



Universidad Nacional Autónoma de México  
Facultad de Química



---

# Zona de habitabilidad galáctica en la galaxia de Andrómeda

Tesis

Que para obtener el título de

**QUÍMICA**

Presenta

Sofía Meneses Goytia



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.

## Jurado asignado

**Presidente** Dra. Xochitl Arévalo Mora

**Vocal** Dr. Hugo Torrens Miquel

**Secretario** Dra. Ma. Leticia Carigi Delgado

**1er suplente** Dr. Francisco Miguel Castro Martínez

**2do suplente** Dr. Sigfrido Escalante Tovar

**Tema desarrollado en** Dpto. Astronomía Extragaláctica y Cosmología  
Instituto de Astronomía  
UNAM

**Asesor del tema** Dra. Ma. Leticia Carigi Delgado

**Sustentante** Sofía Meneses Goytia

## Agradecimientos

Este trabajo de tesis se realizó en el Departamento de Astronomía Extragaláctica y Cosmología del Instituto de Astronomía de la UNAM bajo la tutoría de la Dra. Leticia Carigi. El agradecimiento más profundo y cariñoso por su excelente apoyo, paciencia, comprensión, guía y orientación tanto académica como personal ya que sin ellos esta investigación, el crecimiento personal ni profesional hubieran sido posibles.

Deseo agradecer al Dr. Hugo Torrens por el constante apoyo mostrado durante toda mi formación profesional en la Facultad de Química, la ayuda incondicional y amistad durante ya varios años así como en la presente tesis, por su supervisión y contribución a la misma.

También a la Dr. Xochitl Arévalo por la dedicación de revisar paciente y cuidadosamente el presente manuscrito, haciéndolo mucho mejor.

Algunos de los datos observacionales ni su comprensión hubieran sido posibles sin la atenta asesoría del M. C. Jorge García, así como también el Dr. César Esteban por su orientación en la búsqueda de observables. Ambos pertenecientes al Instituto de Astrofísica de la Universidad de Canarias, España.

Al Dr. Alfredo Meneses le agradezco infinitamente por su guía y ejemplo profesional durante toda mi vida, que me han permitido forjar mi camino y mis sueños.

## **Dedicatoria**

### **A mi familia**

El más hermoso de los seres humanos  
El ejemplo de mi vida  
Mis ángeles de la guarda  
A los que más amo en la vida

Mi madre Erika  
Mi padre Alfredo  
Mis hermanos

### **A mis amigos**

Pilares perennes  
Ave de compañía  
Incondicionalidad  
Chispas y presencias

Claudia y Raquel  
Araceli y Janeritte  
Franz y Sandra  
Hugo  
Enrique y Ezequiel

### **A mis profesores**

Guías a lo largo de mi educación y formación profesional.

'My name Isobel, married to myself.  
My love Isobel, living by herself.'

'Isobel'  
-Björk-

'I'm a fountain of blood,  
in the shape of a girl.'

'Bachelorette'  
-Björk-

'Wandering star, for whom it is reserved  
the blackness of darkness, forever?'

'Wandering star'  
-Portishead-

'The truth is sold, the deal is done...  
But no return, the time has come.'

'Cowboys'  
-Portishead-

'God begs me, the more I see the light,  
who wants to see?  
God told me, I've already got the light,  
Oh, I see.'

'Got the life'  
-Korn-

'I am the one who choose my path,  
I am the one who couldn't last,  
I feel alive full of pain,  
I feel the anger changing me.'

'Did my time'  
-Korn-

'Watching the days slip by so fast,  
knowing our fate has long been cast.  
Working our fingers to the bone,  
'cause nobody loves you when you're gone.'

'Nobody loves you'  
-Garbage-

'The queerest of the queer, hide inside your head.  
The blindest of the blind, the deadest of the dead...  
While holding back the tears, choking on your smile  
A fake behind the fear, the queerest of the queer.'

'Queer'  
-Garbage-

'Full moon, lead me away into the night.  
I'll follow you, over the dunes we will glide.  
Full moon, goddess of dreamers,  
failed saints and unbelievers.  
Full moon, lighting my way in the dark  
I'll follow you, over the wastelands of the heart.'

'Full Moon'  
-Robert Miles-

I have blood running through my veins,  
my heart is beating, my brain is thinking,  
my body is feeling, my soul is flying.  
What else do I need?  
Nothing, nothing at all.  
Just me. Just to live.

'Feeling alive'  
-Isobel Moon-

# Contenido

<b>1.0.0.0</b>	<b>Introducción</b>	<b>3</b>
<b>2.0.0.0</b>	<b>Antecedentes</b>	<b>4</b>
2.1.0.0	Evolución química del Universo	4
2.2.0.0	Nucleosíntesis estelar	6
2.2.1.0	Reacciones nucleares	10
2.3.0.0	Galaxia de Andrómeda	12
2.3.1.0	Características generales	12
2.3.2.0	Componentes galácticas	14
2.3.2.1	Halo	14
2.3.2.2	Disco	14
2.3.2.3	Bulbo	14
2.4.0.0	Zona de habitabilidad galáctica	17
2.4.1.0	Planetas tipo terrestre	17
2.4.2.0	Condiciones para el origen y evolución de vida	19
2.4.3.0	Restricciones para la zona de habitabilidad galáctica	20
<b>3.0.0.0</b>	<b>Restricciones observacionales</b>	<b>22</b>
3.1.0.0	Obtención de observables	22
3.2.0.0	Masa de gas	23
3.3.0.0	Masa total bariónica	25
3.3.1.0	Perfil de masa	25
3.4.0.0	Abundancias químicas	26
<b>4.0.0.0</b>	<b>Modelo de evolución química</b>	<b>29</b>
4.1.0.0	Ecuaciones generales	29
4.2.0.0	Aproximación de reciclaje instantáneo	32
4.3.0.0	Disco galáctico	34
4.4.0.0	M31	36
4.4.1.0	Supervivencia a supernovas	39

<b>5.0.0.0</b>	<b>Resultados y discusión</b>	40
5.1.0.0	Modelo de evolución química	40
5.1.1.0	Tasa de formación estelar proporcional a masa de gas	41
5.1.1.1	Masa de gas	41
5.1.1.2	Abundancias químicas	43
5.1.2.0	Tasa de formación estelar proporcional a masa de gas al cuadrado	46
5.1.2.1	Masa total bariónica	46
5.1.2.2	Acreción	49
5.1.2.3	Masa de gas	52
5.1.2.4	Tasa de formación estelar	56
5.1.2.5	Masa de estrellas	59
5.1.2.6	Abundancias químicas	62
5.2.0.0	Zona de habitabilidad galáctica	75
5.2.1.0	Formación de un planeta tipo terrestre	75
5.2.2.0	Supervivencia de un planeta tipo terrestre	78
5.2.3.0	Origen y desarrollo de vida	82
5.2.3.1	Surgimiento de vida	82
5.2.3.2	Vida desarrollada	82
<b>6.0.0.0</b>	<b>Conclusiones</b>	85
6.1.0.0	Modelo de evolución química	85
6.2.0.0	Zona de habitabilidad galáctica	86
<b>7.0.0.0</b>	<b>Referencias</b>	87
<b>8.0.0.0</b>	<b>Glosario de términos</b>	91
<b>9.0.0.0</b>	<b>Apéndice I</b>	92
<b>10.0.0.0</b>	<b>Apéndice II</b>	94

## 1.0.0.0 Introducción

El objetivo del proyecto es predecir las zonas de habitabilidad galáctica en el disco galáctico de la galaxia de Andrómeda (M31).

La zona de habitabilidad galáctica (GHZ) se define como la región donde se pueden crear sistemas planetarios con suficiente cantidad de elementos químicos para la formación de un planeta con características del tipo terrestre (22, 28, 29). Un planeta tipo terrestre se encuentra descrito por la presencia de campo magnético, placas tectónicas, agua, atmósfera y compuestos que permitan la creación y evolución de vida (3, 23, 32, 41).

Todos los trabajos que se han realizado sobre GHZ se han enfocado solamente a nuestra galaxia, la Vía Láctea (MW), siendo ésta un anillo ubicado en el disco galáctico que se encuentra en la región comprendida por el intervalo de 7 a 9 kpc<sup>1</sup> desde el centro de la galaxia, el área del anillo se va incrementando con la edad de la galaxia (22). Nuestro Sistema Solar se encuentra a una distancia galactocéntrica<sup>2</sup> de 8 kpc, por lo tanto, está incluido en la GHZ de la MW.

En este trabajo de tesis se extienden los estudios de la MW a la galaxia más grande, similar y más próxima a nosotros: la galaxia de Andrómeda.

Nuestro trabajo inicia con el desarrollo de un modelo de evolución química (CE) para M31 desde el momento de su formación hasta la actualidad, con lo cual pretendemos conocer el comportamiento de las abundancias de los elementos químicos que se hallan en la galaxia. Esto último dará paso a la determinación de la GHZ.

---

<sup>1</sup> 1 kpc =  $3.09 \times 10^{16}$  km

<sup>2</sup> Distancia medida desde el centro de la galaxia.

## 2.0.0.0 Antecedentes

### 2.1.0.0 Evolución química del Universo

La teoría de la 'Gran Explosión' describe el origen del Universo así como también la formación de los primeros elementos químicos y sus isótopos<sup>1</sup>, tales como hidrógeno, deuterio, helio y litio (H, D, He y Li).

Estos elementos químicos comenzaron a formarse un segundo después del inicio de la 'Gran Explosión', cuando la temperatura (T) era de  $10^{10}$  K, lo cual dio paso a reacciones nucleares que sintetizaban D a partir de neutrones ( $n^{\pm}$ ) y protones ( $p^+$ ), sin embargo la estabilidad del medio sintético no permitía la permanencia de estos núcleos, destruyéndolos e impidiendo la síntesis de elementos más pesados. Conforme el Universo se fue expandiendo, la T disminuía, el D se volvió más estable reaccionando con  $p^+$  formando así el isótopo  $^3\text{He}$ . El  $^3\text{He}$  reaccionó a su vez con otro núcleo de D sintetizando a su vez el núcleo de  $^4\text{He}$ <sup>2</sup>. Al aparecer el núcleo de  $^4\text{He}$ , éste reacciona con otro núcleo de  $^3\text{He}$  dando paso a la síntesis de  $^7\text{Li}$ . Estas reacciones se siguieron llevando a cabo hasta que la T disminuyó a  $\sim 8 \times 10^8$  K, a unos cuatro minutos después de la 'Gran Explosión'. En ese momento, la composición química del Universo se mantuvo inmutable, encontrándose principalmente H y He, así como también trazas de D y Li. El Universo a los cuatro minutos consistía de 75% de H y 25% de He. Esta composición química<sup>3</sup> no se modificó hasta que se inició la formación de estrellas y galaxias, lo cual se cree ocurrió 0.5 Ga<sup>4</sup> después de la creación del Universo (38, 43).

Las estrellas sintetizan elementos químicos expulsándolos al medio interestelar<sup>5</sup> (ISM) durante la evolución. El Universo tiene una edad de 13.5 Ga, por lo tanto, durante los últimos 13 Ga diferentes generaciones de estrellas han estado contaminando el ISM con elementos más pesados que el He. Esto hace que el H disminuya mientras el He y los demás elementos aumentan. El Sol se formó hace 4.5 Ga, lo que implica que se originó 9 Ga después de la 'Gran Explosión' y por lo tanto, sus elementos químicos fueron sintetizados por todas las estrellas que murieron antes de su formación. La abundancia por masa del Sol es de  $\sim 72.8\%$  de H,  $\sim 26\%$  de He y  $\sim 1.2\%$  de elementos químicos más pesados.

---

<sup>1</sup> Un isótopo es un núclido de un elemento que se distingue de otro núclido del mismo elemento por tener su masa atómica diferente.

<sup>2</sup> Conocido también como partícula- $\alpha$

<sup>3</sup> Llamada primigenia.

<sup>4</sup> 1 Ga =  $10^9$  años

<sup>5</sup> Medio entre las estrellas, formado por polvo y gas.

Como las estrellas se forman del ISM, la manera en que se pueden obtener la composición química del Universo es a partir del estudio de la distribución de las abundancias químicas en distintos cuerpos, como regiones HII y estrellas.

Una región HII es aquella zona de alta luminosidad y gran nubosidad formada por conglomerados de gas y polvo. En la región HII, el gas es H que está ionizado como  $p^+$  y no existen átomos de H neutros ni mucho menos  $H_2$  porque las estrellas que emiten radiación UV. Estas regiones de gas se encuentran asociadas con zonas de formación estelar. El hecho de que las partículas están ionizadas permite que dichas zonas sean fácilmente detectables, obteniéndose intensos espectros de emisión<sup>6</sup> para la identificación de los elementos químicos del ISM. Las regiones HII son importantes porque nos muestran la abundancia actual del gas y por lo tanto los rastros químicos que han dejado las estrellas a lo largo de su existencia (20, 26, 43, 44).

Ahora bien, otros objetos que permiten conocer las abundancias de los elementos químicos son las estrellas. La relevancia de las estrellas radica en que al formarse recompilan del ISM los elementos sintetizados por estrellas de generaciones anteriores y por lo tanto nos permiten conocer las propiedades de las generaciones estelares previas así como también las abundancias químicas en el momento de su formación. Las estrellas emiten radiación que abarca casi todo el espectro electromagnético y la mayoría son muy luminosas, por lo que son también relativamente fáciles de detectar. Las estrellas se clasifican de acuerdo a la masa que tienen con respecto a la masa solar<sup>7</sup> ( $M_{\odot}$ ) siendo masivas<sup>8</sup> (MS) y no masivas<sup>9</sup> (LMS). La edad o tiempo de vida de una estrella se encuentra también en función de su masa (M), por lo que la edad de las LMS está entre 0.5 y 30 Ga, y la de las MS entre unos cuantos millones de años y 0.5 Ga (27).

En contraste con la clasificación normal de los elementos químicos como metales y no-metales, en astronomía, a todo elemento que sea más pesado que el H y el He son llamados metales y su abundancia por masa es llamada metalicidad (Z). Como el Sol es la estrella más conocida su metalicidad,  $Z_{\odot} = 0.0122$  (2), sirve de referencia para las metalicidades obtenidas en otras estrellas y en regiones HII.

---

<sup>6</sup> Las líneas de emisión son únicas para cada elemento y transición electrónica del mismo.

<sup>7</sup>  $M_{\odot} = 1.989 \times 10^{30}$  kg

<sup>8</sup>  $8 M_{\odot} < MS$

<sup>9</sup>  $LMS < 8 M_{\odot}$

## 2.2.0.0 Nucleosíntesis estelar

La mayoría de las síntesis de los elementos químicos<sup>10</sup> se realizan en los núcleos de las estrellas como resultado de la fusión nuclear que ocurre ahí. A este proceso sintético se le denomina nucleosíntesis estelar. Otro sitio de nucleosíntesis son las supernovas (SN), las cuales se producen a partir de la explosión de una MS y el tipo de nucleosíntesis estelar se llama explosiva (32). Ambas nucleosíntesis se realizan en zonas estelares que presenten grandes densidades de materia y altas temperaturas, las cuales son necesarias para que ocurra el rompimiento de la barrera coulombica entre los núcleos y así, sintetizar el núcleo de un elemento químico más pesado (1, 13, 14).

Las MS son las que sintetizan la mayoría de los elementos químicos pesados y las LMS sintetizan principalmente He, carbono y nitrógeno (C y N).

La nucleosíntesis estelar consta de diversos procesos, siendo el principal y básico la cadena p-p (ver Fig. 1), el cual es ejecutado por todas las estrellas aproximadamente entre el 90 y 99% de su tiempo de vida. El objetivo principal de la cadena p-p es la fusión de H para sintetizar núcleos de He (12, 32, 41).

Otro de los procesos de nucleosíntesis del He es aquel llamado ciclo del CNO (ver Fig. 2), el cual requiere la presencia de C, N y oxígeno (O), que actúan como reactivos junto con otras partículas para sintetizar núcleos de He a partir de H. El C, N y O que se encuentran en la estrella tienen dos orígenes:

- I. Primario: el C, N y O fueron sintetizados por la misma estrella, siendo el N el producto mayoritario de este ciclo (1, 13, 42).
- II. Secundario, el C, N y O fueron tomados del ISM donde la estrella se formó, los cuales fueron sintetizados previamente por generaciones estelares pasadas y llegan a ser utilizados como reactivos por la estrella que los contiene (1, 13, 42).

La nucleosíntesis explosiva toma lugar durante la etapa final de una MS, siendo esta etapa un estallido llamado SN que dura un segundo, en la cual se dan fusiones nucleares del material eyectado del interior de la estrella, debidas a las altas temperaturas y energías de la explosión. En esta síntesis, se realizan varios fenómenos en función de la densidad del núcleo y la onda de choque de la materia.

---

<sup>10</sup> En éstos procesos sólo se forman los núcleos de los elementos, la captura de los electrones se realiza fuera de la zona sintética.

Existe otro tipo de SN que se origina en sistemas binarios<sup>11</sup> de LMS. Cuando la estrella de mayor masa del sistema muere, deja un cadáver estelar<sup>12</sup> el cual consiste de un núcleo de C y O degenerado. Debido a la cercanía de ambas estrellas, el cadáver recibe material de su compañera y se sintetizan elementos pesados a partir del C y O principalmente. Si la onda sintética tiene velocidad subsónica el proceso se llama deflagración y si la onda sintetiza a velocidades supersónicas se llama detonación' (1, 12, 41).

