabajo se debe a la época de la reionización. En K11b consideran que la época de la reionización inicia 0.5 Ga posteriores a la formación de las primeras estrellas en la galaxia (Ricotti & Gnedin 2005) y es el mecanismo principal que apaga la formación estelar, con base en esto explican que la formación de todas las estrellas sucede en una época más temprana y por lo tanto su SFH inferida no es prolongada ( $\sim 0.82$  Ga).

En esta tesis, a partir de la SFH que es más extendida (2.5 Ga), sabemos que la formación de todas las estrellas sucede en épocas de tempranas a intermedias y el inicio del apagamiento a 1.25 Ga coincide con el fin de la época de la reionización (1.23 Ga, Planck 2015).

Esta discrepancia en el impacto de la época de la reionización en las SFHs de ambos trabajos se debe al método para obtenerlas. En K11b la SFH resulta de inferir una historia química que reproduzca una MDF, este método de obtención de SFH es poco fiable por dos razones: i) el conteo de estrellas para la MDF no es completo, particularmente para estrellas de las primeras generaciones estelares y ii) el número de parámetros libres necesarios para la inferencia del CEM.

Por el contrario la inferencia de la SFH y la  $Z(t)$  de nuestros datos ha sido precisa (ver sección **3.1.1**) así que podemos concluir que el resultado obtenido en esta tesis acerca del impacto de la época de la reionización en el apagado de la formación estelar de Sextans es más fiable.

#### **4.4.2.2.- Diferencias entre los flujos de gas (entrantes y salientes)**

El trabajo de K11b dio como resultado que la galaxia tuvo a lo largo de su vida flujos de gas entrantes (gas primordial) y salientes (vientos producidos por supernovas) simultáneamente. Aunque argumentan necesarios ambos tipos de flujos para reproducir sus observables (abundancias de elementos químicos) catalogan a Sextans como una galaxia dominada por flujos salientes de gas. A pesar de que nosotros utilizamos IRA, llegamos a la conclusión que la galaxia fue dominada por flujos salientes de gas (bien mezclado o metálicos) en consenso con los resultados de K11b; pero a diferencia de K11b, descartamos flujo entrante de gas (primordial) en alguna etapa, porque la caída del gas primordial tendría un efecto directo en la SFH incrementándola y esto no ocurre (ver **Fig. 4.6** panel derecho).

Adicional a la discusión, es importante comentar que los resultados obtenidos por K11a y K11b son diferentes entre sí; en el primer caso infieren que la galaxia

tiene solamente flujo de entrante de gas, mientras que en el segundo caso hay flujos simultáneos entrantes y salientes de gas. A partir de esto podemos llegar a la conclusión que el uso de IRA y la MDF puede cambiar las historias químicas inferidas de manera importante.

#### **4.4.3.- Comparación entre nuestros CEMs complejos y los de Homma et al. (2015)**

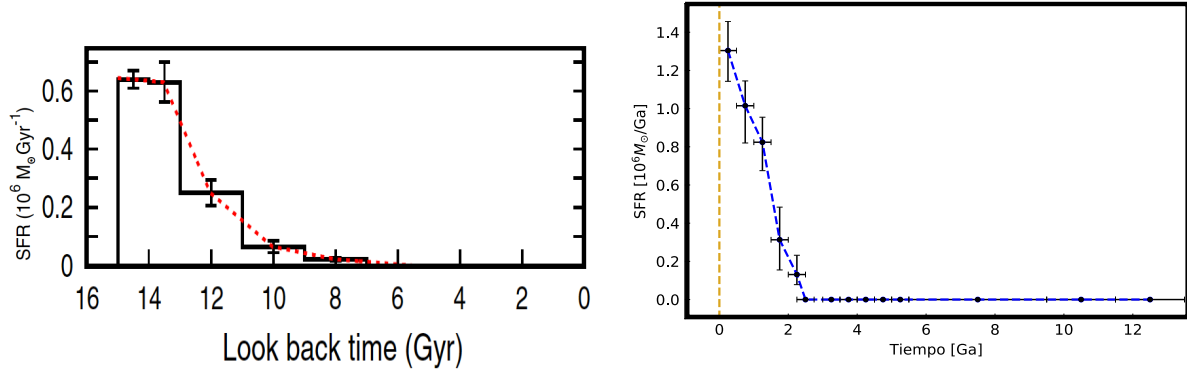
El objetivo del trabajo de Homma et al. (2015) (a partir de aquí abreviado como H15), fue explicar simultáneamente la MDF (K11a) y la SFH derivada del diagrama color-magnitud (Lee et al. 2009), mediante un CEM sin IRA. A diferencia de H15, nuestros CEMs si se realizan con IRA y no estan restringidos por la MDF, sin embargo, los modelos son comparables en los dos siguientes aspectos: 1) las SFHs y 2) los flujos de gas inferidos (entrantes y salientes).

##### **4.4.3.1.- Diferencias entre las SFHs**

Las SFHs de ambos trabajos se utilizaron como parámetro de entrada.

En la **Fig. 4.7** se muestra en el panel izquierdo la SFH utilizada en H15 y en el panel inferior izquierdo la SFH utilizada para los CEMs de este trabajo.



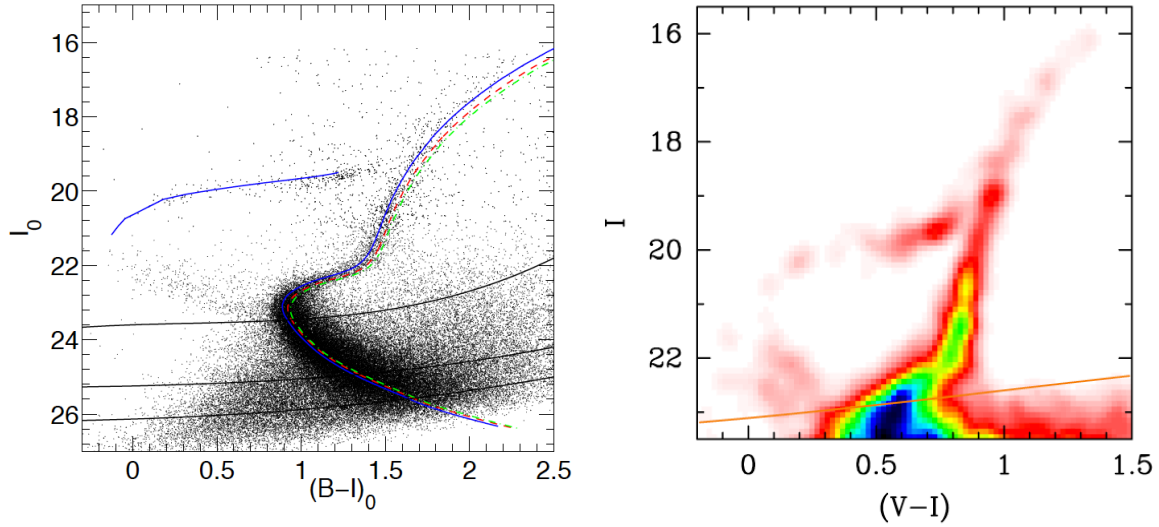


**Fig. 4.7. SFH POR HOMMA ET AL. (2015) Y SFH UTILIZADA POR ESTE TRABAJO**

Panel izquierdo: SFH inferida por Lee et al. (2009) (histograma), SFH utilizada por Homma et al. (2015) (línea punteada roja), escala temporal en look back time (0 Ga representa el tiempo actual). Panel derecho: Idéntico al panel derecho de la **Fig. 4.6.** , escala temporal en edad (13.5 Ga representa el tiempo actual)

Como se observa en la **Fig. 4.7**, la SFH utilizada en H15 (panel izquierdo), es más prolongada (0 ~ 8 Ga), con un valor máximo ( $\sim 0.6 \times 10^6 M_{\odot}/\text{Ga}$ ) al tiempo  $\sim 0.5$  Ga. Por el contrario la SFH utilizada en esta tesis (panel derecho) es menos prolongada comparándola con la de H15 (0 - 2.5 Ga), con un valor máximo ( $1.3 \times 10^6 M_{\odot}/\text{Ga}$ ) al tiempo 0.25 Ga que es superior. Se observa que el brote de la SFH de esta tesis, es el doble de intenso que el brote de la SFH de H15. Debido a que en la inferencia de ambas SFHs, se excluyen las estrellas azules rezagadas, la diferencia en duración, se debe al número de estrellas que conformaron cada diagrama color - magnitud.