Los procesos anteriores describen la síntesis de elementos químicos como He, C, N y O, sin embargo los otros elementos químicos que son sintetizados en las estrellas, se originan por otros métodos como son la fusión de elementos cada vez más pesados<sup>13</sup> o por la captura de  $n^\pm$ <sup>14</sup>.

---

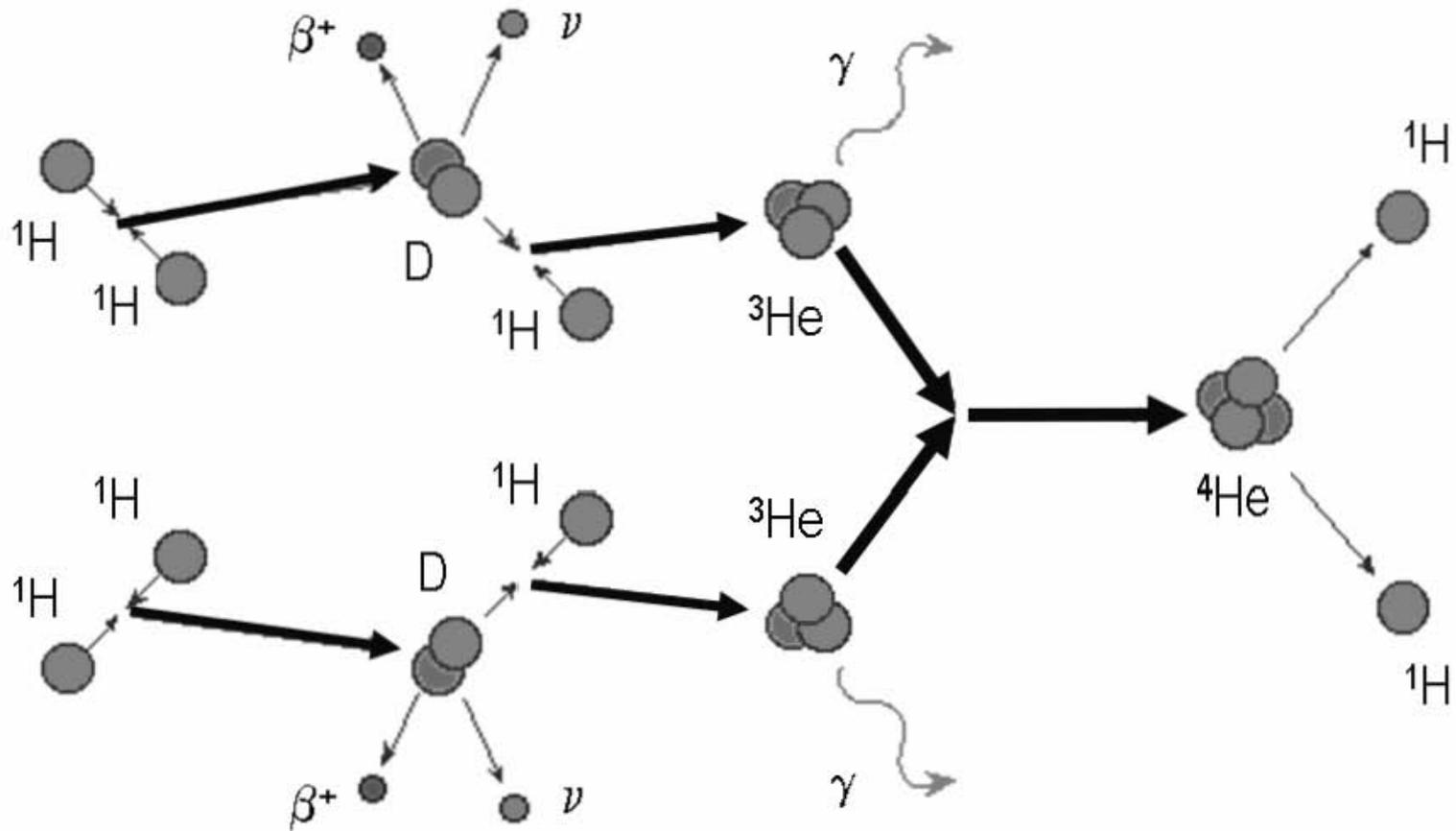
<sup>11</sup> Sistema estelar con dos estrellas centrales.

<sup>12</sup> O remanente, llamado enana blanca.

<sup>13</sup> Hasta el hierro (Fe).

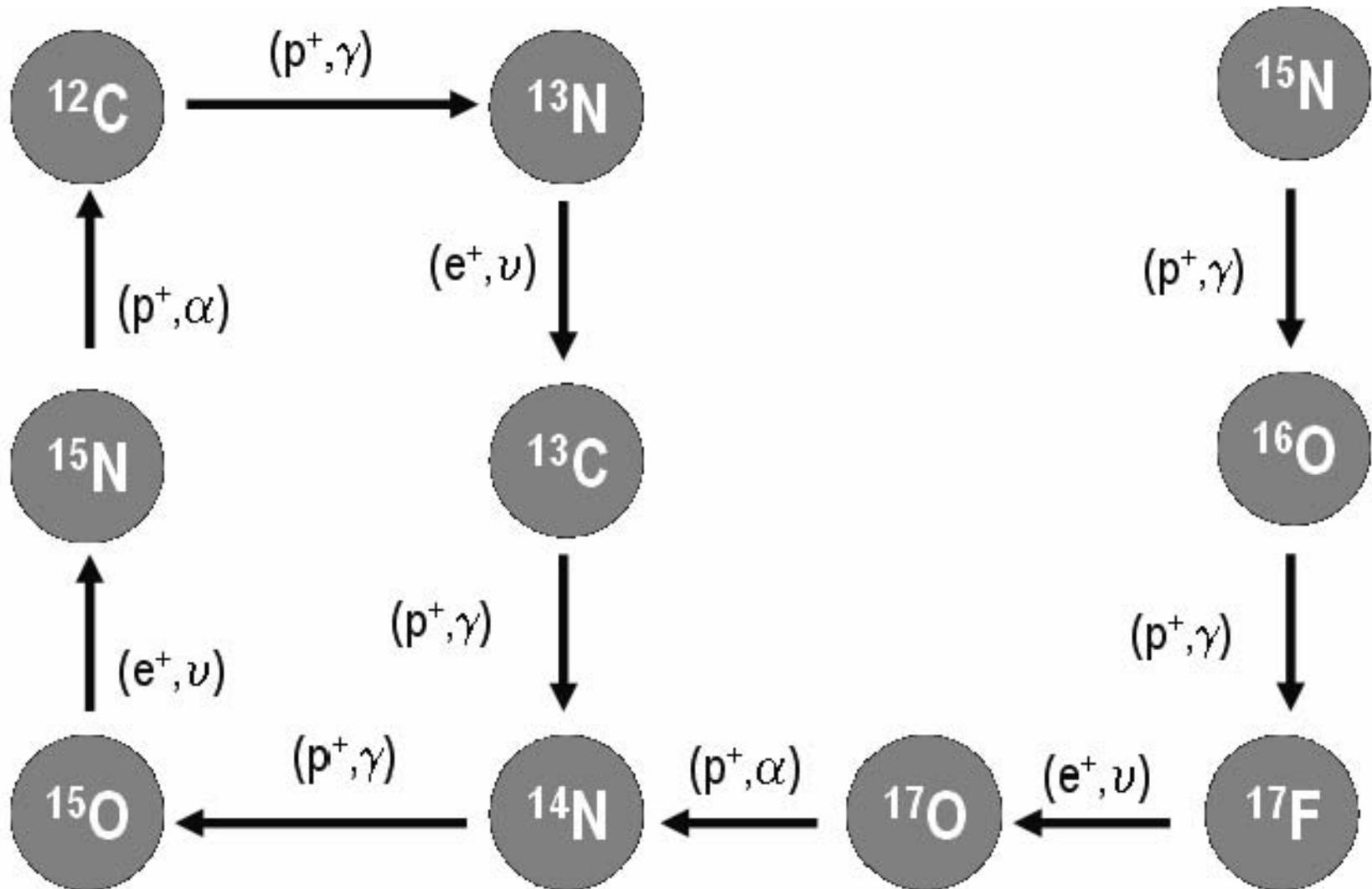
<sup>14</sup> A partir del Fe.

Figura 1. Síntesis de He por medio de la cadena p-p



En este proceso, se fusionan dos núcleos de hidrógeno para sintetizar un núcleo de deuterio el cual reacciona con otro núcleo de hidrógeno, con lo que se obtiene un isótopo de helio, éste reacciona a su vez con otro H dando paso así a la síntesis de  $^4\text{He}$ . Los productos secundarios de estas reacciones son positrones ( $\beta^+$ ), fotones ( $\nu$ ) y rayos gamma ( $\gamma$ ).

Figura 2. Síntesis del He por medio del ciclo del CNO



Diversos isótopos de carbono, nitrógeno, oxígeno y flúor actúan en este proceso a su vez como reactivos y productos, de la misma forma que otras partículas tales como protones ( $p^+$ ), positrones ( $e^+$ ), fotones ( $\nu$ ), rayos gamma ( $\gamma$ ) y partículas- $\alpha$ .

## 2.2.1.0 Reacciones nucleares

En astrobiología, los elementos químicos son clasificados de acuerdo al papel que juegan en la formación de un planeta tipo terrestre y en el origen de la vida, siendo así elementos geofísicos y biogénicos. Los elementos biogénicos son aquellos que forman atmósfera, agua, aminoácidos y proteínas. Los elementos geofísicos son los elementos que forman las placas tectónicas, así como el núcleo fundido a altas temperaturas y en movimiento, que genera un campo electromagnético protector del planeta (23, 32).

De manera resumida, a continuación se muestran algunas de las reacciones nucleares que se necesitan para la síntesis de los elementos biogénicos (ver Tabla 1) (1, 13, 33).

**Tabla 1. Síntesis de los elementos biogénicos (13)**

Producto	Reactivo	Reacción	Proceso
$^{12}\text{C}$	$^3\text{He}$	---	Ciclo CNO
	$^1\text{H}$	$^{15}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{12}\text{C} + \alpha$	Ciclo CNO
$^{14}\text{N}$	$^4\text{He} + ^{12}\text{C}$	---	Ciclo CNO
	$^1\text{H}$	$^{13}\text{C} + ^1\text{H} \rightarrow ^{14}\text{N} + \gamma$	Ciclo CNO
		$^{17}\text{O} + ^1\text{H} \rightarrow ^{14}\text{N} + \alpha$	---
$^{23}\text{Na}$	$^{12}\text{C}$	---	SN
	$^{12}\text{C}$	$2(^{12}\text{C}) \rightarrow ^1\text{H} + ^{23}\text{Na}$	Fusión de C
$^{16}\text{O}$	$^1\text{H}$	$^{15}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{16}\text{O} + \gamma$	Ciclo CNO
	$^4\text{He}$	$^{12}\text{C} + \alpha \rightarrow ^{16}\text{O} + \gamma$	---
	$^{20}\text{Ne}$	$^{20}\text{Ne} + \gamma \rightarrow \alpha + ^{16}\text{O}$	---
	$^4\text{He}$	$^{13}\text{C} + \alpha \rightarrow n + ^{16}\text{O}$	Ciclo CNO
	$^{12}\text{C}$	---	SN, deflagración
	$^{20}\text{Ne}$	---	SN
$^{31}\text{P}$	$^{16}\text{O}$	$2(^{16}\text{O}) \rightarrow p^+ + ^{31}\text{P}$	---
		$^{31}\text{S} + \beta^+ \rightarrow \alpha + ^{31}\text{P}$	---
$^{32}\text{S}$	$^{12}\text{C}$	---	SN, deflagración
	$^{28}\text{Si}$	---	SN
	$^{16}\text{O}$	---	

La nucleosíntesis de los elementos geofísicos se realiza de una manera similar a la anterior (ver Tabla 2), ya que requiere los mismos núcleos como precursores y actuando ellos mismos, en reacciones posteriores como reactivos, como se puede observar en el caso del Mg y Si (1, 14, 33, 42).

**Tabla 2. Síntesis de los elementos geofísicos (13)**

Producto	Reactivo	Reacción	Proceso
$^{24}\text{Mg}$	$^{16}\text{O}$	---	SN
	$^{12}\text{C}$	---	---
	$^{20}\text{Ne}$	---	Nuclear y SN
	$^{12}\text{C}$	---	SN, deflagración
	$^{20}\text{Ne}$	$^{20}\text{Ne} + \alpha \rightarrow \gamma + ^{24}\text{Mg}$	---
$^{56}\text{Fe}$	$^{15}\text{O}$ o $^{16}\text{O}$	---	SN
	$^{28}\text{Si}$	---	Nuclear y SN
	$^{12}\text{C}$	---	---
$^{28}\text{Si}$	$^{16}\text{O}$	---	SN
	$^{28}\text{Ne}$	---	SN
	$^{12}\text{C}$	---	SN, deflagración
	$^{24}\text{Mg}$	$^{24}\text{Mg} + \alpha \rightarrow \gamma + ^{28}\text{Si}$	---
	$^{16}\text{O}$	$2(^{16}\text{O}) \rightarrow \alpha + ^{28}\text{Si}$	---
$^{55}\text{Mn}$	$^{28}\text{Si}$	$^{28}\text{Si} + n(^4\text{He}) \rightarrow ^{55}\text{Mn}$	---
$^{59}\text{Ni}$	$^{28}\text{Si}$	---	SN
	$^{16}\text{O}$	---	SN, detonación
	$^1\text{H}$	---	SN, detonación
	$^{12}\text{C}$	---	SN, deflagración
	$^{12}\text{C}$	---	SN, detonación

## 2.3.0.0 Galaxia de Andr6meda

### 2.3.1.0 Características generales

Habiendo proporcionado las bases qu6micas, ahora nos enfocaremos a describir las caracter6sticas de nuestro objeto de estudio, la galaxia de Andr6meda (M31) (ver Fig. 3). Andr6meda es una galaxia de tipo espiral, tiene una edad de aproximadamente 13 Ga, es 1.8 veces mayor en masa<sup>15</sup> que nuestra galaxia, y se encuentra a 900 kpc de la Tierra. La distancia a la que se encuentra M31 nos indica que la luz, y por lo tanto la informaci3n espectrosc3pica, m6s reciente es de hace ~3 Ma<sup>16</sup>.

M31, como toda galaxia, est6 formada por dos tipos de materia: oscura y luminosa. La materia oscura se encuentra en una proporci3n del 96 a 97% de la masa de la galaxia en un radio aproximado de 300 kpc; las part6culas que la constituyen son desconocidas, sin embargo se infiere su existencia a partir de las interacciones gravitacionales que tiene con la materia luminosa. La materia luminosa es el tipo de materia que nos interesa, conforma del 3 al 4% de la masa de la galaxia ubicada a una distancia galactoc6ntrica de aproximadamente 35 kpc; est6 formada por part6culas bari3nicas<sup>17</sup> que a su vez conforman a los gases, estrellas y planetas. Este tipo de materia es detectada por medio de interacciones electromagn6ticas (4, 14, 24, 26).

---

<sup>15</sup> Por lo tanto en luminosidad. La masa de M31 es  $5.7 \times 10^9 M_{\odot}$  (49).

<sup>16</sup> 1 Ma =  $10^6$  a6os.

<sup>17</sup> Part6culas subat3micas como electr3n, prot3n y neutr3n.

Figura 3. Galaxia de Andr6meda



M31 es la galaxia m1s grande del Grupo Local, es 1.8 veces mayor que nuestra galaxia, es una galaxia del tipo espiral. M31 es la galaxia pr6xima y m1s grande a nosotros, se encuentra a 900 kpc de la Tierra. La luz que recibimos de ella sali6 hace 3 Ma.

### 2.3.2.0 Componentes galácticas

La materia luminosa de M31, como toda galaxia espiral, se encuentra distribuida en diferentes componentes galácticas, las cuales son el halo, el disco y el bulbo. En la Figura 4 se muestran las componentes galácticas de una galaxia espiral. A continuación se muestran algunas de las características y una breve explicación de las teorías de formación de cada componente galáctica. Debe tomarse en cuenta que las componentes están formadas de gas y estrellas que no tienen fronteras definidas, sino que se van difuminando y conjugando entre ellas, sin embargo tienen características propias que distinguen una componente de otra.

#### 2.3.2.1 Halo

La primera zona de la galaxia en formarse<sup>18</sup> a partir de la materia primigenia fue el halo, el cual se fue concentrando a partir de un colapso violento de 0.5 Ga y por lo tanto toma forma esferoidal. En la actualidad el halo sólo cuenta con estrellas solitarias<sup>19</sup> y pequeñas poblaciones de estrellas viejas<sup>20</sup>, con una Z baja y con órbitas aleatorias, que pueden atravesar el disco. El halo se encuentra a distancias galactocéntricas menores a 35 kpc. La densidad estelar del halo es baja y el intervalo de Z de sus estrellas con respecto a la del Sol, es decir  $Z/Z_{\odot}$ , es  $0.03 \leq Z/Z_{\odot} \leq 0.10$  (4, 17, 24, 55).

#### 2.3.2.2 Disco

El disco se formó en su mayoría de material primigenio del medio intergaláctico<sup>21</sup> (IGM) y también del material que le cayó del halo. Debido que el colapso fue más lento (de 12 a 13 Ga), el momento angular tuvo mayor importancia que en el caso del halo por lo que el material fue formando un disco, con una estabilidad de órbitas estelares que se encuentran en el plano del disco. Las estrellas que forman al disco, actualmente, son estrellas tanto jóvenes como viejas, que tienen gran variedad de Z. El disco se ubica a distancias galactocéntricas menores a 30 – 35 kpc, perdiendo su densidad, combinándose con el bulbo y el centro galáctico, mezclándose con el halo al dirigirse a zonas periféricas. Tanto la densidad estelar como la  $Z/Z_{\odot}$  del disco son mayores en partes centrales que en la periferia, la  $Z/Z_{\odot}$  del disco oscila entre 0.03 y 6.31 (4, 5, 25, 26).

#### 2.3.2.3 Bulbo

---

<sup>18</sup> Según los modelos cosmológicos estándar.

<sup>19</sup> Estrellas de campo.

<sup>20</sup> Llamados cúmulos globulares.

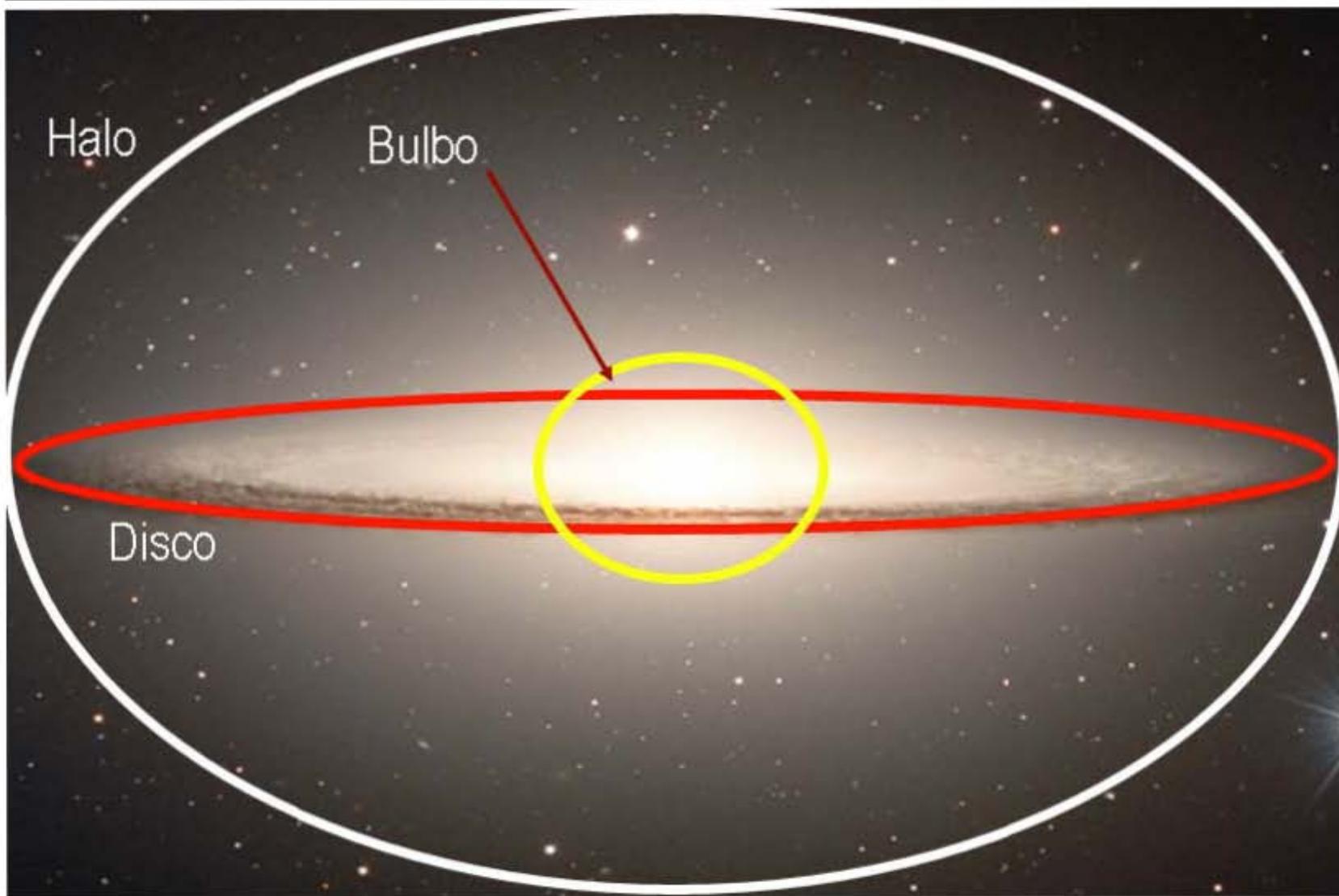
<sup>21</sup> Medio entre galaxias.

Hay dos teorías de la formación del bulbo:

- I. Por medio de un colapso semejante a aquel que sufrió el halo pero de mayor duración entre 1 a 3 Ga (26, 49).
- II. Por el calentamiento de las estrellas del disco central, provocando una deformación de sus órbitas fuera del plano del disco (49).

El bulbo tiene una gran densidad estelar, las estrellas que lo conforman son jóvenes y viejas, con altas  $Z$  y órbitas aleatorias. Siento también una componente esferoidal, el bulbo se localiza a radios menores a 4 kpc, interactuando con material del disco y el halo. El bulbo tiene una  $Z/Z_{\odot}$  en un intervalo de 0.04 a 5.62 (4, 17, 46).

Figura 4. Componentes galácticas



La materia luminosa ocupa 35 kpc y se encuentra conformada por el halo, el bulbo y el disco.

## 2.4.0.0 Zona de habitabilidad galáctica

La zona de habitabilidad galáctica (GHZ) es la región donde se pueden crear sistemas planetarios con suficiente cantidad de elementos químicos para la formación de un planeta con características del tipo terrestre que pueda albergar vida (22, 28, 29).

### 2.4.1.0 Planetas tipo terrestre

Un planeta tipo terrestre se caracteriza por la presencia de campo magnético, placas tectónicas, agua, atmósfera y compuestos que permitan la creación y evolución de vida (3, 21, 23, 32). De manera más específica, es aquel planeta que cuenta con suficiente abundancia de elementos tanto biogénicos como geofísicos para sustentar y permitir el desarrollo de vida como la conocemos en la Tierra. Se usa nuestro planeta como referencia debido a que es el único patrón conocido para determinar vida desde arqueobacterias hasta evolucionada como los humanos (3, 32, 41).

Para que un planeta pueda identificarse como terrestre, éste debe contar con:

- I. Campo magnético: un núcleo fundido a altas temperaturas y que a su vez se encuentre en movimiento y pueda generar un campo electromagnético que proteja al planeta de las radiaciones, tanto de la estrella central del sistema planetario como de posibles SN vecinas. Los elementos químicos que pueden proporcionar dicho comportamiento son los metales<sup>22</sup>, tales como el hierro, magnesio, manganeso y níquel (Fe, Mg, Mn y Ni) que se encuentran tanto en el núcleo como en el manto terrestre (3, 21).
- II. Placas tectónicas: la presencia de una corteza formada principalmente por silicio (Si), que constituye las placas tectónicas (23, 28).
- III. Agua: en la superficie de las placas tectónicas se encuentren los océanos, formados por agua (H<sub>2</sub>O) (32, 36).

---

<sup>22</sup> Desde el punto de vista químico.

IV. Atmósfera: una atmósfera que sea lo suficientemente densa para proteger al planeta de la radiación ultravioleta (UV) e impactos de meteoritos y lo suficientemente liviana para permitir el desarrollo de vida en la superficie del planeta (3, 12, 28, 31, 35, 40). La composición de la atmósfera que permitió el origen de la vida<sup>23</sup> en la Tierra, se encuentra descrita por la abundancia<sup>24</sup> de monóxido y dióxido de carbono (CO, CO<sub>2</sub>), vapor de H<sub>2</sub>O, óxido de dinitrógeno y dióxido de nitrógeno (N<sub>2</sub>O y NO<sub>2</sub>) que sirvió de base a la atmósfera actual, con 78% nitrógeno, 21% oxígeno (N<sub>2</sub>, O<sub>2</sub>) y trazas de otros gases, como argón, xenón, hidrógeno (Ar, Xe, H<sub>2</sub>), He, entre otros (3, 12, 32, 40, 48).

A continuación, en la sección de 2.4.2.0, se presentan las relaciones de las condiciones descritas anteriormente con el origen y evolución de la vida.

---

<sup>23</sup> De naturaleza reductora.

<sup>24</sup> Por ahora, las proporciones no están completamente definidas.

#### 2.4.2.0 Condiciones para el origen y evolución de vida

Como ya se mencionó, la GHZ se basa en el patrón de vida de la Tierra. Es por ello que para poder determinar tanto las necesidades químicas como el tiempo de evolución de la vida, se toma en cuenta los estudios realizados sobre el origen y desarrollo de la vida en la Tierra.

Existen diversas teorías sobre las formas y lugares en donde se originó la vida en la Tierra. Algunas de ellas deducen el origen en las chimeneas hidrotermales del fondo marino, en donde existe una interacción entre el manto terrestre y el océano (3, 11, 21, 23, 36, 41). Otras teorías asumen la migración de la vida desde otras regiones del espacio hacia la tierra (18, 35, 41). Existen otras que hablan de un efecto catalizador de relámpagos (12, 36, 40) o meteoritos metálicos (12, 31, 41, 48) sobre la atmósfera primitiva y/o los mares. Cualquiera que haya sido la forma en que se originó la vida, todas las teorías tienen los mismos requerimientos químicos, biogénicamente hablando, que interactuaron con los compuestos geofísicos presentes en la Tierra primitiva.

Se sabe que la vida en la Tierra comenzó a existir hace  $3.47 \pm 0.5$  Ga, debido a que los fósiles más antiguos tienen esta edad y son pertenecen a cianobacterias (35). La edad de la Tierra es de 4.5 Ga (26, 38), por lo que le tomó a la vida casi 0.5 Ga en aparecer. De lo anterior, se establece que el tiempo para que la vida exista es de 0.5 Ga después de la formación del planeta.

Si consideramos vida desarrollada y la asociamos a la nuestra, se toma otro parámetro de tiempo el cual es la aparición de seres humanos, esto fue hace aproximadamente 2 Ma (3, 32). Dado que los tiempos que manejan la evolución química (CE) son de Ga, 2 Ma es una cantidad despreciable. Por lo tanto, se establece que el tiempo para que exista vida desarrollada es de 4.5 Ga después de la formación del planeta.

### 2.4.3.0 Restricciones para la zona de habitabilidad galáctica

Basado en lo anterior, la GHZ debe contar con las siguientes propiedades que la restrinjan en toda la historia de la galaxia en estudio, en este caso M31. Las propiedades que la delimitarán, en este trabajo, son las siguientes:

- I. El cociente  $Z/Z_{\odot}$  debe encontrarse en un intervalo de  $0.80 \leq Z/Z_{\odot} \leq 1.60$ . Para  $Z/Z_{\odot} < 0.80$  la densidad de metales en el material interestelar no es la suficiente para dar paso a las atracciones gravitacionales que condensen la materia y formen planetésimos<sup>25</sup> (28). Para  $Z/Z_{\odot} > 1.60$  sí se pueden formar planetas del tipo terrestre pero también planetas mayores a Júpiter que se forman en la periferia del los discos protoplanetarios<sup>26</sup> y migran hacia la estrella central del sistema planetario, provocando colisiones con los planetas interiores<sup>27</sup> del sistema destruyéndolos (19, 28, 29, 37).
- II. La supervivencia del planeta con respecto a la ocurrencia de SN por año,  $\xi(t)$ , debe ser menor o igual que el de la Tierra ( $\xi_{\oplus}$ ). La Tierra es nuestro patrón de supervivencia ya que es el único planeta con vida que conocemos. Es importante que el número de SN sea mínimo ya que éstas al explotar emiten radiaciones de muy alta energía<sup>28</sup> que barren con la atmósfera que se haya formado en el planeta, así como lo que se localiza en la superficie del mismo (28, 29).
- III. La edad del planeta debe ser tal que permita la creación y evolución de vida (3, 29, 32), siendo 0.5 Ga después que el planeta se formó para el surgimiento de vida y 4.5 Ga para su desarrollo.

Por todas las propiedades descritas anteriormente (para mayor profundidad ver sección 2.4.1.0 y 2.4.2.0), la GHZ se encontrará sólo en algunas de las zonas de M31 que cumpla con dichas condiciones.

Comparando las propiedades de cada una de las componentes galácticas de M31 presentadas en la sección 2.3.2.0 y los requisitos de GHZ se puede concluir que:

---

<sup>25</sup> Protoplanetas.

<sup>26</sup> Zonas en las cuales se formarán planetas.

<sup>27</sup> Algunos de los cuales pueden ser del tipo terrestre.

<sup>28</sup> Como rayos X (RX) y gamma (R $\gamma$ ).

- I. El halo no cuenta con el intervalo apropiado de  $Z/Z_{\odot}$  pese a que el número de SN que presenta es reducido.
- II. El bulbo sí tiene un cociente de metalicidades adecuado no obstante, la alta densidad estelar ocasiona que esta componente sea descartada del estudio.
- III. El disco cuenta tanto con  $Z/Z_{\odot}$  como  $\xi(t)$  requeridas para la GHZ.

Por lo tanto se enfoca el estudio de habitabilidad galáctica al disco de M31.

### 3.0.0.0 Restricciones observacionales

Se llaman restricciones observacionales a los datos obtenidos de las observaciones astronómicas que permiten delimitar un modelo de CE y ajustarlo al objeto de estudio.

#### 3.1.0.0 Obtención de observables

La mayoría de los datos observacionales (observables) son obtenidos por medio de la espectroscopia en distintas longitudes de onda ( $\lambda$ ) pasando por todo el espectro electromagnético. Los espectros son obtenidos con telescopios y detectores que se encuentran tanto en la superficie de la Tierra como en satélites que orbitan alrededor de la misma. Posteriormente, los datos espectroscópicos son interpretados por procesadores que permiten un análisis directo de la información. Dicha información es estudiada por los astrónomos quienes determinan las propiedades del objeto que emite la luz (26).

Aquellos espectros adquiridos desde la Tierra tienen problemas de interferencia y detección debido a la presencia de la atmósfera<sup>1</sup>, que absorbe y refleja casi todas las energías, excepto aquellas  $\lambda$  que se encuentran en el intervalo del espectro visible<sup>2</sup> y las ondas de radio<sup>3</sup>. Por otro lado, los espectros adquiridos desde el espacio no tienen limitantes permitiendo la recepción de información de las regiones de  $R\gamma$ , RX, UV, infrarroja (IR), microondas ( $\mu$ ) y ondas de radio, así como también de otras formas de energía como los rayos cósmicos (26). Sin embargo, los instrumentos que se encuentran en órbitas sufren de interferencias debidas al ISM, como la presencia de polvo cósmico, ampliación y destrucción de ondas debido a la presencia de otros objetos estelares; pese a ello tienen un alto alcance que varía según el instrumento entre  $5.0 \times 10^5$  y  $5.0 \times 10^6$  kpc (56, 57). Debido a lo anterior, la mayoría de los observables tienen incertidumbres y dispersiones que aumentan con la lejanía del objeto.

---

<sup>1</sup> Por la presencia del ozono ( $O_3$ ),  $O_2$  y vapor de  $H_2O$ .