En la **Fig. 4.8**, se muestran los CMDs observacionales de los cuales se derivaron las SFHs de cada trabajo.



**Fig. 4.8. DIAGRAMAS COLOR - MAGNITUD**

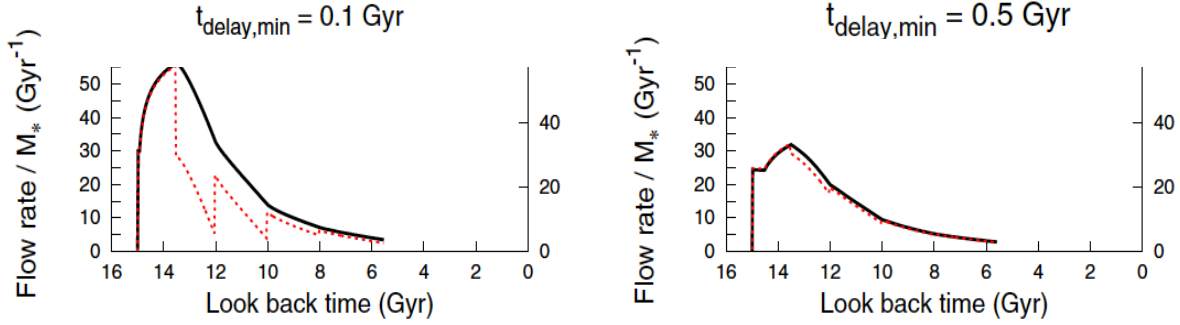
Panel izquierdo: CMD observado por Bettinelli et al. (2018) del cual se infirió la SFH de esta tesis. Panel derecho: CMD observado por Lee et al. (2009) del cual se infirió la SFH de H15.

Como se observa en la **Fig. 4.8** el CMD que se utilizó para inferir la SFH de esta tesis (panel izquierdo) es más profundo y con un mayor número de estrellas ( $\sim 86000$  estrellas), en comparación con el CMD que se utilizó para inferir la SFH de H15 (panel derecho), que es menos profundo y con un menor número de estrellas ( $\sim 5000$  estrellas). Por lo tanto la SFH de esta tesis recupera mayor información (brote más intenso) a magnitudes mayores (poblaciones estelares más viejas).

#### **4.4.3.2.- Diferencias entre los flujos de gas (entrantes y salientes)**

Los flujos inferidos en H15 se realizaron a partir de dos tiempos de retraso del momento en que las supernovas tipo Ia enriquecen el ISM (0.1 Ga y 0.5 Ga), que dieron como resultado que la galaxia tuvo a lo largo de su vida flujos de gas entrantes (gas primordial) y salientes (producidos por vientos debido a un gran número de supernovas colectivamente) simultáneamente.

En la **Fig. 4.9** se muestran los flujos de gas resultantes de los modelos de H15.



**Fig. 4.9. EVOLUCIÓN DE LOS FLUJOS DE GAS EN LOS CEMs POR HOMMA ET AL. (2015)**

Panel izquierdo y derecho: evolución de los flujos de gas con un tiempo de retraso de enriquecimiento por supernovas Ia de 0.1 Ga y 0.5 Ga, respectivamente. Flujos entrantes y salientes: líneas punteadas rojas y líneas continuas negras, respectivamente.

Escala temporal en look back time (0 Ga representa el tiempo actual).

Como se observa en la **Fig. 4.9** el tipo de flujo (entrante o saliente) que predomina depende del tiempo de retraso. Para cuando el tiempo de retraso es  $t = 0.1$  Ga (panel izquierdo), domina el flujo saliente de gas, particularmente a épocas medias de la vida de la galaxia (13 - 8 Ga), mientras que cuando  $t = 0.5$  Ga (panel derecho) los flujos entrantes y salientes en promedio están en la misma magnitud a lo largo de la vida de la galaxia. Por lo contrario, en nuestros CEMs inferimos que solo hay flujos salientes de gas (bien mezclado y metálico) como se explicó previamente en la comparación entre nuestros CEMs y K11a (ver sección 4.4.1).

En conclusión, en esta sección hemos visto que para realizar comparaciones directas, cuantitativas y más precisas entre diferentes modelos de evolución química es necesario que las suposiciones, aproximaciones y parámetros (entrada y salida), sean parecidos, de lo contrario las historias inferidas pueden ser muy diferentes entre sí. Sin embargo, de manera general podemos decir que los modelos inferidos en esta tesis aportan mayor información que K11a, porque SEM y EWM infieren los diferentes escenarios que tuvo la galaxia mientras hubo formación estelar (2.5 Ga). Pero comparando SEM y EWM con los modelos de K11b y H15, no podemos diferenciar el mejor modelo de evolución química, porque K11b y H15 no se realizan bajo IRA.

# Capítulo 5

## CONCLUSIONES

En esta tesis, los modelos analíticos de evolución química (CEMs) para Sextans fueron construidos bajo la aproximación de reciclaje instantáneo, además consideramos como principal parámetro de entrada la historia de formación estelar (SFH) y como principal restricción observacional la historia de metalicidad, ( $Z(t)$ ). Con base en estos CEMs se ha llegado a las siguientes conclusiones:

1. La historia química de Sextans no puede ser reproducida por un único escenario físico, por lo que su evolución fue compleja, es decir, conformada por varios escenarios.
2. Inferimos 2 historias químicas extremas mediante dos CEMs complejos: i) con efectos estocásticos (SEM) y ii) con vientos galácticos extremos (EWM). Ambos modelos están divididos en 4 etapas, y en cada etapa se trata de que la evolución de la masa de gas ( $M_{\text{gas}}$ ) refleje el comportamiento general de la SFH. Las primeras 3 etapas en SEM y EWM son idénticas, mientras que la última etapa está degenerada ya que no se tienen suficientes restricciones observacionales, o inferencias por simulaciones, después de la 4<sup>ta</sup> etapa. Las cuartas etapas de los modelos SEM y EWM que se proponen son casos extremos (sin pérdida de gas o con la máxima pérdida de gas bien mezclado, respectivamente).
3. Explícitamente las etapas son las siguientes:

1<sup>ra</sup> etapa: (0 - 0.25 Ga): la galaxia se comportó como una caja cerrada; se ha supuesto que los flujos de entrada y salida de gas se compensaron al principio de la evolución.

2<sup>da</sup> etapa: (0.25 - 1.25 Ga): la galaxia presentó una reducción de yield; con la cual perdió el 90.9% de los metales producidos y eyectados por las estrellas que murieron en esta etapa, se propone que fue a través de vientos galácticos metálicos.

3<sup>ra</sup> etapa: (1.25 - 1.75 Ga): la galaxia sufrió un viento galáctico bien mezclado; con el cual perdió el 34.3% de la masa de gas inicial; se propone que fue debido a efecto de la reionización.