<sup>2</sup> 300 a 800 nm

<sup>3</sup> 1 mm a 100 m

### 3.2.0.0 Masa de gas

Una de las restricciones observacionales fundamentales es la masa de gas ( $M_{\text{gas}}$ ) que conforma a una galaxia determinada por los estados principales del gas que se encuentran en ella:

$$(a) \quad M_{\text{gas}} = M_{\text{H}_2} + M_{\text{HI}} + M_{\text{HII}} + M_{\text{HeI}} + M_{\text{HeII}}$$

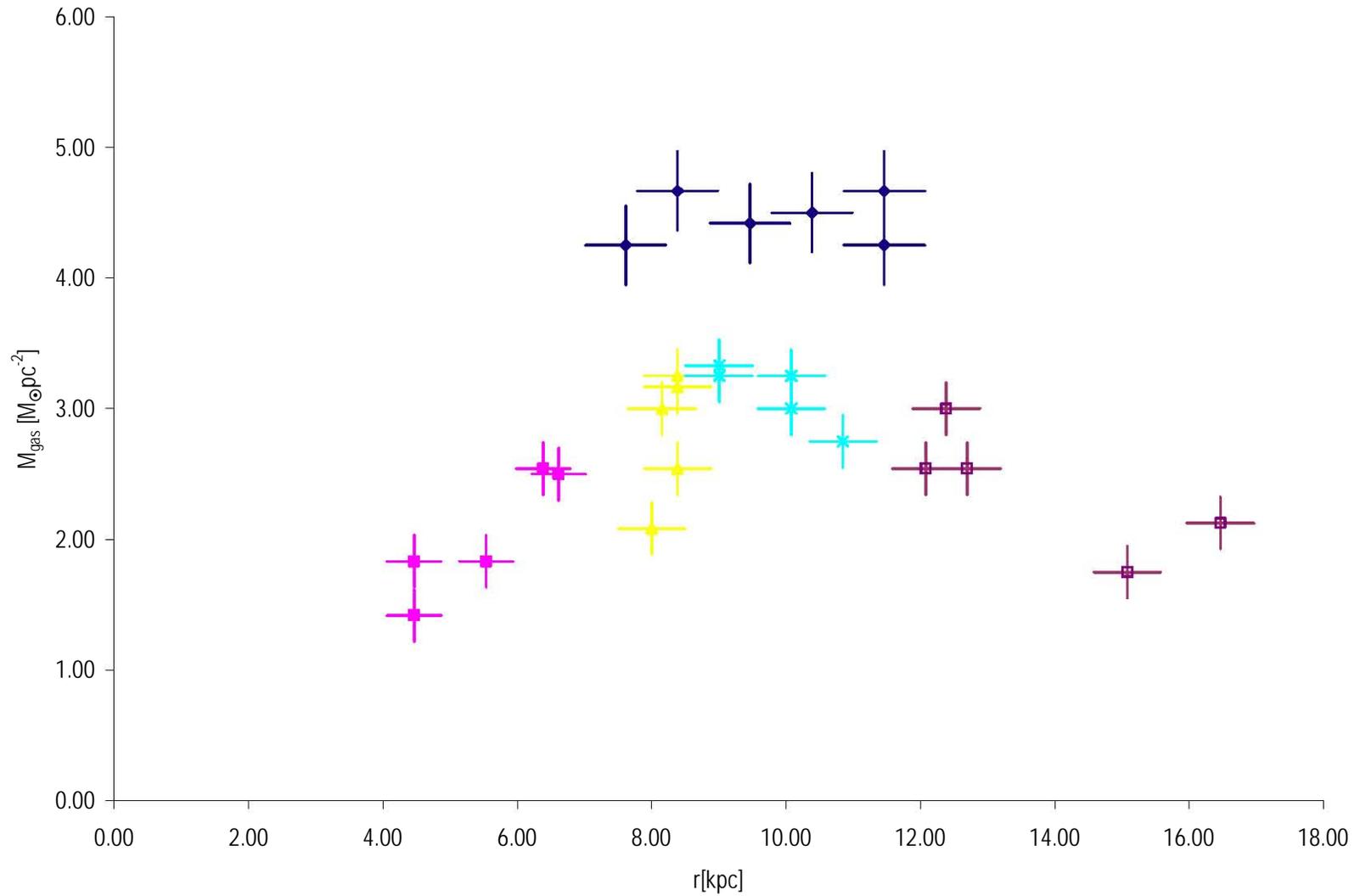
En donde  $M_{\text{H}_2}$  representa al gas compuesto por  $\text{H}_2$  molecular que es inferido de los espectros de IR del CO en las nubes de la galaxia, ya que existe una interacción vibracional entre la molécula de CO y la de  $\text{H}_2$ , fácilmente observable en intervalo del IR del espectro electromagnético.  $M_{\text{HI}}$  representa al estado más abundante el cual es el H no ionizado o neutro (HI), el cual es detectado por medio de las líneas Lyman- $\alpha$ <sup>4</sup> que se observan en los espectros de UV.  $M_{\text{HII}}$  es el gas formado por HII es cual es el gas ionizado (ver sección 2.1.0.0).  $M_{\text{HeI}}$  es He neutro que también es detectado por espectros UV.  $M_{\text{HeII}}$  representa al He ionizado el cual tiene comportamiento similar al HII. Por lo anterior,  $M_{\text{gas}}$  compila todas las formas de H y He presentes en la galaxia (26, 49).

En la Figura 5 se muestra el observable disponible para  $M_{\text{gas}}$  pertenecientes a M31, en la actualidad.

---

<sup>4</sup> La línea corresponde a la transición electrónica en el átomo de hidrógeno de un estado con el número cuántico principal  $n=1$  a  $n=2$ .

Figura 5. Distribución radial de la masa de gas en M31



Densidad superficial actual de la masa de gas en la galaxia de Andr3meda. Los datos simbolizados con ■ fueron obtenidos de 15, ▲ de 16, ◆ de 20, ✖ de 52 y □ de 54. Las incertidumbres fueron compiladas de 25, 30, 45 y 55.

### 3.3.0.0 Masa total bariónica

Otra restricción observacional importante es la masa total bariónica la cual se encuentra formada por la materia luminosa que conforma a una galaxia, es decir el gas y las estrellas. Ambos materiales pueden ser cuantificados por medio del perfil de masa.

#### 3.3.1.0 Perfil de masa

Se denomina intensidad al grado de fuerza con el que se manifiesta algún fenómeno, en este caso llamamos intensidad luminosa a la forma como se aprecia la luz de un solo objeto estelar o un conjunto de ellos. La luminosidad (L) y la masa (M) en estrellas siguen una relación aproximada de  $L \propto M^{3.8}$  con lo que se puede obtener una densidad de luz con respecto a M de las estrellas (26). Un perfil de brillo es obtenido a partir de promediar la distribución de la luz de la galaxia en anillos elípticos (55).

Debido que la galaxia está compuesta por estrellas y por gas, un ajuste conjunto entre el perfil de brillo y la masa de gas de la galaxia permiten obtener una relación entre M y L que varía para cada galaxia. El perfil de masa observado en los discos de las galaxias espirales, como M31, sigue un comportamiento exponencial con la distancia galactocéntrica r, de manera que el perfil de masa se expresa como:

$$(b) \quad M(r) = M_0 e^{-\frac{r_{\odot} - r}{r_d}}$$

En donde  $M_0$  es la densidad de masa del disco, la variable  $r_{\odot}$  es el la distancia galactocéntrica a la que se encuentra el Sol<sup>5</sup> y  $r_d$  es un parámetro de ajuste para cada galaxia (45). La masa que representa M(r) proviene tanto de la  $M_{gas}$  como la masa de las estrellas ( $M_*$ ) que cohabitan esa región y por ende implica la luz de la masa total bariónica ( $M_T$ ) del disco al tiempo actual.

---

<sup>5</sup> Esta distancia se usa como referencia en los modelos de galaxias similares a la MW.

### 3.4.0.0 Abundancias químicas

Una restricción observacional fundamental en un modelo de CE es la abundancia química. Como se explicó en la sección 2.1.0.0, las abundancias químicas pueden ser determinadas a partir de regiones HII o en MS debido a la facilidad con los que ambos objetos son detectados. En esta tesis, las abundancias químicas son expresadas en función de las abundancias solares según:

$$(c) \quad \left[ \frac{O}{H} \right] = \log_{10} \left( \frac{O}{H} \right)_{\text{obs}} - \log_{10} \left( \frac{O}{H} \right)_{\odot} \quad (2, 27)$$

$(O/H)_{\text{obs}}$  representa a la abundancia de O sobre H que existen en el objeto estudiado (región HII o MS) y  $(O/H)_{\odot}$  es dicho cociente en el Sol, el cual tiene un valor de 3.34 (2).

El valor de uno de los gradientes de  $[O/H]$  para M31, calculado por un ajuste de mínimos cuadrados de los observables es  $-0.020 \text{ dex kpc}^{-1}$  (García, J. 2006, comunicación privada).

Los valores actuales de abundancias de  $[O/H]$  obtenidas a partir regiones HII se muestran en la Figura 6 y a partir de MS en la Figura 7.

Figura 6. Abundancias de [O/H] de regiones HII en función del radio

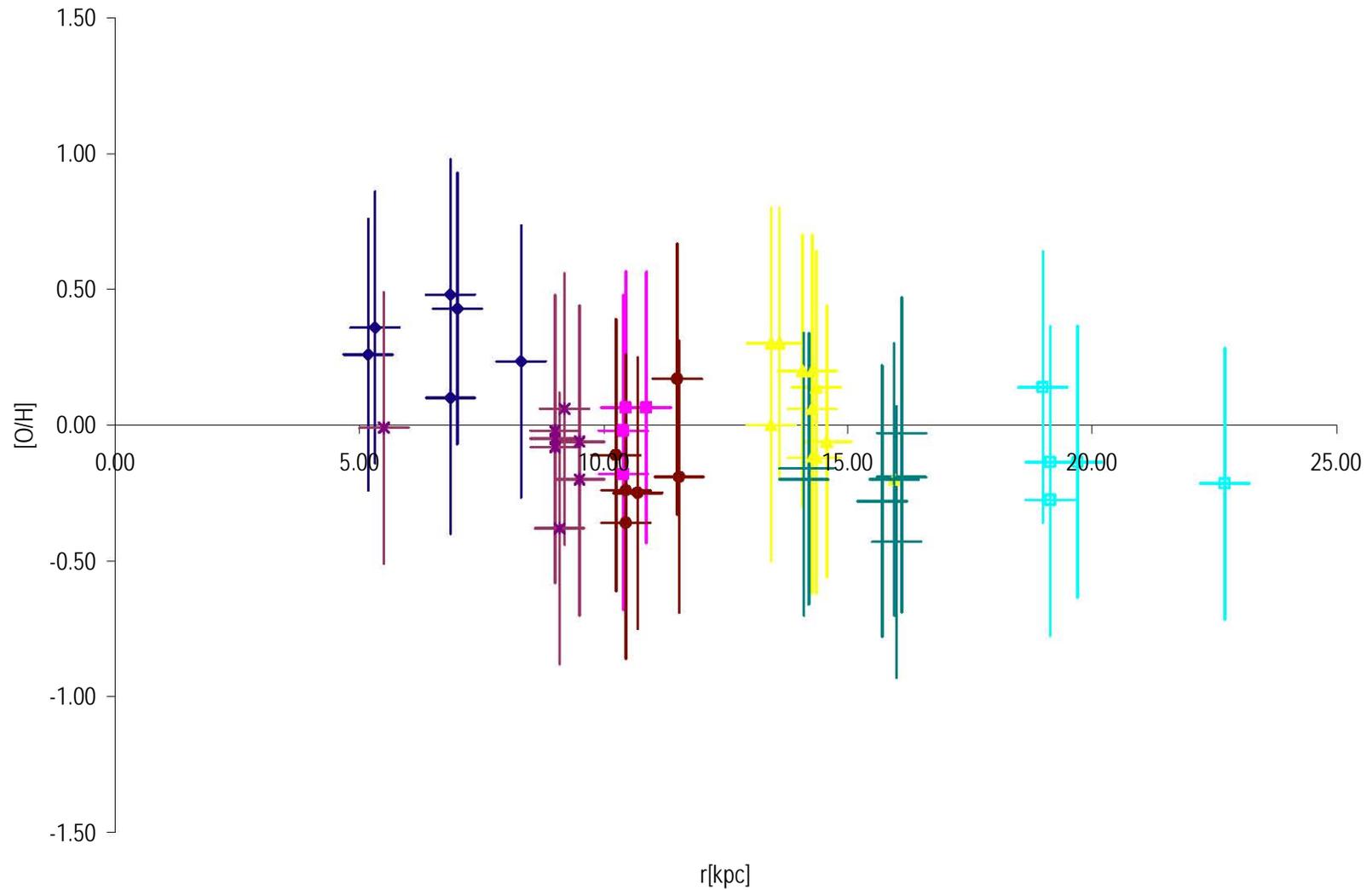
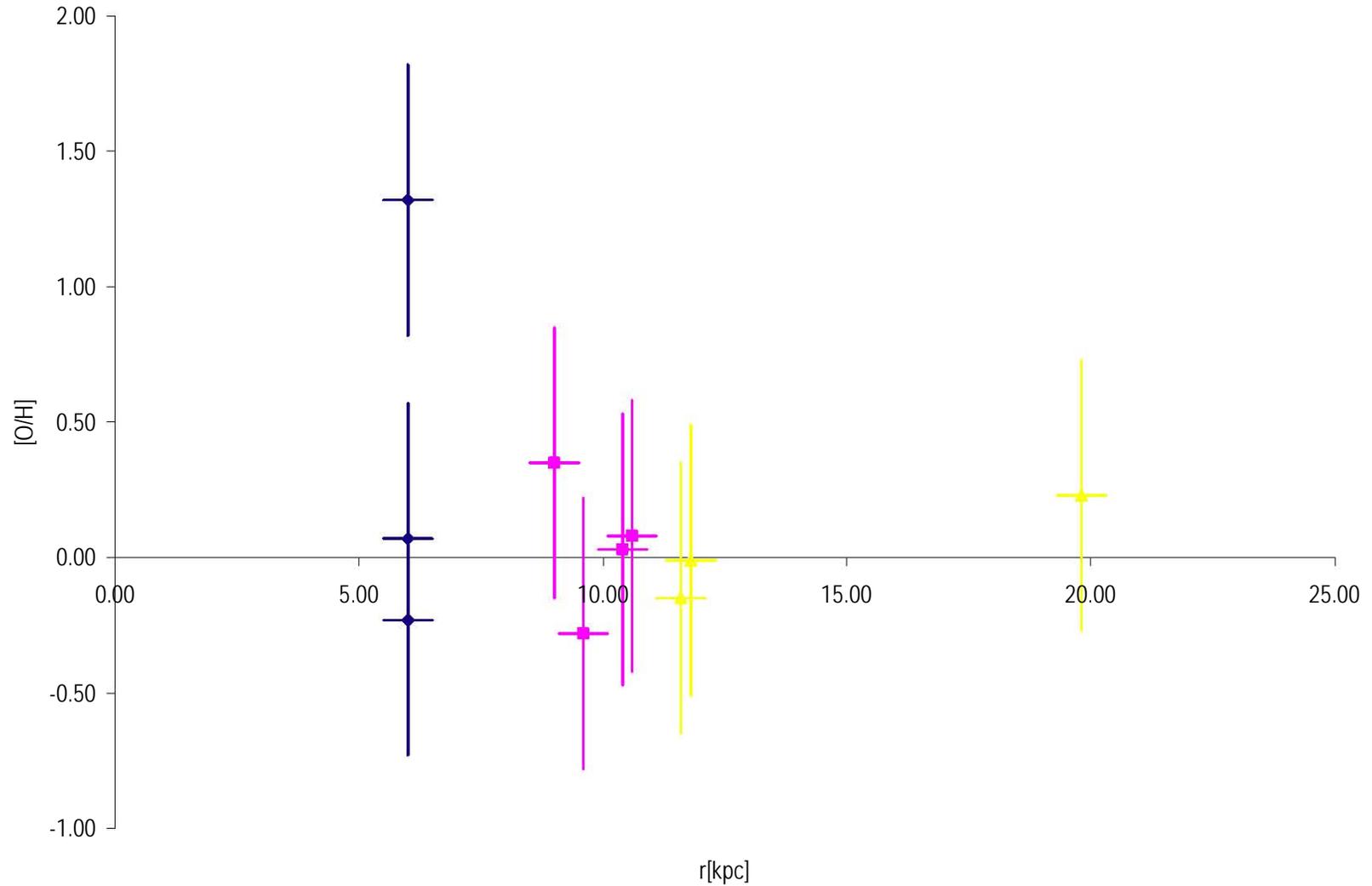


Figura 7. Abundancias de [O/H] de MS en función del radio



Abundancias actuales [O/H] [dex] obtenidos de MS en función del radio. Los datos simbolizados con  $\blacksquare$  fueron obtenidos de 10,  $\blacktriangle$  de 25 y  $\blacklozenge$  de 50. Las barras de error fueron compiladas de 45, 51 y 55.

## 4.0.0.0 Modelo de evolución química

La evolución química (CE) es el estudio de los cambios en el tiempo ( $t$ ) y el espacio ( $r$ ) de las abundancias de los elementos químicos y de la  $M_{\text{gas}}$  en un objeto en el universo. Este proceso depende de muchos parámetros tales como la formación y evolución estelares, flujos de gas, etc.

### 4.1.0.0 Ecuaciones generales

Las ecuaciones generales que se emplean para hacer la descripción de la CE de una galaxia se muestran a continuación (33, 34).

La  $M_T$  bariónica se encuentra definida, como ya se había mencionado, por la  $M_{\text{gas}}$  y la  $M_*$  de manera que:

$$(d) \quad M_T = M_* + M_{\text{gas}}$$

Los cambios que sufre  $M_T$  con respecto a  $t$ , son definidos por

$$(e) \quad \dot{M}_T = \frac{dM_T}{dt} = A(t) - W(t)$$

Donde  $A(t)$  es la tasa con la que la masa está siendo acretada. La acreción es la tasa con que la galaxia se forma a partir del gas intergaláctico que recibe.  $W(t)$  es la tasa con que la galaxia pierde material. Los cambios de  $M_{\text{gas}}$  con respecto a  $t$ , se describen por medio de la siguiente ecuación:

$$(f) \quad \dot{M}_{\text{gas}} = -\Psi(t) + E(t) + A(t) - W(t)$$

El término  $\Psi(t)$  es la tasa de formación estelar (SFR) y es la  $M_{\text{gas}}$  que se convierte en estrellas por unidad de tiempo.  $E(t)$  es la tasa a la cual las estrellas que han muerto regresan el material al ISM,  $E(t)$  está representada como:

$$(g) \quad E(t) = \int_{M_{\text{inf}}}^{M_{\text{sup}}} (m - M_{\text{rem}}) \Psi(t - \tau_m) \phi(m) dm$$

La población de estrellas está formada por estrellas de masas entre  $M_{\text{inf}}$  y  $M_{\text{sup}}$ . El término  $(m - M_{\text{rem}})$  es la masa total eyectada al medio por una estrella de masa inicial  $m$ ;  $M_{\text{rem}}$  es la masa del cadáver de la estrella después que ésta muere.  $\tau_m$  es el tiempo de vida de la estrella y  $\varphi(m)$  es la función inicial de masa (IMF) la cual representa la distribución en masa de las estrellas formadas.

Los cambios que tiene  $\dot{M}_\bullet$  en función del tiempo se obtienen de la ecuación (d), (e) y (f), de manera que:

$$(h) \quad \dot{M}_\bullet = \Psi(t) - E(t)$$

Con los términos anteriores, se puede plantear una ecuación general para la evolución de las abundancias químicas y ésta puede ser escrita como  $X_i M_{\text{gas}}$  la cual es la cantidad de masa de en gas en forma del elemento  $i$ :

$$(i) \quad (X_i M_{\text{gas}})^\bullet = -X_i \Psi(t) + E_i(t) + X_i^A A(t) + X_i^W W(t)$$

$X_i$  es la abundancia por masa de la especie  $i$ ,  $X_i^A$  es la abundancia del elemento  $i$  primigenio y  $X_i^W$  es la abundancia por masa del elemento  $i$  perdido. El término  $E_i(t)$  es:

$$(j) \quad E_i(t) = E_{i_{\text{np}}}(t) + E_{i_{\text{p}}}(t)$$

Donde  $E_{i_{\text{np}}}$  es el elemento  $i$  sin procesar:

$$(k) \quad E_{i_{\text{np}}}(t) = \int_{M_{\text{inf}}}^{M_{\text{sup}}} (m - M_{\text{rem}}) X_i(t - \tau_m) \Psi(t - \tau_m) \varphi(m) dm$$

Y  $E_{i_{\text{p}}}$  es el elemento  $i$  que fue recientemente sintetizado:

$$(l) \quad E_{i_{\text{p}}}(t) = \int_{M_{\text{inf}}}^{M_{\text{sup}}} \Psi(t - \tau_m) m p_{i_{\text{m}}} \varphi(m) dm$$

El término  $p_{i_{\text{m}}}$  es el rendimiento químico estelar de la especie  $i$ , la cual a su vez está definido como:

$$(m) \quad p_{im} = \left( \frac{M_{ej}}{m} \right)_i$$

$M_{ej}$  es la masa de la estrella convertida en el elemento  $i$  y eyectada.

Estas ecuaciones nos permiten plantear un modelo de CE para cualquier galaxia, por su complejidad sólo pueden ser resueltas numéricamente con códigos muy complejos sin embargo, pueden ser simplificadas tomando en consideración cierta aproximación que se presenta a continuación.

## 4.2.0.0 Aproximación de reciclaje instantáneo

La aproximación de reciclaje instantáneo (IRA) permite asumir que las estrellas cuya  $M \leq 1M_{\odot}$  viven para siempre, mientras que las estrellas de  $M > 1M_{\odot}$  nacen y mueren instantáneamente. En otras palabras, IRA nos permite despreciar los tiempos de vida de las estrellas y así simplificar las ecuaciones que se mostraron en la sección anterior (33, 34), de tal manera que la ecuación (g) se reduce a:

$$(n) \quad E(t) = \Psi(t)R$$

En donde R es la fracción de material de las estrellas que regresa a la galaxia y se calcula con:

$$(o) \quad R = \int_{M_{\text{inf}}}^{M_{\text{sup}}} (m - M_{\text{rem}}) \varphi(m) dm$$

Con lo anterior, la ecuación (f), es decir la derivada temporal de  $M_{\text{gas}}$  queda:

$$(p) \quad \dot{M}_{\text{gas}} = -(1-R)\Psi(t) + A(t) - W(t)$$

Y la ecuación (h), es decir la derivada temporal de  $M_*$  con respecto a t es:

$$(q) \quad \dot{M}_* = (1-R)\Psi(t)$$

La consideración también simplifica a las ecuaciones (k) y (l) la cuales quedan como:

$$(r) \quad E_{i_{\text{hp}}}(t) = RX_i\Psi(t)$$

$$(s) \quad E_{i_{\text{p}}}(t) = Y_i\Psi(t)$$

El término  $Y_i$  es el rendimiento de cierto elemento i, por generación estelar el cual es:

$$(t) \quad Y_i = \int_{M_{\text{inf}}}^{M_{\text{sup}}} m p_{i_{\text{m}}} \varphi(m) dm$$

En consecuencia la ecuación (j) queda de la forma:

$$(u) \quad E_i(t) = RX_i\Psi(t) + \Psi(t)Y_i$$

De la misma forma, la ecuación (i) se ve modificada de manera que:

$$(v) \quad (X_i M_{\text{gas}})^{\bullet} = -(1-R)X_i\Psi(t) + Y_i\Psi(t) + X_i^A A(t) - X_i^W W(t)$$

Sin embargo, como se desea conocer como cambia la abundancia química con respecto al tiempo, se extrae la derivada interna de  $(X_i M_{\text{gas}})^{\bullet}$  y sustituyendo la derivada temporal de  $M_{\text{gas}}$  en la ecuación (v) queda:

$$(w) \quad \dot{X}_i M_{\text{gas}} = Y_i\Psi(t) + A(t)(X_i^A - X_i) + W(t)(X_i - X_i^W)$$

Como se puede ver, las ecuaciones quedaron mucho más simplificadas y se pueden resolver analítica o numéricamente con códigos simples. Por tal razón, utilizaremos las ecuaciones de evolución química bajo IRA en nuestro estudio del disco de M31.

### 4.3.0.0 Disco galáctico

Debido a que se ha centrado la búsqueda de una GHZ al disco galáctico de M31, a continuación se presenta las ecuaciones de CE con IRA y aplicadas al disco de una galaxia espiral.

En esta sección, se enfoca el modelo de CE al disco de una galaxia espiral, es decir se definen los parámetros  $A(t)$ ,  $M_T$  y  $\Psi(t)$  así como también otras condiciones necesarias para el disco de la galaxia.

Como ya se había planteado, la galaxia se va formando del material primigenio del IGM que le va cayendo,  $A(t)$  es mayor al principio de la formación. Las galaxias espirales se forman más rápidamente en las partes centrales que en las periféricas, por lo tanto la tasa de acreción puede expresarse como:

$$(x) \quad A(t) = a(r) e^{-\frac{t}{\alpha + \beta r}}$$

El inverso del término  $(\alpha + \beta r)$  representa cuan rápidamente la masa va cayendo al disco. Las variables  $\alpha$  y  $\beta$  son parámetros a ajustar según el perfil de masa y para nuestra galaxia tienen valores de  $-2.0$  Ga y  $1.0$  respectivamente (9). La variable  $a(r)$  es una incógnita cuyo valor se encuentra también a partir del perfil de masa (ver sección 5.1.2.1.).

Existen otras consideraciones importantes para el modelo sobre el disco de una galaxia en espiral, como son:

- I. El disco se forma únicamente del material del ISM primigenio por lo tanto  $A(t) \neq 0$ , como se ve en la ecuación (x), las abundancias primigenias ( $X^A_i$ ) de H, He y Z son  $H^A = 0.75$ ,  $He^A = 0.25$  y  $Z^A = 0.00$ .
- II. El disco presenta simetría azimutal lo que significa que todas las regiones a un mismo radio son idénticas.
- III. Las pérdidas de material hacia el ISM son despreciables, en consecuencia  $W(t) = 0$ .

Usando las condiciones descritas, las ecuaciones presentadas en la sección anterior se transforman en:

$$\begin{aligned}
 \text{(y)} \quad \dot{M}_T &= a(r) e^{-\frac{t}{\alpha+\beta r}} \quad (44) \\
 \text{(z)} \quad \dot{M}_{\text{gas}} &= -(1-R)\Psi(t) + a(r) e^{-\frac{t}{\alpha+\beta r}} \\
 \text{(aa)} \quad \dot{M}_* &= (1-R)\Psi(t) \\
 \text{(bb)} \quad \dot{X}_i M_{\text{gas}} &= Y_i \Psi(t) + A(t)(X_i^A - X_i)
 \end{aligned}$$

Una vez definido el modelo de CE para el disco de galaxias espirales, es necesario concretarlo para el disco de M31.

## 4.4.0.0 M31

En esta sección, se concreta el modelo de CE al disco de la galaxia espiral en estudio, M31.

La edad del disco de la galaxia es de 13 Ga ya que se despreciará el tiempo de formación del halo<sup>1</sup>.

En la sección 3.3.0.0, se explica que el perfil de masa comprende al gas y las estrellas del disco de la galaxia. Los parámetros de la ecuación (b) para M31 son  $M_0 = 46.0 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ ,  $r_{\odot} = 8.0 \text{ kpc}$  (44) y  $r_d = 5.5 \text{ kpc}$  (53), por lo tanto la  $M_T$  bariónica es igual a:

$$(cc) \quad M_T = 46e^{\frac{8.0-r}{5.5}}$$

Igualando esta expresión con la ecuación (t) se obtendrá la incógnita  $a(r)$  con  $t = 13 \text{ Ga}$  ya que el perfil de masa es el actual.

La formación estelar  $\Psi(t)$  es un fenómeno complejo que se parametriza de una manera simple como (47):

$$(dd) \quad \Psi(t) = vM_{\text{gas}}^n$$

De la cual  $v$ , la eficiencia de formación estelar, es un parámetro de ajuste y  $n$  es un número que se encuentra en el intervalo  $1 \leq n \leq 2$ . Los valores de ambos parámetros se encuentran del modelo (ver sección 5.0.0.0) al ajustar los resultados con los datos observacionales. De la ecuación (dd), se tiene que la tasa en que las estrellas se están formando se encuentra en función del contenido de gas que conforma a la galaxia. En este trabajo de M31,  $\Psi(t)$  se usa con los casos extremos de  $n = 1$  y  $n = 2$ , es decir:

$$(ee) \quad \Psi(t) = vM_{\text{gas}}$$

$$(ff) \quad \Psi(t) = vM_{\text{gas}}^2$$

La IMF es representada por la función (33, 34):

$$(gg) \quad \varphi(m) = \varphi_0 m^{-(1+\chi)}$$

---

<sup>1</sup> Entre 0.5 y 1.0 Ga.

La cual debe ser continua además de estar normalizada, su parámetro de normalización es  $\varphi_0$ .

$$(hh) \quad \varphi_0 = \int_{0.01M_{\odot}}^{80M_{\odot}} m\varphi(m)dm \equiv 1.0$$

Los límites de integración son de 0.01 a 80  $M_{\odot}$  porque las estrellas que forman a la población consisten de esas masas. El parámetro  $\chi$  tiene distintos valores de acuerdo a los intervalos de la masa de las estrellas, éstos son (27):

$$(ii) \quad \chi = \left\{ \begin{array}{ll} 0.3 & \text{en } M \leq 0.5M_{\odot} \\ 1.2 & \text{en } 0.5M_{\odot} \leq M \leq 1.0M_{\odot} \\ 1.7 & \text{en } 1.0M_{\odot} \leq M \end{array} \right\}$$

La continuidad se construye por medio de  $\varphi_0$ , de tal manera que:

$$(jj) \quad \begin{array}{ll} \varphi_0 = 1.87 & \text{en } M \leq 0.5M_{\odot} \\ \varphi_0 = 1.0 & \text{en } 0.5M_{\odot} \leq M \leq 1.0M_{\odot} \\ \varphi_0 \equiv 1.0 & \text{en } 1.0M_{\odot} \leq M \end{array}$$

Para normalizarla, se deber resolver la ecuación:

$$(kk) \quad \varphi_0 = \int_{0.01M_{\odot}}^{80M_{\odot}} m\varphi(m)dm \equiv 1.0$$

La cual permite obtener el valor de  $\varphi_0$ , el cual es  $3.64M_{\odot}$ .

De trabajos previos de CE para galaxias espirales, se escoge el valor de R como 0.27 (Carigi, L. 2006 comunicación privada).

Para obtener la  $M_{\text{gas}}$  se emplea la ecuación (z) en conjunto con las  $\Psi(t)$  de los casos elegidos. Ajustando los valores de  $M_{\text{gas}}$  a los observables se obtienen los parámetros  $v$  que correspondan a cada  $\Psi(t)$ .

Para obtener [O/H] teórico y poder compararlo con los observables, primero se obtiene  $O(r,t)$  y luego  $H(r,t)$ . La ecuación que describe la evolución del O es:

$$(II) \quad \dot{O} \cdot M_{\text{gas}} = v Y_O M_{\text{gas}}^2 - A(t) O(t)$$

El valor de  $Y_O$  es de 0.0045 (Carigi, L. 2006 comunicación privada). La evolución del H es descrita por la ecuación:

$$(mm) \quad \dot{H} \cdot M_{\text{gas}} = v Y_H M_{\text{gas}}^2 + A(t) (0.75 - H(t))$$

Se conoce el valor de  $Y_H$  el cual es  $-0.0294$  (Carigi, L. 2006 comunicación privada).

Para poder deducir la GHZ se requiere conocer el cociente  $Z/Z_{\odot}$ , el cual requiere la abundancia de Z para M31 y la ecuación que describe las abundancias químicas de los metales es la siguiente:

$$(nn) \quad \dot{Z} \cdot M_{\text{gas}} = v Y_Z M_{\text{gas}}^2 - A(t) Z(t)$$

$Y_Z$  tiene el valor de 0.0104 (Carigi, L. 2006 comunicación privada).

El método de resolución que el modelo tiene es para  $4 \text{ kpc} \leq r \leq 24 \text{ kpc}$  ya que en este intervalo es donde se tienen los observables con  $\Delta r = 1.0 \text{ kpc}$  y para  $0 \text{ Ga} \leq t$  con  $\Delta t = 0.1 \text{ Ga}$ .

Con la información anterior, el modelo de CE para el disco de M31 dispone de los parámetros para ser formulado. Sin embargo, como no sólo se desea conocer la CE de M31 sino también la GHZ, es necesario calcular todo lo que comprende a M31 en función de  $r$  y  $t$ , es decir la masa total, la masa de gas, la masa de estrellas, las abundancias de los elementos químicos, etc.

#### 4.4.1.0 Supervivencia a supernovas

A partir de lo descrito en la sección 2.4.0.0, se desea conocer la zona donde se pueda formar un planeta con características tales que se asemeje a la Tierra. Además, dicho planeta debe sobrevivir a las SN que llegasen a estallar en su entorno, para que así pueda originarse y subsistir vida.

La supervivencia a SN,  $\xi(t)$ , es la supervivencia del planeta tipo terrestre con respecto al número de SN que han estallado durante toda la vida del planeta por unidad de  $t$  con respecto a la supervivencia de la Tierra ( $\xi_{\oplus}$ ) (22, 28). El valor de  $\xi_{\oplus} = 0.8371 M_{\odot}^2 \text{Ga}^{-1} \text{pc}^{-2}$  (Carigi, L. 2006 comunicación privada). Matemáticamente la supervivencia se expresa como:

$$(oo) \quad \xi(t) = \frac{\int_{t_p}^t R_{SN}(t) dt}{(t - t_p) \xi_{\oplus}}$$

Donde  $t_p$  es el tiempo en el que se formó el planeta tipo terrestre y  $R_{SN}$  es la tasa de SN. Recordando, las MS son progenitoras de SN y tienen un intervalo de  $8 M_{\odot} < M < 80 M_{\odot}$ .  $R_{SN}$  se expresa en la IRA como (33, 34):

$$(pp) \quad R_{SN}(t) = \left( \int_{8M_{\odot}}^{80M_{\odot}} \varphi(m) dm \right) \Psi(t)$$

## 5.0.0.0 Resultados y discusión

### 5.1.0.0 Modelo de evolución química

El modelo de CE de M31 se obtuvo a partir de las ecuaciones planteadas en la sección 4.0.0.0 por medio de los códigos construidos en el programa Developer Studio<sup>©</sup> de Compaq Visual Fortran 6<sup>®</sup>, los cuales se encuentran descritos en los Apéndices.

En este trabajo se decidió probar con los dos casos extremos de la ecuación (w), es decir para  $n=1$  y  $n=2$ , por lo que la tasa de formación estelar es  $\Psi(t) = \nu M_{\text{gas}}$  y  $\Psi(t) = \nu M_{\text{gas}}^2$ .

## 5.1.1.0 Tasa de formación estelar proporcional a masa de gas

### 5.1.1.1 Masa de gas

Suponiendo una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$ , los modelos de CE para la MW predicen gradientes más planos que los observados (7) pero con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$ , se pueden reproducir los gradientes químicos en el disco de nuestra galaxia (45).

M31 tiene gradientes de abundancias más planos que los de nuestra MW (25, 45), por lo que se pensó que  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$  sería suficiente para reproducir los observables. En el *Apéndice I* se muestra el código para una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$ .