4<sup>ta</sup> etapa: (1.75 - 2.5 Ga):

a) SEM: Si Sextans perdió su gas, y por lo tanto se convirtió en enana esferoidal tiempo después de terminar la formación estelar (a  $t > 2.5$  Ga), entonces el gas en esta 4<sup>ta</sup> etapa se enriqueció solo por el 1.2% del número de estrellas masivas que contaminaron el ISM en la 1<sup>ra</sup> etapa; se propone que la causa es la baja formación de estrellas masivas, explicada por efectos estocásticos en la función inicial de masa.

b) EWM: Si Sextans, perdió su gas y por lo tanto se convirtió en enana esferoidal a 2.5 Ga ( $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = M_{\text{gas obs}}$ ), entonces en esta 4<sup>ta</sup> etapa se perdió el 99.9% de su masa de gas inicial a través de vientos galácticos extremos más una reducción de estrellas masivas al 0.2% del valor inicial; se propone que las causas son factores extragalácticos.

4. Se proponen otros 16 modelos aplicables a la 4<sup>ta</sup> etapa, imponiendo otros 16 valores para la masa de gas a 2.5 Ga. De acuerdo a lo esperado, a mayor  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga})$ , menor eficiencia del viento y mayor porcentaje de estrellas masivas que enriquecen el gas.

5. Los escenarios físicos dominantes en la historia de la galaxia varían dependiendo del CEM complejo que consideremos. Los siguientes porcentajes están dados con respecto al tiempo de vida activa de la galaxia, donde  $100\% = 2.5 \text{ Ga}$ .

Para el modelo SEM:

- El 10% se comporta como una caja cerrada.
- El 70% tiene reducciones de yield, posiblemente debido a pérdida de metales por fuentes galácticas (durante el 40%) y a formación de pocas estrellas masivas (durante el 30%).
- El 20% sufre pérdida de masa de gas a través de vientos galácticos bien mezclados, probablemente por efecto de la época de la reionización.

Para el modelo EWM:

- El 10% se comporta como una caja cerrada.
- El 40% tiene reducciones de yield debido a pérdida de metales por fuentes galácticas.
- El 50% sufre pérdida de masa de gas a través de vientos galácticos bien mezclados, probablemente por efecto de la época de la reionización (durante el 20%) y a factores extragalácticos (durante el 30%).

6. Los dos mejores CEMs inferidos en esta tesis (SEM y EWM) son comparables con otros trabajos previos de la literatura de la siguiente manera general:

- Los CEMs inferidos en esta tesis aportan mayor información que los CEMs inferidos por Kirby et al. 2011a, debido a que diferencian los distintos escenarios físicos que hubo durante la evolución de Sextans.
- Debido a que los CEMs inferidos en esta tesis (SEM y EWM) se trabajan bajo IRA, contrario a los CEMS inferidos por Kirby et al. 2011b, no es posible diferenciar el mejor modelo. Sin embargo, la SFH

inferida que se utilizó como parámetro de entrada en esta tesis es más confiable por ser resultado de un CMD profundo, en comparación con la SFH inferida de Kirby et al. 2011b, la cual es resultado de una MDF cuyo conteo de estrellas es poco preciso a bajas metalicidades.

- Debido a que los CEMs inferidos en esta tesis (SEM y EWM) se trabajan bajo IRA, contrario a los CEMS inferidos por Homma et al. 2015, no es posible diferenciar el mejor modelo. Sin embargo, ambos modelos coinciden que la evolución química de Sextans fue dominada por flujos salientes de gas.

# APÉNDICE A

## Ecuaciones de los escenarios de CEMs con continuidad en un intervalo dado

En este apéndice se muestran las ecuaciones evolutivas de la metalicidad,  $Z(t)$ , y la masa de gas,  $M_{\text{gas}}(t)$ , para los 4 diferentes escenarios, (ver sección **2.3** del **Capítulo 2**), pero en un intervalo entre  $t_1$  y  $t_2$ , donde  $t_1 \neq 0$ .

Nótese que independientemente del escenario,

$$M_{\star}(t_2) - M_{\star}(t_1) = (1-R) \int_{t_1}^{t_2} \psi(t) dt$$

### Escenario de Caja Cerrada (CBM)

$$M_{\text{gas}}(t_2) = M_{\text{gas}}(t_1) - [M_{\star}(t_2) - M_{\star}(t_1)] \quad (\text{A.1})$$

$$Z(t_2) = -Y_Z \ln \left[ \frac{M_{\text{gas}}(t_2)}{M_{\text{gas}}(t_1)} \right] + Z(t_1) \quad (\text{A.2})$$

### Escenario de Acreción Primordial (PAM)

$$M_{\text{gas}}(t_2) = M_{\text{gas}}(t_1) - (1 - a) [M_{\star}(t_2) - M_{\star}(t_1)] \quad (\text{A.3})$$



$$Z(t_2) = \frac{Y_Z}{a} \left[ 1 - \left( \frac{M_{\text{gas}}(t_2)}{M_{\text{gas}}(t_1)} \right)^{\frac{a}{1-a}} \right] + Z(t_1) \left[ \left( \frac{M_{\text{gas}}(t_2)}{M_{\text{gas}}(t_1)} \right)^{\frac{a}{1-a}} \right] \quad (\text{A.4})$$

**Escenario de Viento Galáctico bien Mezclado (WWM)**

$$M_{\text{gas}}(t_2) = M_{\text{gas}}(t_1) - (1 + w) [M_{\star}(t_2) - M_{\star}(t_1)] \quad (\text{A.5})$$

$$Z(t_2) = - \frac{Y_Z}{(1 + w)} \ln \left[ \frac{M_{\text{gas}}(t_2)}{M_{\text{gas}}(t_1)} \right] + Z(t_1) \quad (\text{A.6})$$

**Escenario de Yield Reducido (RYM)**

$$M_{\text{gas}}(t_2) = M_{\text{gas}}(t_1) - [M_{\star}(t_2) - M_{\star}(t_1)] \quad (\text{A.7})$$

$$Z(t_2) = - \frac{Y_Z}{e} \ln \left[ \frac{M_{\text{gas}}(t_2)}{M_{\text{gas}}(t_1)} \right] + Z(t_1) \quad (\text{A.8})$$

# APÉNDICE B

## Infiriendo el viento galáctico bien mezclado

En este apéndice se explica a detalle el cálculo para inferir la eficiencia del viento galáctico bien mezclado (WWM) entre 1.25 Ga y 1.75 Ga, que corresponde a la tercera etapa de los modelos complejos SEM y EWM (ver sección **3.4.1** y **3.4.2**).

Al desconocer la  $M_{\text{gas}}$  (1.75 Ga), no podemos calcular la eficiencia de la pérdida de masa de gas bien mezclado ( $w$ ). Por lo tanto, a partir de la SFR (1.75 Ga) hallaremos la  $M_{\text{gas}}$  (1.75 Ga), suponiendo ( $\text{SFR} \propto M_{\text{gas}}$ ).

La ley de Schmidt (Schmidt 1959) relaciona la tasa de formación estelar con la densidad de masa de gas a través de la siguiente expresión:

$$\sum_{M_V} \text{SFR} = v(\mathcal{M}_{\text{gas}})^n \quad (\text{B.1})$$

donde  $\sum_{M_V} \text{SFR}$  es la tasa de formación obtenida a partir de todas las estrellas con magnitud absoluta en la banda del visible,  $v$  una constante de proporcionalidad que indica la eficiencia de convertir la masa de gas presente en masa de estrellas formadas,  $\mathcal{M}_{\text{gas}}$  es la densidad superficial de gas y  $n$  una ley de potencias.

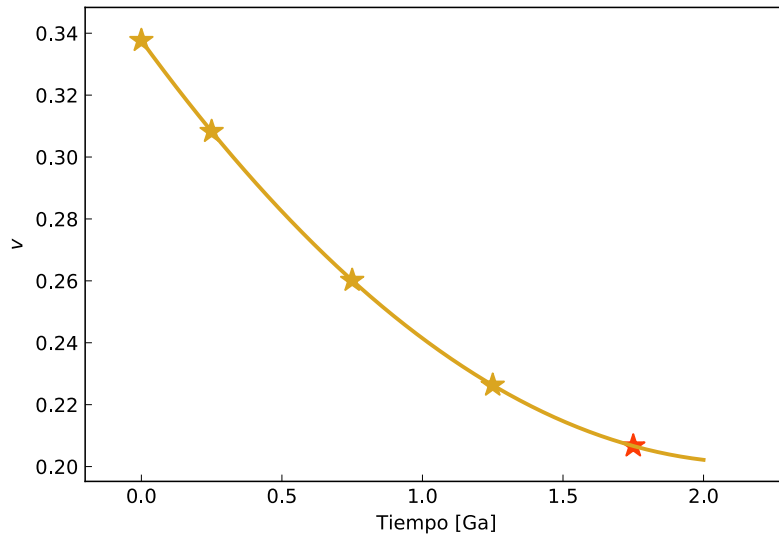
Por simplicidad, en este trabajo se impondrá que:

- 1.-  $n = 1$
- 2.-  $\sum_{M_V} \text{SFR}(t) = \text{SFR}(t)$ , donde la SFR son los valores del parámetro de entrada utilizado en los modelos (ver **Fig. 3.3**).
- 3.-  $\mathcal{M}_{\text{gas}} = M_{\text{gas}}(t)$ , donde  $M_{\text{gas}}(t)$  son las masas de gas que fueron inferidas por los modelos para  $t \leq 1.25$  Ga.

Entonces, de la ecuación (**B.1**), se obtiene

$$v(t) = \frac{\text{SFR}(t)}{M_{\text{gas}}(t)} \quad (\text{B.2})$$

A partir de la ecuación (**B.2**), se obtiene  $v$  para los tiempos iniciales y finales de la 1<sup>ra</sup> y 2<sup>da</sup> etapas (0 Ga, 0.25 Ga, 0.75 Ga y 1.25 Ga) de los modelos complejos. Posteriormente se realiza un ajuste de un polinomio de segundo grado a los 4 valores de  $v$ , y se extrapola este ajuste para calcular  $v(1.75 \text{ Ga})$ , ver **Fig. B.1**.



**Fig. B.1. EVOLUCIÓN DE  $v$**

Estrellas doradas:  $v$  para: 0 Ga, 0.25 Ga, 0.75 Ga, 1.25 Ga.

Línea dorada: ajuste de segundo orden obtenido a partir de las 4 estrellas doradas.

Estrella naranja:  $v$  a 1.75 Ga obtenido del ajuste de segundo grado.

Con el valor obtenido de  $v(1.75 \text{ Ga})$  y la  $SFR(1.75 \text{ Ga})$  de nuestro parámetro de entrada, se calcula la  $M_{\text{gas}}(1.75 \text{ Ga})$ , mediante la ecuación **(B.2)**. Finalmente, con el valor de la  $M_{\text{gas}}(1.75 \text{ Ga})$  y la ecuación (ver ecuación **A.5** del **Apéndice A**):

$$M_{\text{gas}}(1.75 \text{ Ga}) = M_{\text{gas}}(1.25 \text{ Ga}) - (1 + w)[M_{\star}(1.75 \text{ Ga}) - M_{\star}(1.25 \text{ Ga})]$$

se obtiene la eficiencia de la pérdida de masa de gas:  $w = 12.3$ .

# APÉNDICE C

## Algunos modelos complejos explorados

Durante el desarrollo de este trabajo se exploraron diversos modelos complejos para inferir la historia química de Sextans. En este apéndice se describirán los 5 modelos complejos que reproducen la historia de metalicidad, pero que fueron descartados porque la evolución de la masa de gas inferida no tiene coherencia con el comportamiento general de la SFH. Se mencionarán las ecuaciones de los diferentes escenarios de evolución química presentados en la sección **2.3** del **Capítulo 2** y del **Apéndice A**.

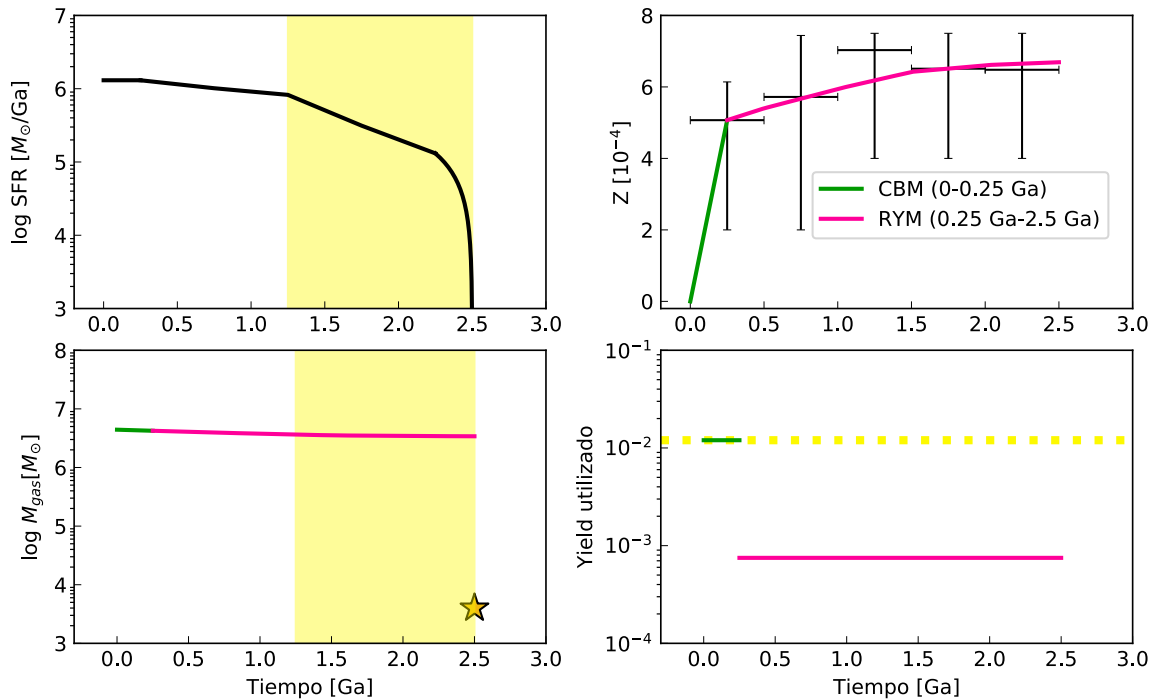
### C.1. CBM (0.0 - 0.25 Ga), RYM (0.25 - 2.5 Ga)

**1<sup>ra</sup> etapa:** entre 0 y 0.25 Ga. Caja cerrada (CBM) con yield original  $Y_Z = 0.012$ . Imponiendo el valor de  $Z(0.25 \text{ Ga}) = 5.07 \times 10^{-4}$  en la ecuación **(2.20)**, obtenemos la  $M_{\text{gas}}(0.25 \text{ Ga})$  en función de la  $M_{\text{gas}}(0)$ , y por la ecuación **(2.19)** resulta que  $M_{\text{gas}}(0) = 4.41 \times 10^6 M_{\odot}$  y  $M_{\text{gas}}(0.25 \text{ Ga}) = 4.23 \times 10^6 M_{\odot}$ .

**2<sup>da</sup> etapa:** entre 0.25 Ga y 2.5 Ga. Reducción de yield (RYM). Sabiendo que  $M_{\text{gas}}(0.25 \text{ Ga}) = 4.23 \times 10^6 M_{\odot}$ , con la ecuación **(A.7)** se infiere que la  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = 3.4 \times 10^6 M_{\odot} = 852 M_{\text{gas obs}}$ . Con esto e imponiendo los valores  $Z(0.25 \text{ Ga}) = 5.07 \times 10^{-4}$  y  $Z(2.5 \text{ Ga}) = 6.69 \times 10^{-4}$  en la ecuación **(A.8)**, se infiere un yield reducido ( $Y_Z^I$ ) igual al 6.25% del yield original ( $e = 16$ ).