Con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$  y habiendo sustituido los valores de  $R$ ,  $\alpha$  y  $\beta$ ,  $M_{\text{gas}}$  queda planteada de la siguiente forma:

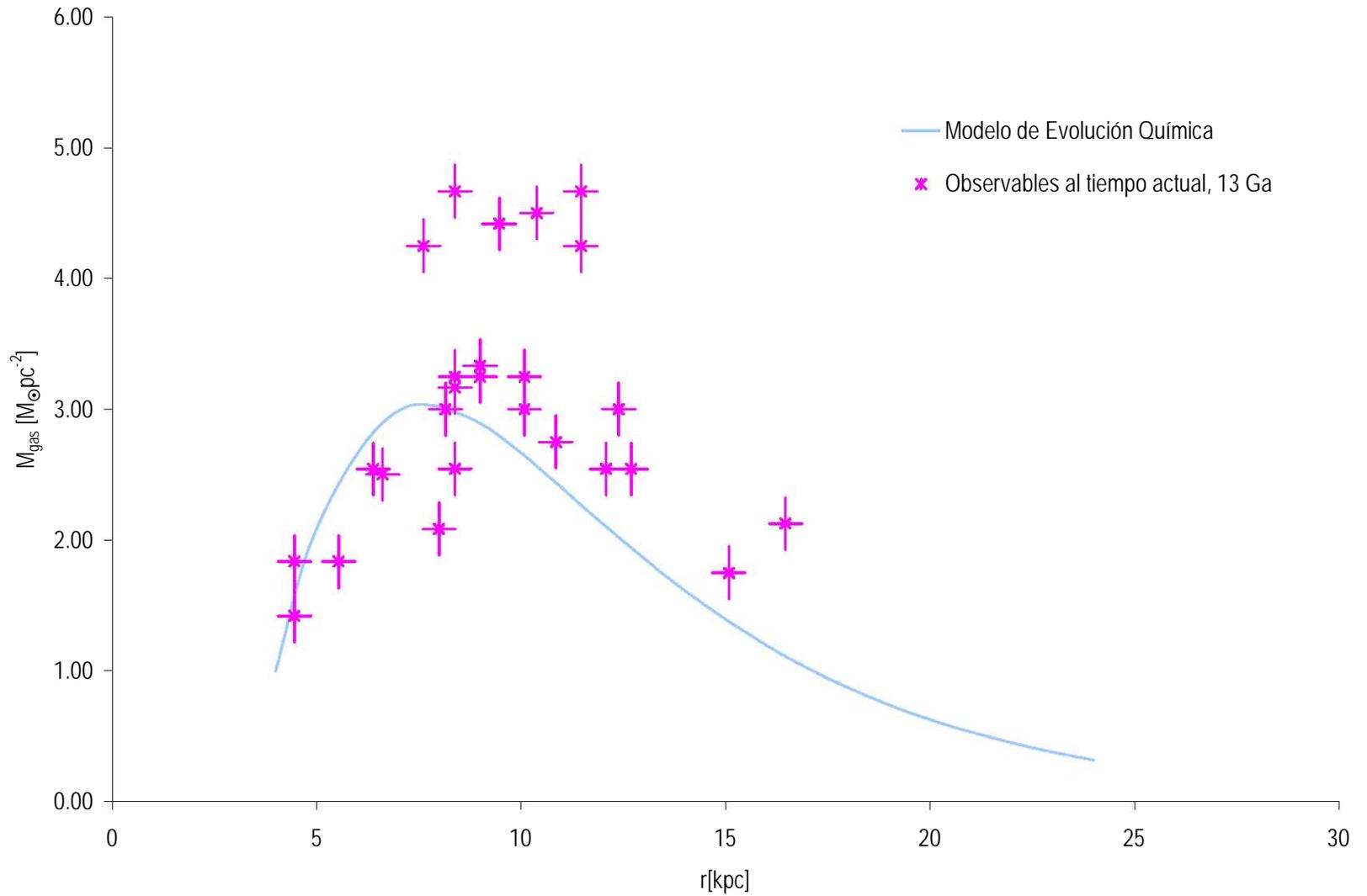
$$(qq) \quad \dot{M}_{\text{gas}} = -0.72\nu M_{\text{gas}} + a(r)e^{-\frac{t}{2.0+r}}$$

Donde conocemos los valores de  $a(r)$  ya que se obtuvieron de la ecuación (cc) a  $t=13$  Ga. La ecuación (qq) se resuelve de manera analítica con lo que se obtiene:

$$(rr) \quad M_{\text{gas}} = \frac{a(r)}{0.72\nu - \frac{1}{r+2.0}} \left( e^{\left( \left( 0.72\nu - \frac{1}{r+2.0} \right) \cdot 0.72\nu \right) * t} - e^{-0.72\nu t} \right)$$

Al trazar la gráfica de esta función con distintos valores de  $r$ , en el intervalo  $4 \text{ kpc} \leq r \leq 24 \text{ kpc}$  a  $t=13$  Ga, se comparó y ajustó el modelo con los observables, obteniendo así el valor del parámetro  $\nu=0.68$ , como puede verse en la Figura 8.

Figura 8. Masa de gas en función del radio para  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$



El modelo de evolución química con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$  permitió obtener valores de masa de gas que al ser ajustados con los observables, se encontró el valor del parámetro  $\nu$ , el cual tiene un valor de 0.68.

### 5.1.1.2 Abundancias químicas

Para obtener [O/H] teórico, primero se obtiene  $O(r,t)$  y luego  $H(r,t)$ . La ecuación para la abundancia química de O con  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$  tiene la siguiente forma:

$$(ss) \quad \dot{O} = vY_O - \frac{A(t)}{M_{\text{gas}}}O(t)$$

Dicha ecuación resuelta de manera numérica, obtiene la expresión:

$$(tt) \quad O(t)_i = \frac{vY_O + O(t)_{i-1} \left( \frac{1}{\Delta t} - 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right) \right)}{\frac{1}{\Delta t} + 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right)}$$

Donde el subíndice  $i$  indica que ese parámetro se encuentra valuado en el tiempo  $t$ , el subíndice  $i-1$  es el parámetro en el tiempo  $t - 0.1 \text{ Ga}$  y  $\Delta t = 0.1 \text{ Ga}$ . Estas características se aplican a todas las ecuaciones que son resueltas de manera numérica. La función (tt) es valorada a distintos  $r$ , en los intervalos  $4 \text{ kpc} \leq r \leq 24 \text{ kpc}$  y  $t \geq 0 \text{ Ga}$ .

Ahora bien, la ecuación para la abundancia química de H con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$  tiene la siguiente forma:

$$(uu) \quad \dot{H} = vY_H + \frac{A(t)}{M_{\text{gas}}}(0.75 - H(t))$$

La ecuación resuelta de manera numérica obtiene la expresión:

$$(vv) \quad H(t)_i = \frac{vY_H + 1.50 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right) + H(t)_{i-1} \left( \frac{1}{\Delta t} - 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right) \right)}{\frac{1}{\Delta t} + 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right)}$$

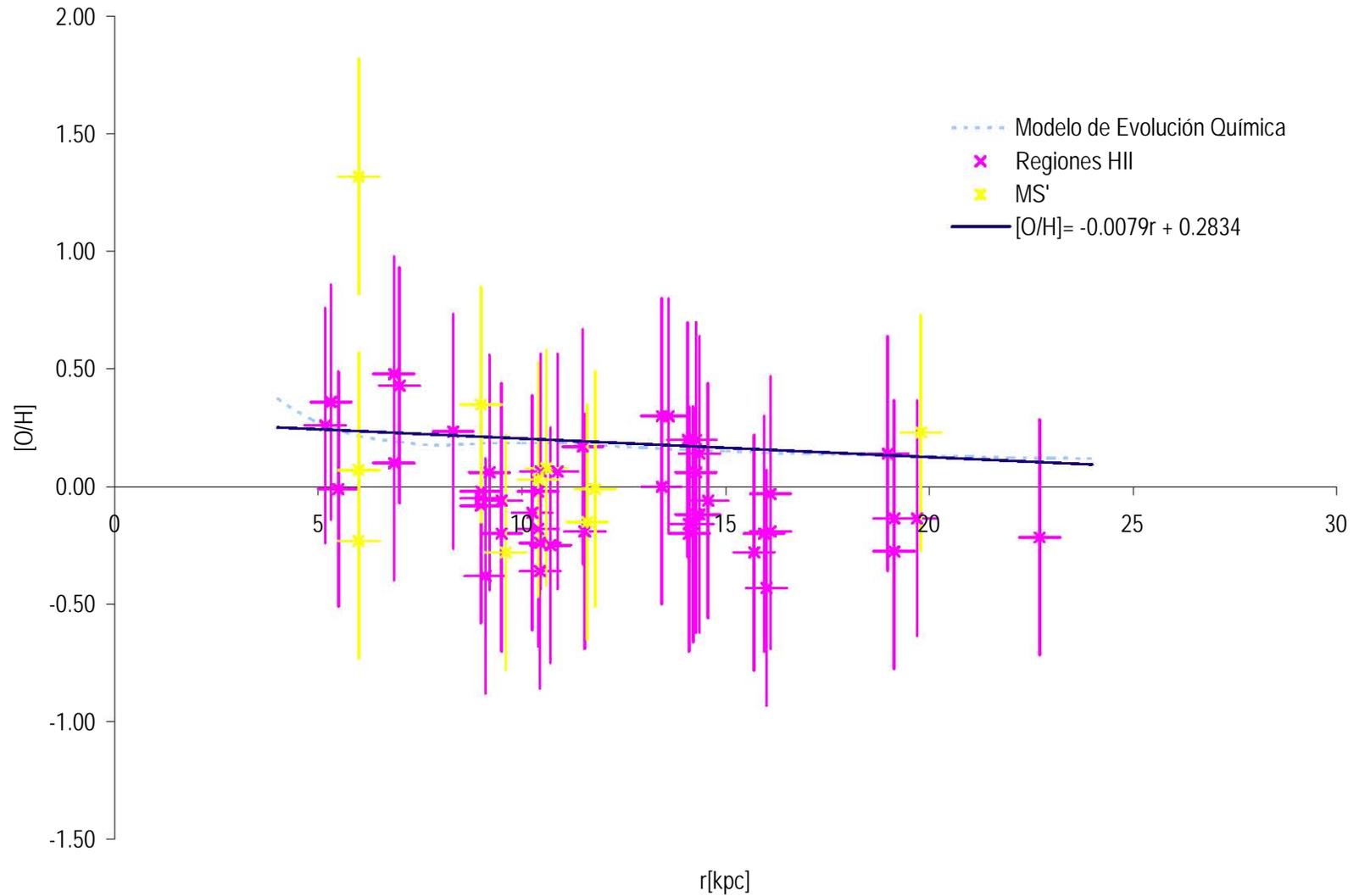
Con las abundancias de O y H sustituidas en la ecuación (c), se puede obtener [O/H] y contrastarse con los observables de M31 (ver Figura 9). El gradiente<sup>1</sup> de [O/H] obtenido por el modelo<sup>2</sup> tiene el valor de  $-0.0079 \text{ dex kpc}^{-1}$ , que es más plano que el gradiente observado (ver sección 3.4.0.0). También de la figura se puede observar que el modelo tiene un gradiente mucho más plano de lo que se observa en M31 (10, 25, 45). Por lo tanto este modelo es descartado dando paso a la prueba con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$ .

---

<sup>1</sup> O pendiente de la recta que más se ajusta a los datos.

<sup>2</sup> Realizando un ajuste de mínimos cuadrados automático del programa Excel® de Microsoft©

Figura 9. Abundancias de [O/H] en función del radio para  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$



El modelo de evolución química con  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}$  permitió obtener una tendencia de [O/H] en M31 que ajusta a ciertos observables pero muestra un gradiente más plano del observado en M31, por lo que el modelo se descarta.

## 5.1.2.0 Tasa de formación estelar proporcional a masa de gas al cuadrado

### 5.1.2.1 Masa total bariónica

En el *Apéndice II* se muestra el código para una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$ .

Sabemos que la  $M_T$  bariónica incrementa con el tiempo según  $A(t)$  (ver ecuación (y)), la cual es una ecuación diferencial de primer grado, que al ser resuelta bajo los límites de integración de 0 a  $t$  y  $M_T(r, 0)$ , se obtiene:

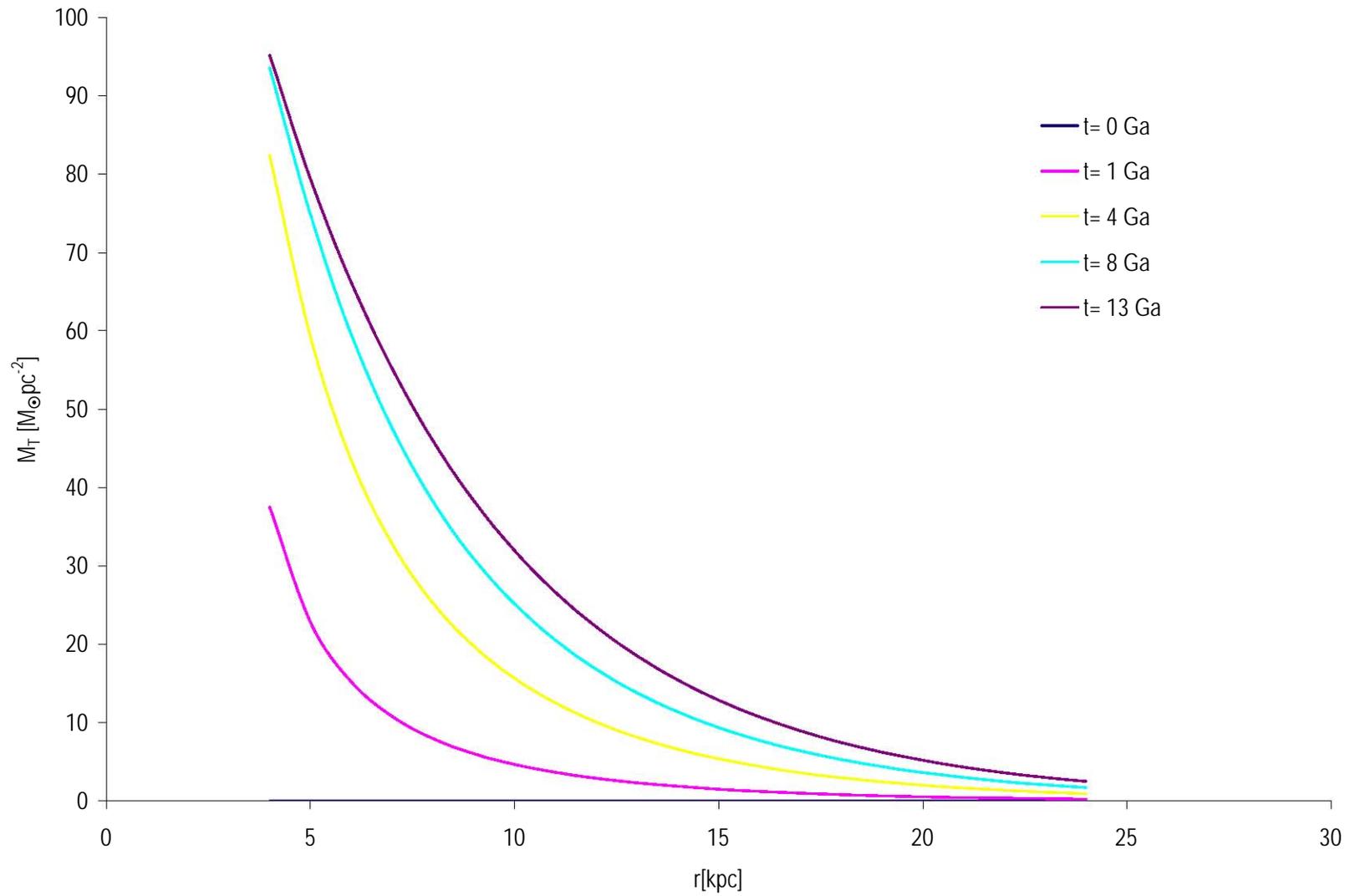
$$(ww) \quad M_T(r, t) = a(r)(r + 2.0) \left( 1 - e^{-\frac{t}{r+2.0}} \right)$$

La  $M_T$  bariónica actual sigue el perfil de masa (ecuación cc). La incógnita  $a(r)$  se extrae al igualar la ecuación (ww) con la ecuación (cc) al tiempo actual, es decir a 13 Ga, dando lugar a la expresión:

$$(xx) \quad a(r) = \frac{46e^{\frac{8.0-r}{5.5}}}{(r + 2.0) \left( 1 - e^{-\frac{13}{r+2.0}} \right)}$$

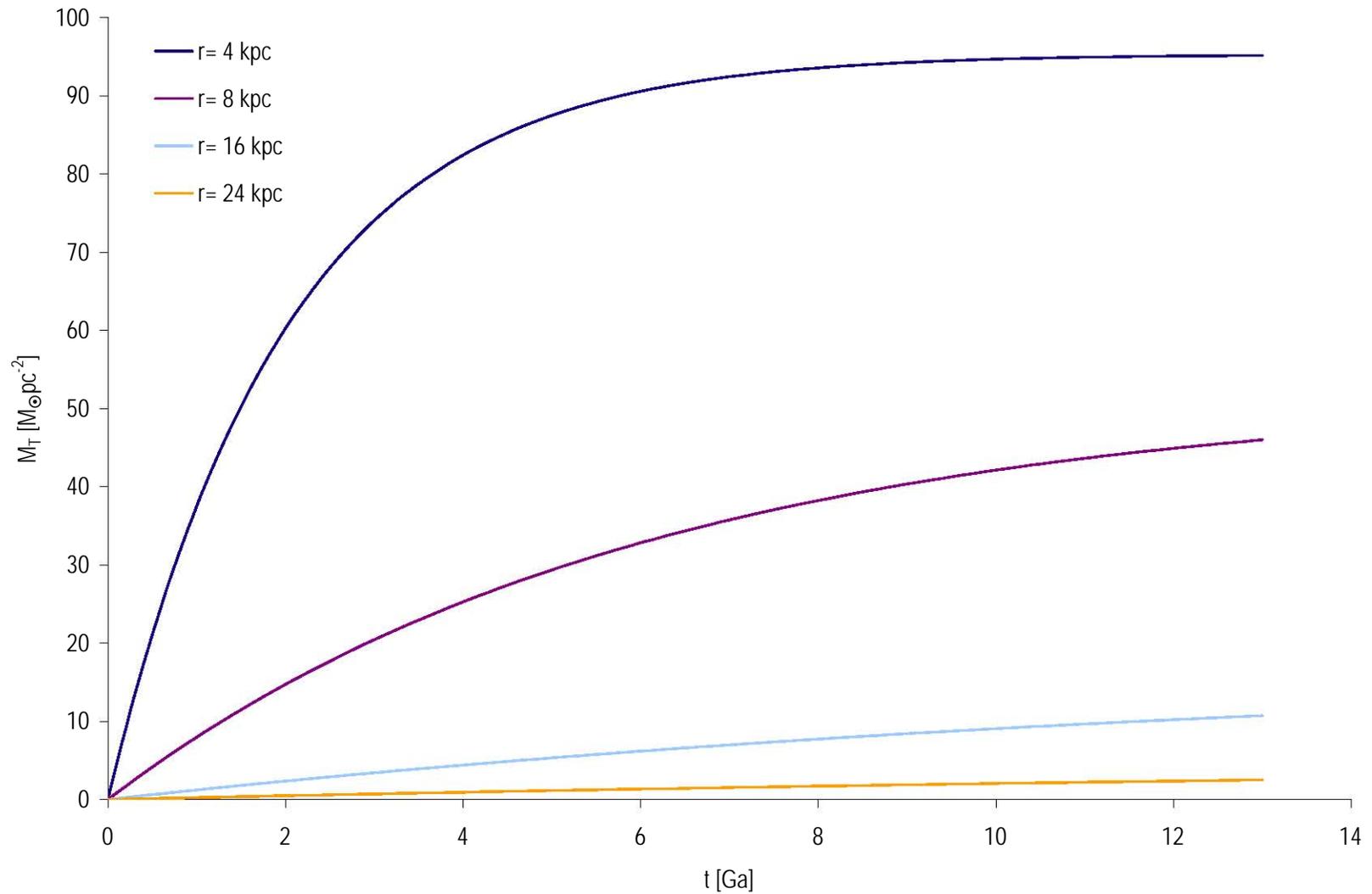
Habiendo conseguido la forma en que  $M_T$  bariónica se comporta en función de  $r$  y  $t$ , se trazó la gráfica de dicho parámetro en los intervalos  $4 \text{ kpc} \leq r \leq 24 \text{ kpc}$  y  $t \geq 0 \text{ Ga}$ . Como se muestra en la Figura 10, existió mayor  $M_T$  bariónica en las regiones centrales, en contraste con las periféricas. En la Figura 11, se ejemplifica de una manera más clara como M31 ha ido acumulando gas conforme a transcurrido  $t$ .