En la **Fig. C.1** se muestran las curvas evolutivas de  $M_{\text{gas}}$ ,  $Z$  y  $Y_Z$  inferidas por este modelo. En la misma figura se muestra  $\text{SFR}(t)$  con el fin de comparar el comportamiento general de  $M_{\text{gas}}$  con la SFH.

Este modelo queda descartado principalmente porque la evolución de la  $M_{\text{gas}}$  inferida para  $t > 1.25$  Ga (banda amarilla) no tiene coherencia con la disminución abrupta de la SFR que comienza en ese mismo intervalo. En particular, la  $M_{\text{gas}}$  disminuye muy poco relativamente a la disminución de la SFR.



**Fig. C.1. MODELO CBM (0.0 - 0.25 Ga), RYM (0.25 - 2.5 Ga)**

Evolución de: SFR (panel superior izquierdo), masa de gas (panel inferior izquierdo), metalicidad (panel superior derecho) y yield utilizado (panel inferior derecho). Predicciones del modelo: líneas continuas de colores. Escenarios representados por las líneas continuas:

Caja cerrada CBM (línea verde), Yield reducido RYM (línea rosa).

Estrella y línea punteada amarilla: masa de gas observada y yield original (ver sección **3.1**), respectivamente. Banda amarilla vertical: Intervalo en que la SFR y la  $M_{\text{gas}}$  no son coherentes. Puntos negros y cruces: datos observacionales como **Fig. 3.4**.

## **C.2. CBM (0.0 - 0.25 Ga), RYM (0.25 - 1.25 Ga), WWM (1.25 - 2.50 Ga)**

**1<sup>ra</sup> etapa:** entre 0 y 0.25 Ga. Idéntica a la 1<sup>ra</sup> etapa del **C.1**.

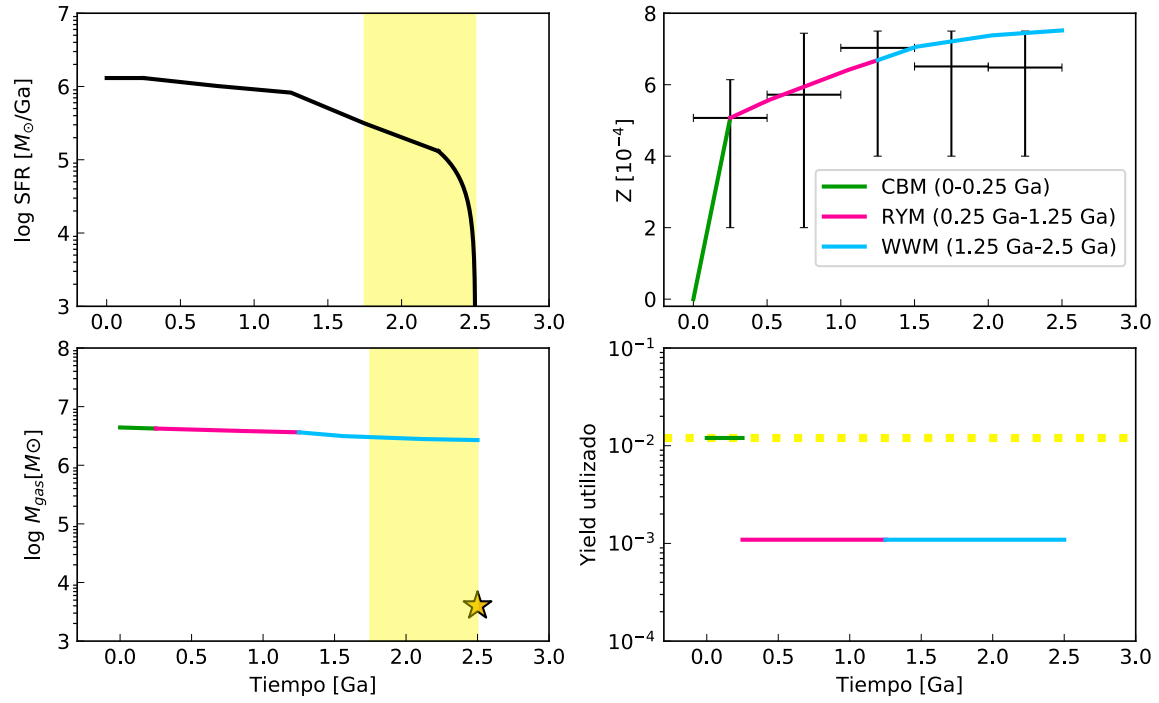
**2<sup>da</sup> etapa:** entre 0.25 Ga y 1.25 Ga. Reducción de yield (RYM). Sabiendo que  $M_{\text{gas}}(0.25 \text{ Ga}) = 4.23 \times 10^6 M_{\odot}$ , con la ecuación **(A.7)** se infiere que la  $M_{\text{gas}}(1.25 \text{ Ga}) = 3.65 \times 10^6 M_{\odot}$ . Con esto e imponiendo los valores  $Z(0.25 \text{ Ga}) = 5.07 \times 10^{-4}$  y  $Z(1.25 \text{ Ga}) = 6.68 \times 10^{-4}$  en la ecuación **(A.8)** se infiere un yield reducido ( $Y_Z^I$ ) igual al 9.09% del yield original ( $e = 11$ ).

**3<sup>ra</sup> etapa:** entre 1.25 Ga y 2.5 Ga. Viento galáctico bien mezclado (WWM), conservando el yield reducido igual que la etapa previa. Esto último se puede explicar porque este escenario no afecta la metalicidad, ya que el material (enriquecido y no enriquecido) se homogeniza en el ISM de la galaxia antes de salir, así que todo el ISM de la galaxia tiene la misma metalicidad.

Conociendo que  $M_{\text{gas}}(1.25 \text{ Ga}) = 3.65 \times 10^6 M_{\odot}$  e imponiendo los valores  $Z(1.25 \text{ Ga}) = 6.68 \times 10^{-4}$  y  $Z(2.5 \text{ Ga}) = 7.51 \times 10^{-4}$  en las ecuaciones **(A.5)** y **(A.6)** se calcula que  $w = 3$  y  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = 2.68 \times 10^6 M_{\odot} = 672 M_{\text{gas obs}}$ .

En la **Fig. C.2** se muestran los principales resultados de este modelo.

Este modelo queda descartado, ya que la evolución de la  $M_{\text{gas}}$  inferida para  $t > 1.75 \text{ Ga}$  (banda amarilla) no tiene coherencia con la disminución abrupta de la SFR en ese intervalo. En particular, la  $M_{\text{gas}}$  disminuye muy poco relativamente a la disminución de la SFR.



**Fig. C.2. MODELO CBM (0.0 - 0.25Ga), RYM (0.25 - 1.25 Ga), WWM (1.25 - 2.5 Ga)**

Paneles y datos observacionales como en Fig.C.1. En este modelo se incorpora el escenario WWM desde 1.25 Ga hasta 2.5 Ga. (línea azul claro).



### C.3. CBM (0.0 - 0.25 Ga), PAM (0.25 - 2.50 Ga)

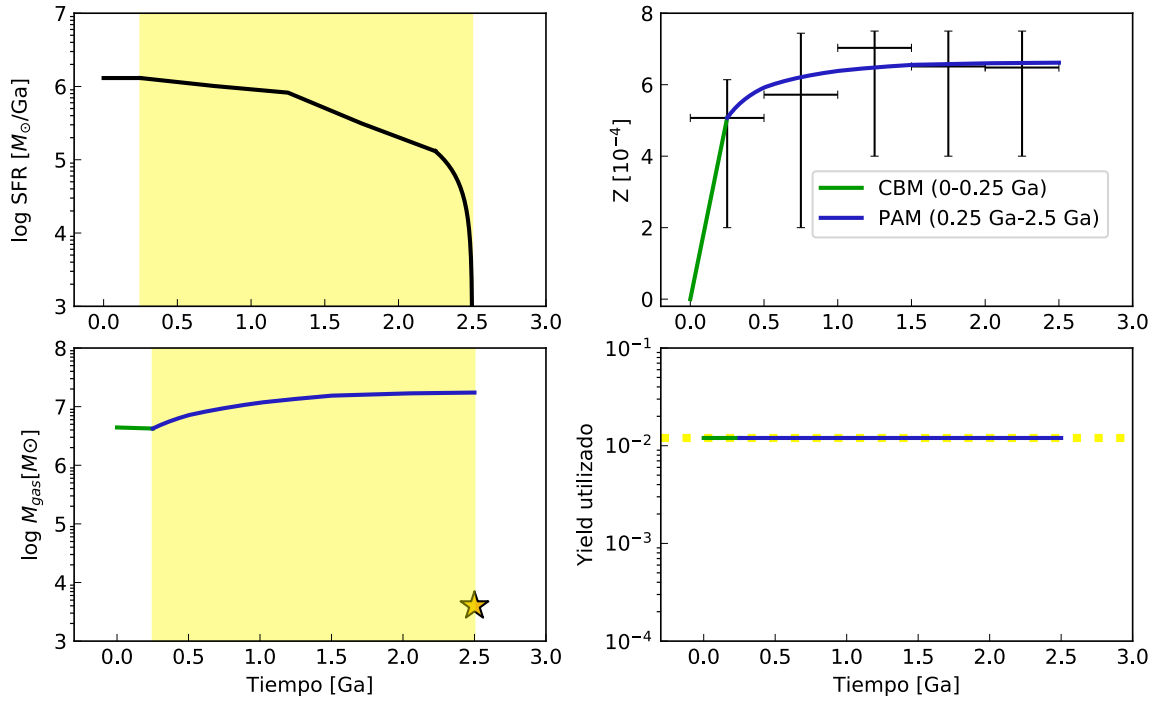
**1<sup>ra</sup> etapa:** entre 0 y 0.25 Ga. Idéntica a la 1<sup>ra</sup> etapa del C.1.

**2<sup>da</sup> etapa:** entre 0.25 Ga y 2.50 Ga. Acreción primordial (PAM), conservando el yield original. Esto último se puede explicar porque este escenario afecta la metalicidad de las estrellas que mueren, disminuyéndola, ya que la galaxia acreta material no enriquecido el cual diluye el material enriquecido.

Conociendo que  $M_{\text{gas}}(0.25 \text{ Ga}) = 4.23 \times 10^6 M_{\odot}$  e imponiendo los valores de  $Z(0.25 \text{ Ga}) = 5.07 \times 10^{-4}$  y  $Z(2.5 \text{ Ga}) = 6.61 \times 10^{-4}$  en las ecuaciones (A.3) y (A.4) se calcula que  $a = 17$  y  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = 1.73 \times 10^7 M_{\odot} = 4346 M_{\text{gas obs}}$ .

En la **Fig. C.3** se muestran los principales resultados de este modelo.

Este modelo queda descartado porque la evolución de la  $M_{\text{gas}}$  inferida en el intervalo de 0.25 Ga hasta 2.5 Ga (banda amarilla) no tiene coherencia con el comportamiento de la SFR. En particular, un incremento de la  $M_{\text{gas}}$ , produciría un incremento en la SFR, lo cual es opuesto al comportamiento de la SFR inferida por los diagramas color-magnitud.



**Fig. C.3. MODELO CBM (0.0 - 0.25 Ga), PAM (0.25 - 2.5 Ga)**

Paneles y datos observacionales como en **Fig.C.1**. En este modelo se incorpora el escenario PAM desde 0.25 Ga hasta 2.5 Ga (línea azul).

## **C.4. CBM (0.0 - 0.25 Ga), RYM (0.25 - 1.25 Ga), PAM (1.25 - 1.75 Ga), CBM (1.75 - 2.50 Ga)**

**1<sup>ra</sup> etapa:** entre 0 y 0.25 Ga. Idéntica a la 1<sup>ra</sup> etapa del C.1.

**2<sup>da</sup> etapa:** entre 0.25 Ga y 1.25 Ga. Reducción de yield (RYM). Sabiendo que  $M_{\text{gas}}(0.25 \text{ Ga}) = 4.23 \times 10^6 M_{\odot}$ , con la ecuación (A.7) se infiere que la  $M_{\text{gas}}(1.25 \text{ Ga}) = 3.65 \times 10^6 M_{\odot}$ . Con esto e imponiendo los valores  $Z(0.25 \text{ Ga}) = 5.07 \times 10^{-4}$  y  $Z(1.25 \text{ Ga}) = 6.68 \times 10^{-4}$  en la ecuación (A.8) se infiere un yield reducido ( $Y_Z^I$ ) igual al 6.25% del yield original ( $e = 16$ ).

**3<sup>ra</sup> etapa:** entre 1.25 Ga y 1.75 Ga. Acreción primordial (PAM), conservando el yield original. Esto último se puede explicar porque este escenario afecta la metalicidad de las estrellas que mueren, disminuyéndola, ya que la galaxia acreta material no enriquecido el cual diluye el material enriquecido.

Conociendo que  $M_{\text{gas}}(1.25 \text{ Ga}) = 3.65 \times 10^6 M_{\odot}$  e imponiendo los valores de  $Z(1.25 \text{ Ga}) = 6.68 \times 10^{-4}$  y  $Z(1.75 \text{ Ga}) = 6.09 \times 10^{-4}$  en las ecuaciones (A.3) y (A.4) se calcula que  $a = 20$  y  $M_{\text{gas}}(1.75 \text{ Ga}) = 6.67 \times 10^6 M_{\odot}$ .

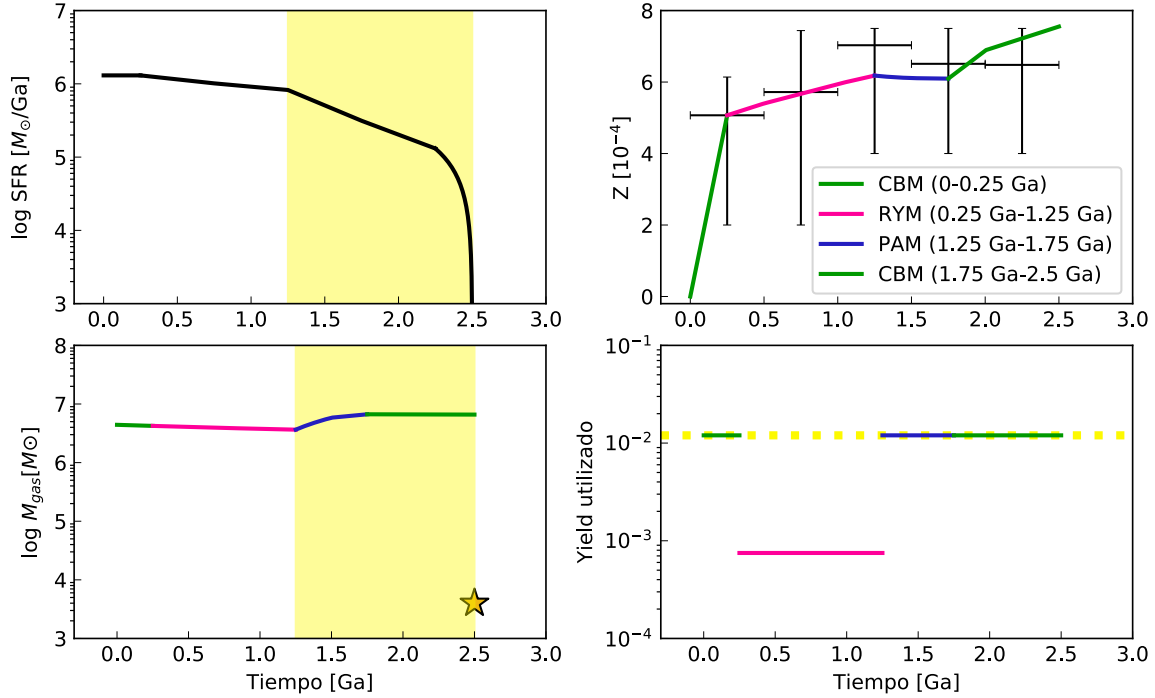
**4<sup>ta</sup> etapa:** entre 1.75 Ga y 2.5 Ga. Caja cerrada (CBM) conservando el yield original. Esto último se puede explicar porque al no haber flujos (entrantes ni salientes) la metalicidad únicamente crece por las pocas estrellas que mueren en esta etapa, las cuales son mínimas como lo indica la SFR.