Figura 10. Masa total bariónica de M31 en función del radio



La masa de M31 va aumentando con el tiempo según la acreción y es más eficiente en la parte interna del disco galáctico.

Figura 11. Masa total bariónica de M31 en función del tiempo



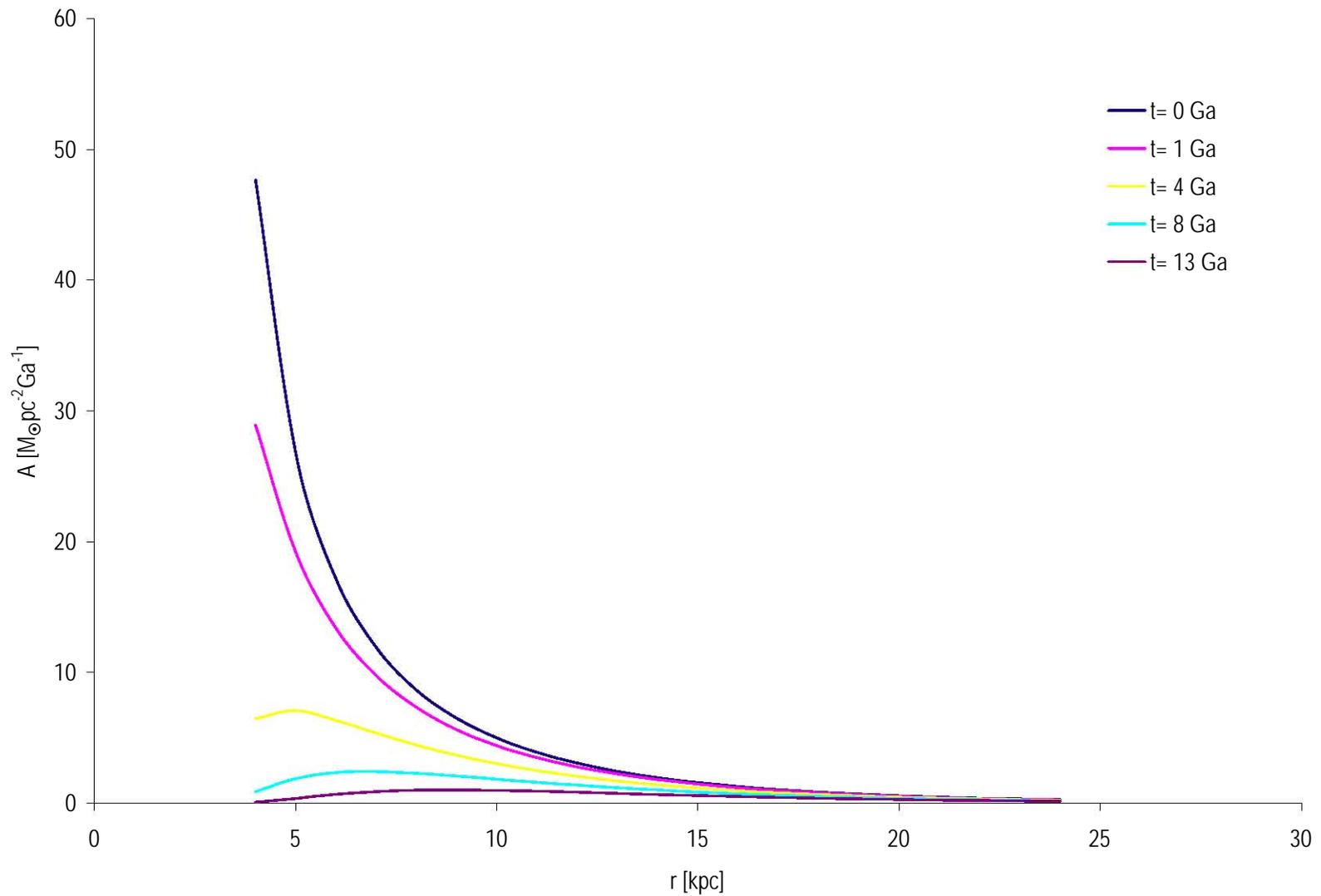
La cantidad de material fue y sigue siendo mayor en las regiones interiores del disco, ya que hemos supuesto que la formación del disco fue de adentro hacia fuera.

### 5.1.2.2 Acreción

$A(r,t)$  es la tasa con la que el gas intergaláctico va formando a la galaxias. Una vez obtenida la expresión de la incógnita  $a(r)$ , se traza la gráfica de  $A(r,t)$  en los intervalos  $4 \text{ kpc} \leq r \leq 24 \text{ kpc}$  y  $t \geq 0 \text{ Ga}$ , la ecuación (x).

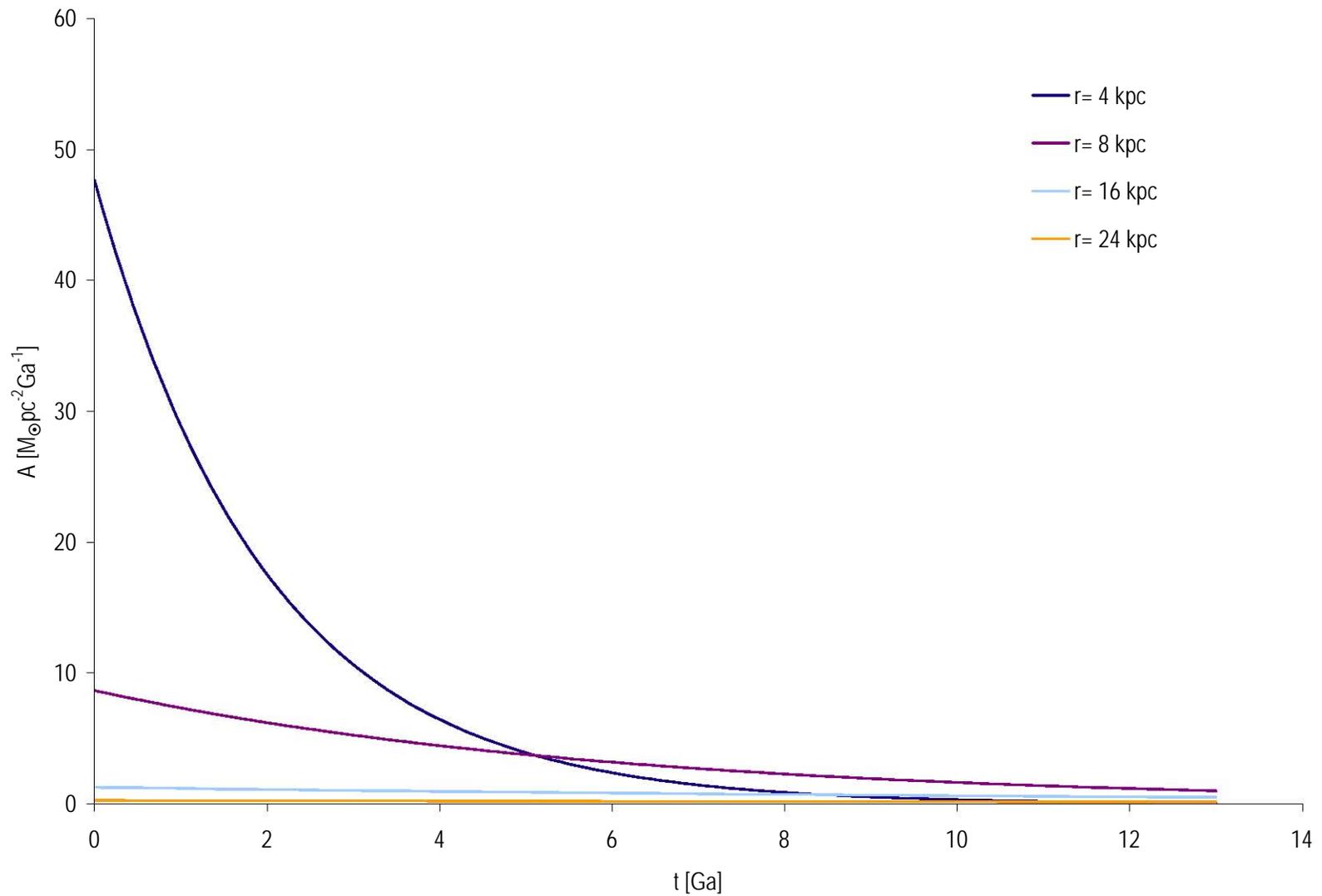
Con lo anterior, se obtiene la Figura 12, demostrando el decaimiento exponencial de material que sufre M31 conforme se aleja de las zonas centrales. En la Figura 13 se reitera que la eficiencia de formación decae exponencialmente con el tiempo y es más pronunciado a  $r$  menores.

Figura 12. Acreción en función del radio



La acreción muestra un decaimiento exponencial conforme se va avanzando en el radio. El aumento en masa de M31 en su primer gigaño de vida es muy alto en comparación con la actualidad, es decir a sus 13 Ga de evolución.

Figura 13. Comportamiento de  $A(t)$  en función de  $t$



La formación del disco de M31 sigue un decaimiento exponencial con el tiempo y fue más eficiente, principalmente en la parte interna, en los cuales recibió gran cantidad de material primigenio.

### 5.1.2.3 Masa de gas

La ecuación de  $M_{\text{gas}}$  con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$  y habiendo sustituido los valores de  $R$ ,  $\alpha$  y  $\beta$ , queda planteada de la siguiente forma:

$$(yy) \quad \dot{M}_{\text{gas}}(r, t) = -0.72vM_{\text{gas}}^2 + a(r)e^{-\frac{1}{-2.0+r}}$$

La cual al ser resuelta de manera numérica, se obtiene que para cada radio:

$$(zz) \quad 0.18vM_{\text{gas}_i}^2 + M_{\text{gas}_i} \left( 0.36vM_{\text{gas}_{i-1}} + \frac{1}{\Delta t} \right) + 0.18vM_{\text{gas}_{i-1}}^2 - \frac{M_{\text{gas}_{i-1}}}{\Delta t} - a(r)e^{-\frac{1}{2r-4.0}(\Delta t+2t_{i-1})} = 0$$

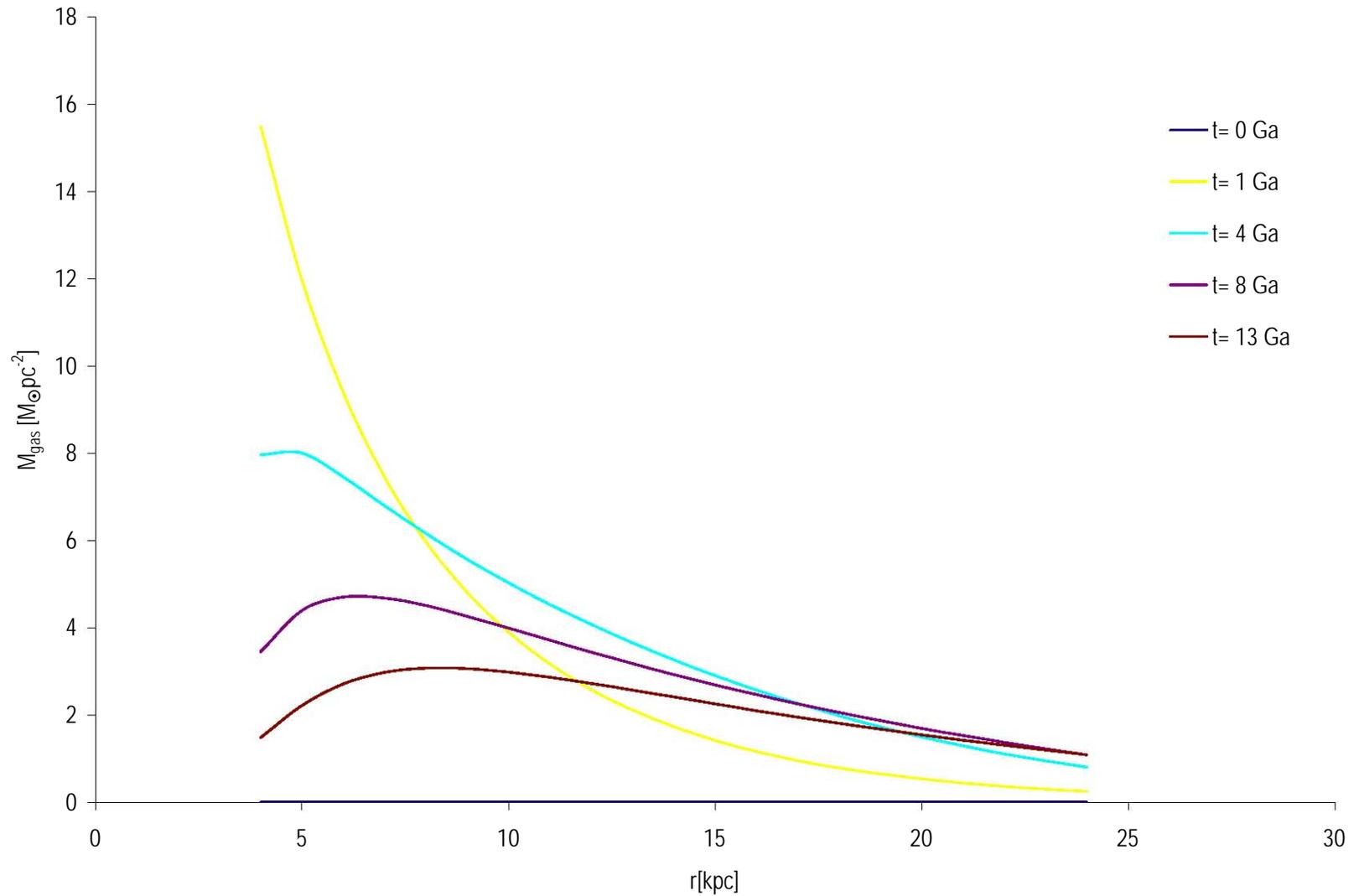
La ecuación (zz) tiene como incógnita  $M_{\text{gas}_i}$  y debe encontrarse mediante la resolución general de ecuaciones de segundo grado tomando en cuenta que  $M_{\text{gas}}(r,0) = 0$ .

Como se observa de la ecuación (f),  $M_{\text{gas}}$  disminuye por la forma en que las estrellas se forman y aumenta por el gas que recibe del exterior y el gas que las estrellas regresan al medio. Por lo que en la Figura 14, el aumento de la cantidad de gas se debe principalmente a lo que recibe del IGM. La Figura 15 muestra que la cantidad de material que recibió en los primeros gigaaños fue muy alta, pero fue disminuyendo con el paso de  $t$ , en consecuencia de la formación estelar.

La diferencia entre los valores de  $M_T$  y  $M_{\text{gas}}$  mostrados en las Figuras 10 y 14, y las Figuras 11 y 15 se debe a las estrellas formadas.