Recordando que  $M_{\text{gas}}(1.75 \text{ Ga}) = 6.67 \times 10^6 M_{\odot}$  e imponiendo los valores de  $Z(1.75 \text{ Ga}) = 6.09 \times 10^{-4}$  y  $Z(2.5 \text{ Ga}) = 7.55 \times 10^{-4}$  en la ecuación (A.2) se infiere que la  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = 6.59 \times 10^6 M_{\odot} = 1648.5 M_{\text{gas obs}}$ .

En la **Fig. C.4** se muestran los principales resultados de este modelo.

Este modelo queda descartado porque la evolución de la  $M_{\text{gas}}$  inferida en el intervalo de 1.75 Ga hasta 2.5 Ga (banda amarilla) no tiene coherencia con el comportamiento

de la SFR. En particular, el aumento de la  $M_{\text{gas}}$  debería producir un incremento en la SFR, mientras que ocurre lo contrario.



**Fig. C.4. MODELO CBM (0.0 - 0.25 Ga), RYM (0.25 - 1.25 Ga), PAM (1.25 - 1.75 Ga), CBM (1.75 - 2.50 Ga)**

Paneles y datos observacionales como en **Fig.C.1**. En este modelo se incorpora el escenario PAM desde 1.25 Ga hasta 1.75 Ga (línea azul) y el escenario CBM desde 1.75 Ga hasta 2.5 Ga (línea verde).

## C.5. CBM (0.0 - 0.25 Ga), WWM (0.25 - 2.50 Ga)

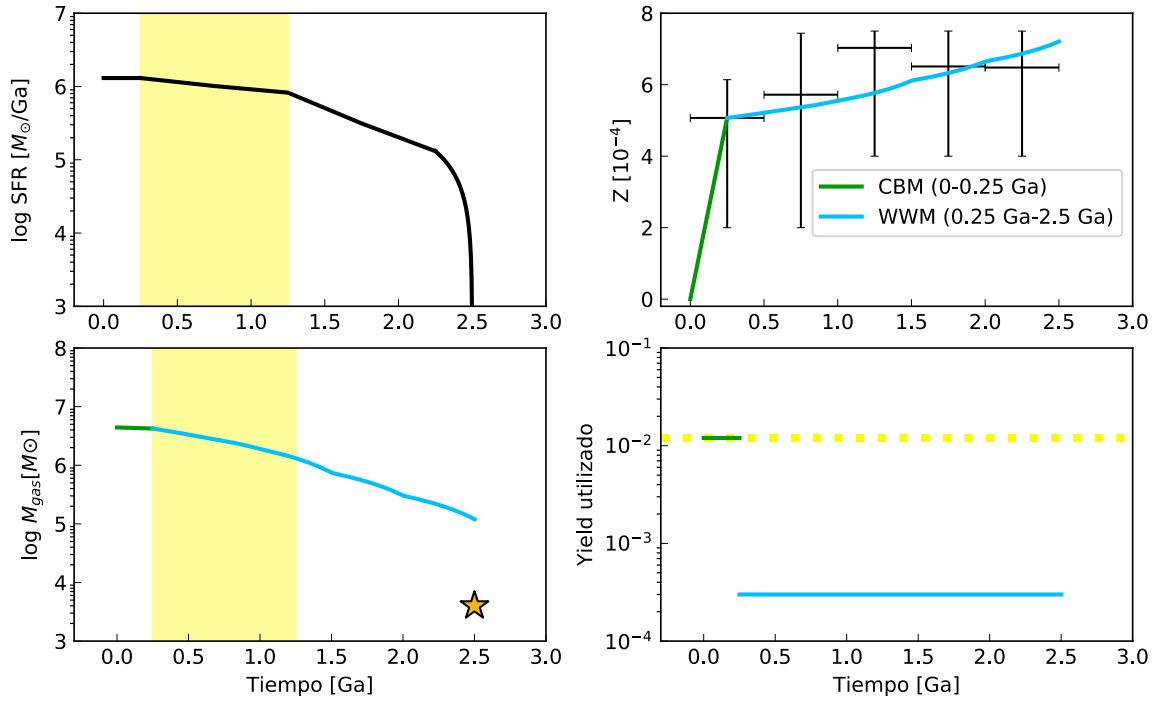
**1<sup>ra</sup> etapa:** entre 0 y 0.25 Ga. Idéntica a la 1<sup>ra</sup> etapa del C.1.

**2<sup>da</sup> etapa:** entre 0.25 Ga y 2.5 Ga. Viento galáctico bien mezclado (WWM). Conociendo que  $M_{\text{gas}}(0.25 \text{ Ga}) = 4.23 \times 10^6 M_{\odot}$  e imponiendo los valores de  $Z(0.25 \text{ Ga}) = 5.07 \times 10^{-4}$  y  $Z(2.5 \text{ Ga}) = 7.20 \times 10^{-4}$  en las ecuaciones (A.5) y (A.6) se calcula que  $w = 4$ ,  $M_{\text{gas}}(2.5 \text{ Ga}) = 1.19 \times 10^5 M_{\odot} = 29.9 M_{\text{gas obs}}$  y un yield reducido ( $Y_Z^1$ ) igual al 2.5% del yield original ( $e = 40$ ).

En la **Fig. C.5** se muestran los principales resultados de este modelo.

Este modelo queda descartado porque la evolución de la  $M_{\text{gas}}$  inferida en el intervalo de 0.25 Ga hasta 1.25 Ga (banda amarilla) no tiene coherencia con el comportamiento de la SFR. En particular la abrupta pérdida de  $M_{\text{gas}}$  es inconsistente con la poca disminución de SFR en esta etapa.

Para que el modelo fuera válido, sería necesario tener solamente la reducción de yield en el intervalo de la banda amarilla sin el viento galáctico bien mezclado, como en el modelo complejo con vientos galácticos extremos (ver sección 3.4.2 del **Capítulo 3**). Esto va de acuerdo con lo que concluyen en Robles -Valdez et al. (2017) y Romano et al. (2019), que a una SFR alta (asociaciones OB y explosiones de supernovas), hay vientos metálicos (reducción de yield) sin pérdida significativa de gas enriquecido.



**Fig. C.5. MODELO CBM (0.0 - 0.25 Ga), WWM (0.25 - 2.50 Ga)**

Paneles y datos observacionales como en **Fig.C.1**. En este modelo se incorpora el escenario WWM desde 0.25 Ga hasta 2.5 Ga (línea azul claro).

# Bibliografía

Aparicio, A., & Gallart, C., 2004, *AJ*, 128, 1465-1477.

Aparicio, A., & Hidalgo, S.L., 2009, *AJ*, 138, 558-567.

Aparicio, A., Hidalgo, S. L., Skillman, E., Cassisi, S., Mayer, L., Navarro, J., Cole, A., Gallart, C., Monelli, M., Weisz, D., Bernard, E., Dolphin, A., & Stetson, P., 2016, *AJ*, 823, 9.

Ávila-Vergara, N., Carigi, L., Hidalgo, S. L., & Durazo, R., 2016, *MNRAS*, 457, 4, 4012-4020.

Battaglia, G., Tolstoy, E., Helmi, A., Irwin, M., Parisi, P., Hill, V., & Jablonka, P., 2011, *MNRAS*, 411, 2, 1013-1034.

Bettinelli, M., Hidalgo, S. L., Cassisi, S., Aparicio, A., & Piotto, G., 2018, *MNRAS*, 476, 1, 71-79.

Bournaud, F., & Duc, P. A., 2006, *A&A*, 456, 48-492.

Bullock, J., Kravtsov, A., & Weinberg, D., 2000, *ApJ*, 539, 517-521.

Bullock, J. & Boylan-Kolchin, M., 2017, *ARAA*, 55, 343-387.

Carigi, L., & Hernández, X., 2008, *MNRAS*, 390, 582.

Carigi, L., Hernández, X., & Gilmore, G., 2002, *MNRAS*, 334, 117-128.

- Chun, K., Shin, J., Smith, R., & Kim S., 2019, AJ, 881, 115.
- De Boer, T. J. L. & Fraser, M., 2016, A&A, 590, A35.
- De Boer, T. J. L., Tolstoy, E., Lemasle, B., Saha, A., Olszewski, E., Mateo, M., Irwin, M., & Battaglia, G., 2014, A&A, 572, A10.
- Dolphin, A. E., 2002, MNRAS, 332, 91-108.
- Gaia Collaboration, 2018, A&A, 616.
- Grcevich, J., & Putman, M. E., 2009, ApJ, 696, 385-395.
- Grebel, E., Gallagher, J., & Harbeck, D., 2003, AJ, 125, 1926, 1939.
- Hammer, F., Yang, Y., Arenou, F., Babusiaux, C., Wang, J., Puech, M., & Flores, H., 2018, ApJ, 866, 164.
- Hernández, X., Gilmore, G., & Valls-Gabaud, D., 2000, MNRAS, 317, 831- 842.
- Homma, H., Murayama, T., Kobayashi, M., & Taniguchi, Y., 2015, AJ, 799, 230.
- Irwin, M. J., Bunclark, P. S., Bridgeland, M. T., & McMahon, R. G., 1990, MNRAS, 244, 16P.
- Kirby, E. N., Lanfranchi, G. A., Simon, J. D., Cohen, J. G., & Guhathakurta, P., 2011a, ApJ, 727, 78, 2.
- Kirby, E. N., Cohen, J. G., Smith, G. H., Majewski, S. R., Sohn, S. T., & Guhathakurta, P., 2011b, AJ, 727, 79.
- Klypin, A., Kravtsov, A., & Valenzuela, O., 1999, AJ, 522, 82, 92.



Lagána, T. F., Martinet, N., Durret, F., Lima-Neto, G. B., Maughan, B., & Zhang, Y.-Y., 2013, *A&A*, 555, A66.

Lagos, C. D. P., Baugh, C. M., Zwaan, M.A., Lacey, C. G., Gonzalez-Perez, V., Power, C., Swinbank, A. M. & van Kampen, E., 2014, *MNRAS*, 440, 920–941.

Ledinauskas, E., & Zubovas, E., 2018, *A&A*, 615, A64.

Lee, M. G., Park, H. S., Park, J. H., Sohn, Y. J., Oh, S. J., Yuk, I. S., Rey, S., Lee, S. G., Lee, Y. W., Kim, H. I., Han, W., Park, W. K., Lee, J. H., Jeon, Y. B., & Kim, S., 2003, *AJ*, 126, 2840–2866.

Lee, M. G., Yuk, I. S., Park, H. S., Harris, J., & Zaritsky, D., 2009, *ApJ*, 703, 692.

Leigh, N., Sills, A., & Knigge, C., 2007, *ApJ*, 661, 210-221.

Leonard, P. J. T. 1989, *AJ*, 98, 217.

Metz, M. & Kroupa, P. 2007, *MNRAS*, 376, 387.

Mateo, M. L. 1998, *ARA&A*, 36, 435-506.

Matteucci F., 2001, *Astrophysics and Space Library, The Chemical Evolution of the Galaxy*, 155-170.

Mc Connachie, A., 2012, *AJ*, 144, 4.

Monelli, M., Hidalgo, S. L., Stetson, P. B., Aparicio, A., Gallart, C., Dolphin, A. E., Cole, A. A., Weisz, D. R., Skillman, E. D., Bernard, E. J., Mayer, L., Navarro, J. F., Cassisi, S., Drozdovsky, I., & Tolstoy, E., 2010, *AJ*, 720, 1225-1245.

Nichols, M., Revaz, Y., & Jablonka, P., 2014, *A&A*, 564, A112.

- Planck Collaboration, 2015, *A&A*, 594, A13.
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F., 2004, *ApJ*, 612, 168.
- Ricotti, M., & Gnedin, N., 2005, *AJ*, 629, 259-267.
- Robles-Valdez, F., Rodríguez-González, A., Hernández-Martínez, L., & Esquivel, A., 2017, *AJ*, 835, 136.
- Rodríguez-González, A., Esquivel, A., Raga, A. C., & Colín, P., 2011, *RMxAA*, 47, 113.
- Romano, D., Calura, F., D'Ercole, A., & Few, C. G., 2019, *A&A*, 630, A140.
- Sawala, T., Scannapieco, C., & White, S., 2012, *MNRAS*, 420, 1714-1730.
- Sawala, T., Frenk, C., Fattahi, A., Navarro, J. F., Bower, R. G., Crain, R. A., Vecchia, C. D., Furlong, M., Helly, J. C., Jenkins, A., Oman, K. A., Schaller, M., Schaye, J., Theuns, T., Trayford, J., & White, S., 2016, *MNRAS*, 457, 1931-1943.
- Schmidt, M., 1959, *AJ*, 129, 243.
- Simon, J. D., & Geha, M., 2007, *ApJ*, 670, 313.
- Simon, J. D., 2019, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 57, 375-415.
- Simpson, C., Grand, R., Gómez, F., Marinacci, F., Pakmor, R., Springel, V., Campbell, D. J., & Frenk, C. S., 2018, *MNRAS*, 478, 548-567.
- Stierwalt, S., Liss, S. E., Johnson, K. E., Patton, D. R., Privon, G. C., Besla, G., Kallivayalil, N., & Putman, M., 2017, *Nat Astron.*

Tollerud, E. J., Bullock, J. S., Strigari, L. E., & Willman, B., 2008, ApJ, 688, 277.

Tinsley, B., 1980, Fundam. Cosmic Phys., 5, 287.

Walker, M. G., Mateo, M., Olszewski, E. W., Peñarrubia, J., Evans, N. W., & Gilmore, G., 2009, AJ, 704, 1274-1287.

Walker M. G., Mateo M., Olszewski E. W., Peñarrubia, J., Evans, N. W., & Gilmore, G., 2010, ApJ, 710, 886-890.

Weisz, D. R., Dolphin, A. E., Skillman, E. D., Holtzman, J., Gilbert, K. M., Dalcanton, J. J., & Williams, B. F., 2015, ApJ, 804, 2, 136.

Weisz, D., Dalcanton, J., Williams, B., Gilbert, K. M., Skillman, E. D., Seth, A. C., Dolphin, A. E., McQuinn, K. B. W., Gogarten, S. M., & Holtzman, J., 2011, AJ, 739, 5.

Yagi, M., Kashikawa, N., Sekiguchi, M., Doi, M., Yasuda, N., Shimasaku, K., & Okamura, S., 2002, AJ, 123, 66.