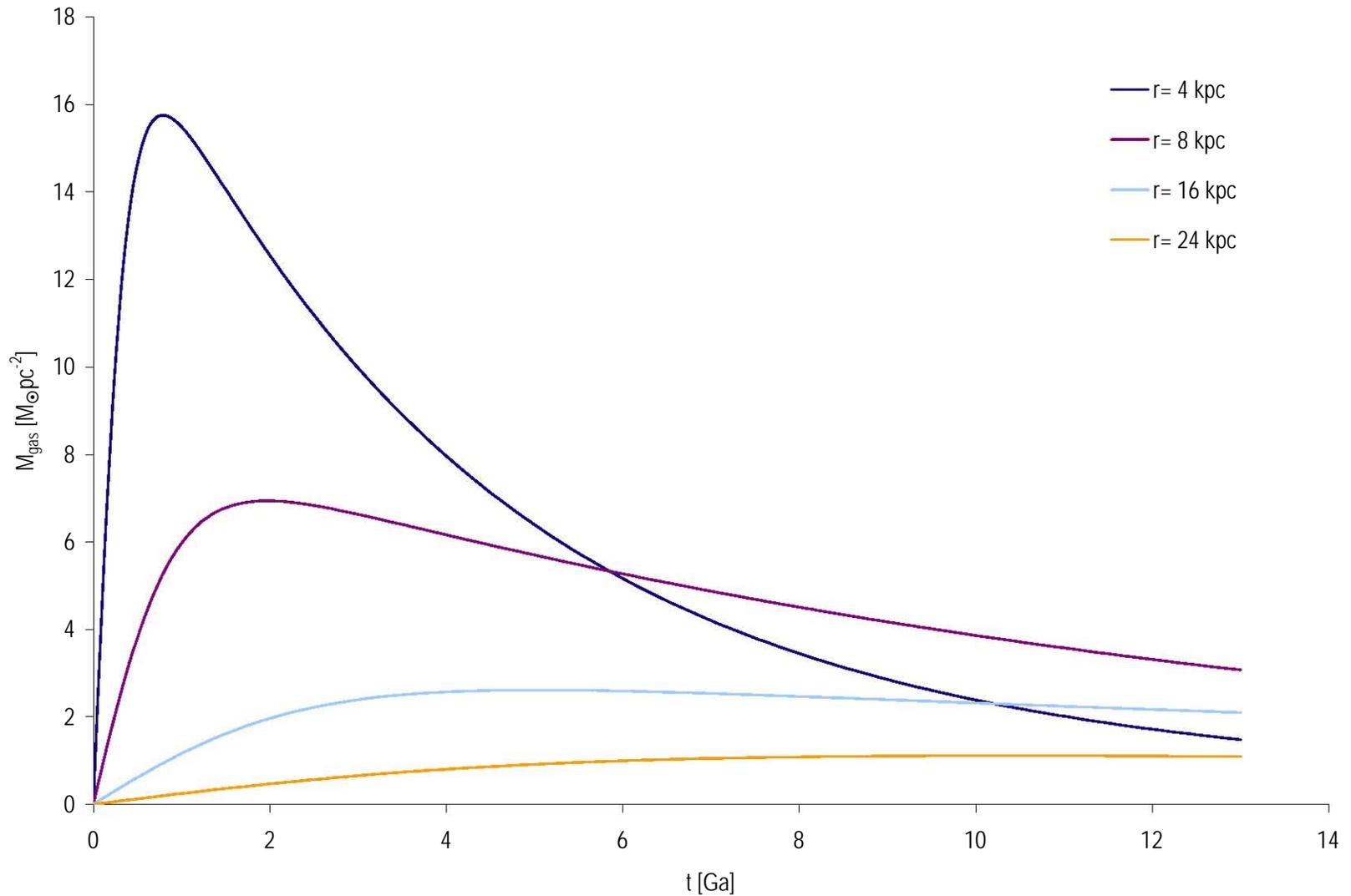
El parámetro  $v$  fue encontrado ajustando los valores de  $M_{\text{gas}}$  a los observables, como puede verse en la Figura 16. Dicho parámetro tiene un valor de 0.18.

Figura 14. Masa de gas en función del radio para  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$



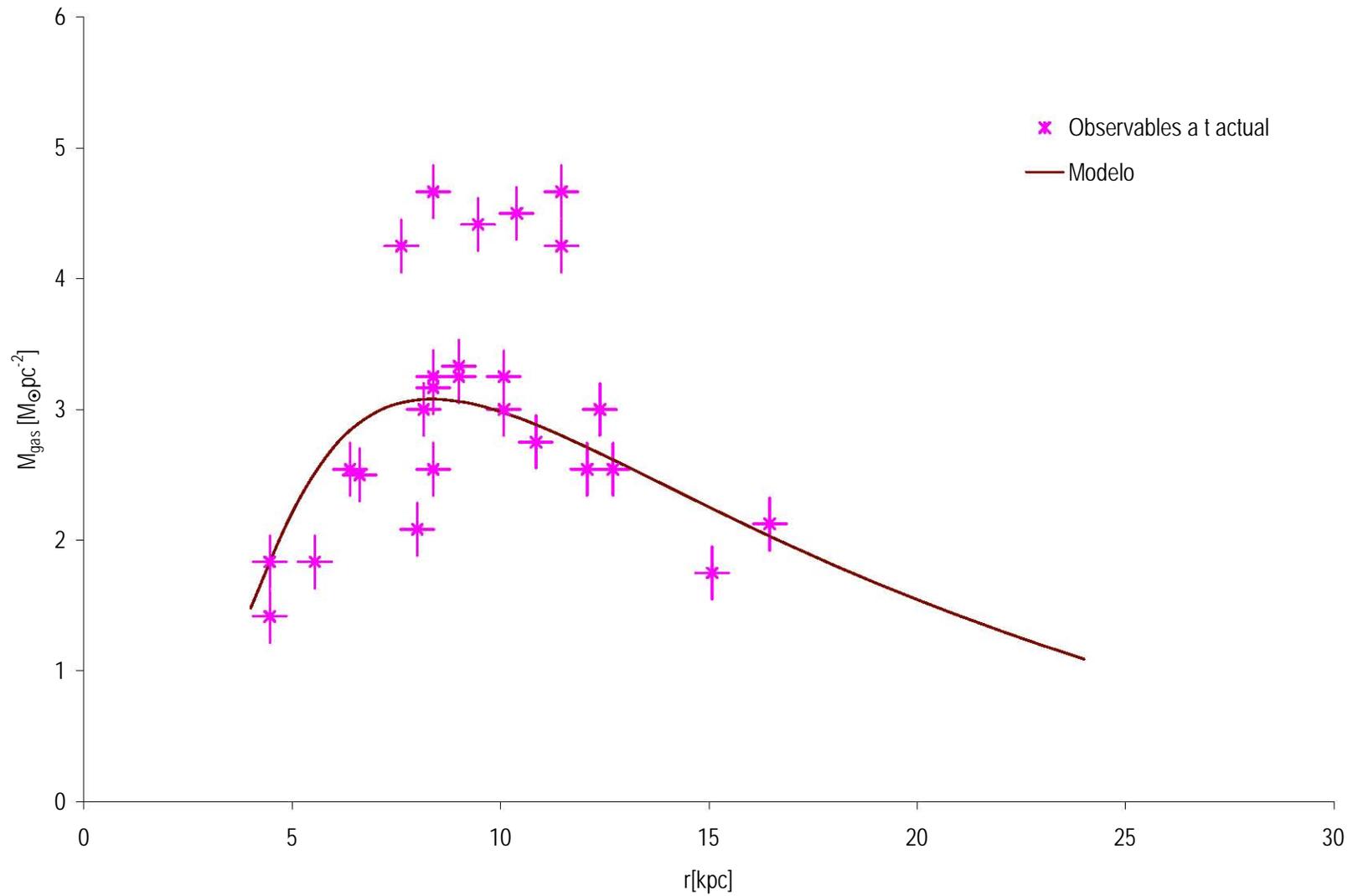
La cantidad de masa de gas que el disco de M31 tuvo en su primer gigaaño de vida fue muy alta, en contraste con los siguientes. Sin embargo esto no aplica para las distancias periféricas, ya que la tasa de formación estelar es más alta a radios menores.

Figura 15. Masa de gas en función del tiempo para  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$



La eficiencia con la que el gas se fue manteniendo en M31 fue disminuyendo conforme se avanza en el disco. Lo anterior implica que la masa de estrellas aumenta con respecto al radio y al tiempo.

Figura 16. Masa de gas en función del radio para  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$



El modelo de evolución química con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$  permitió obtener valores de la masa de gas que al ser ajustados con los observables, se encontró la eficiencia de la tasa de formación estelar, la cual tiene un valor de 0.18.

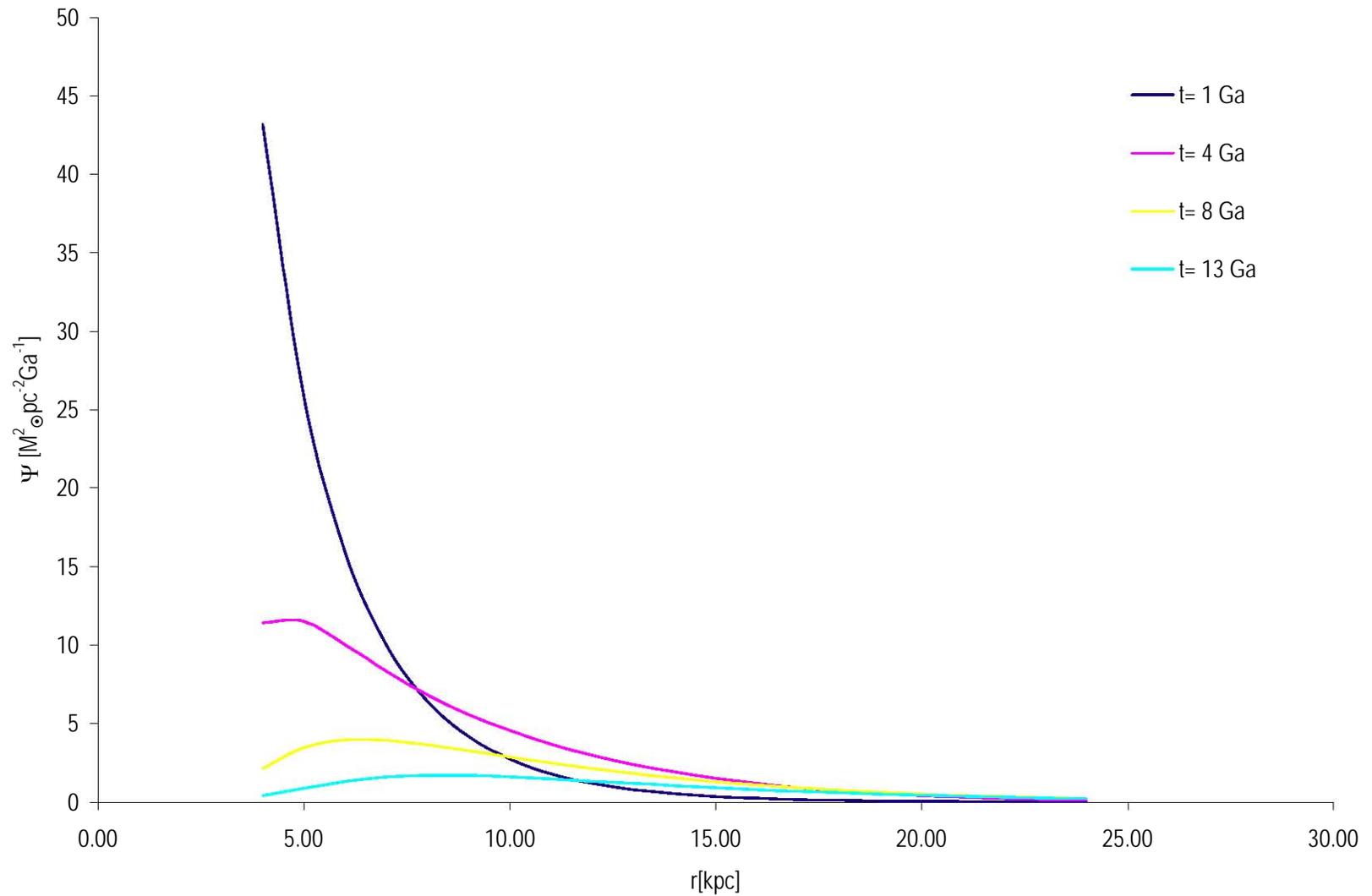
#### 5.1.2.4 Tasa de formación estelar

La tasa con que las estrellas se forman en M31 está descrita por  $\Psi(t)$ . La eficiencia con que  $M_{\text{gas}}$  se convierte en  $M_*$  se expresa con el parámetro  $\nu$ , cuyo valor se ha encontrado como se explicó en la sección anterior.

En la Figura 17 se muestra como la tasa de formación de estrellas en M31 es mucho mayor en regiones centrales que en zonas alejadas en el mismo disco. Ahora bien, en la Figura 18 se puede constatar lo anterior, ya que en los primeros gigaños de M31, produjo una gran cantidad de estrellas. La tasa de esta producción ha disminuido con el paso de  $t$ .

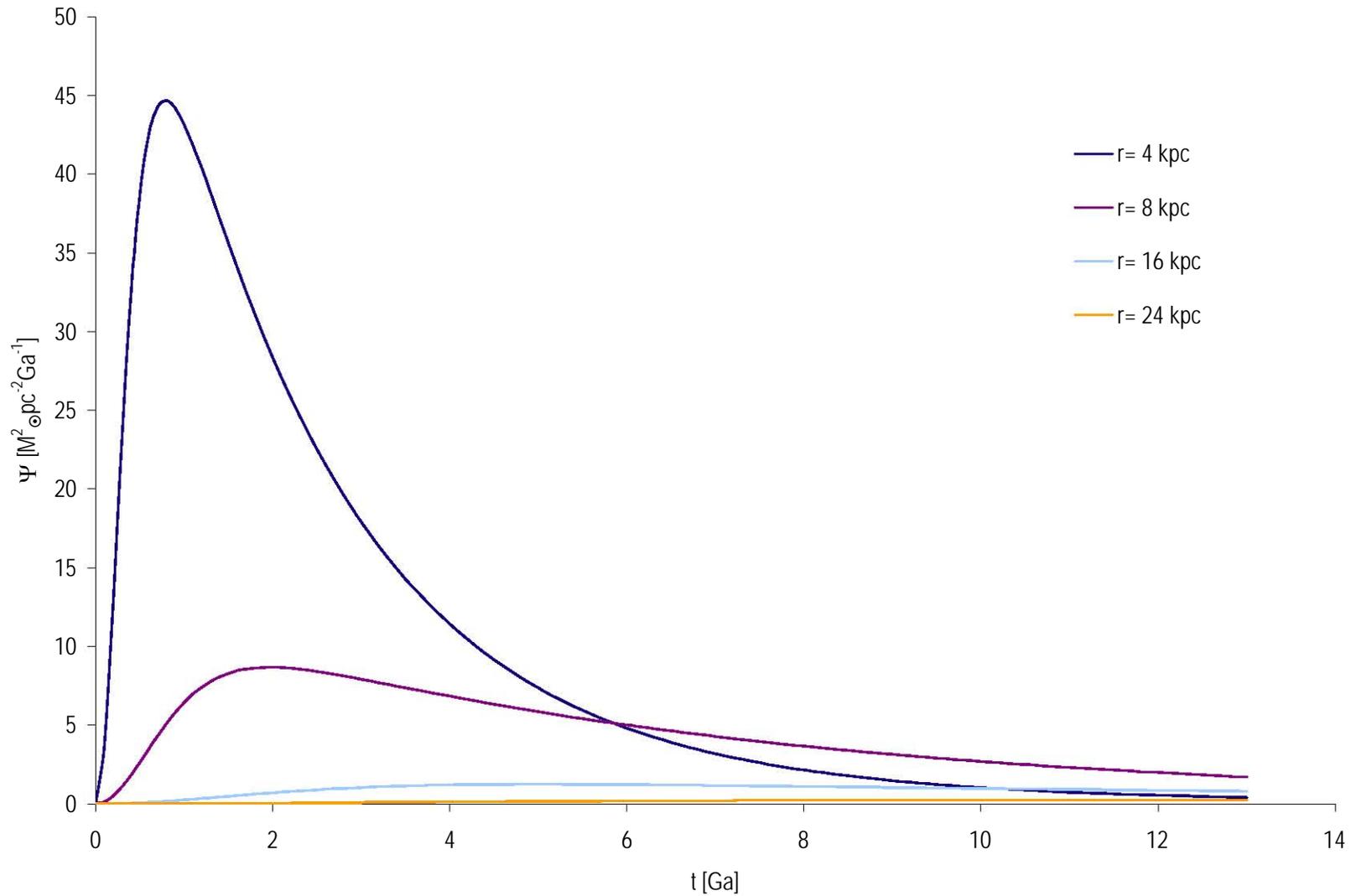
Los resultados obtenidos confirman que la  $\Psi(t)$  tiene un comportamiento más pronunciado que la  $M_{\text{gas}}$  debido a que  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$ .

Figura 17. Tasa de formación estelar en función del radio



M31 formó estrellas de una manera mucho más eficiente en sus regiones internas que en las externas. La formación estelar disminuyó al paso del tiempo en zonas centrales.

Figura 18. Tasa de formación estelar en función del tiempo



En los primeros gigaños de existencia de M31, la formación de estrellas fue altamente eficiente disminuyendo con el paso del tiempo así como también de manera radial.

### 5.1.2.5 Masa de estrellas

La ecuación  $M^*$  con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$ , habiendo sustituido el valor de  $R$ , queda planteada de la siguiente forma:

$$(aaa) \quad \dot{M}^* = 0.72vM_{\text{gas}}^2$$

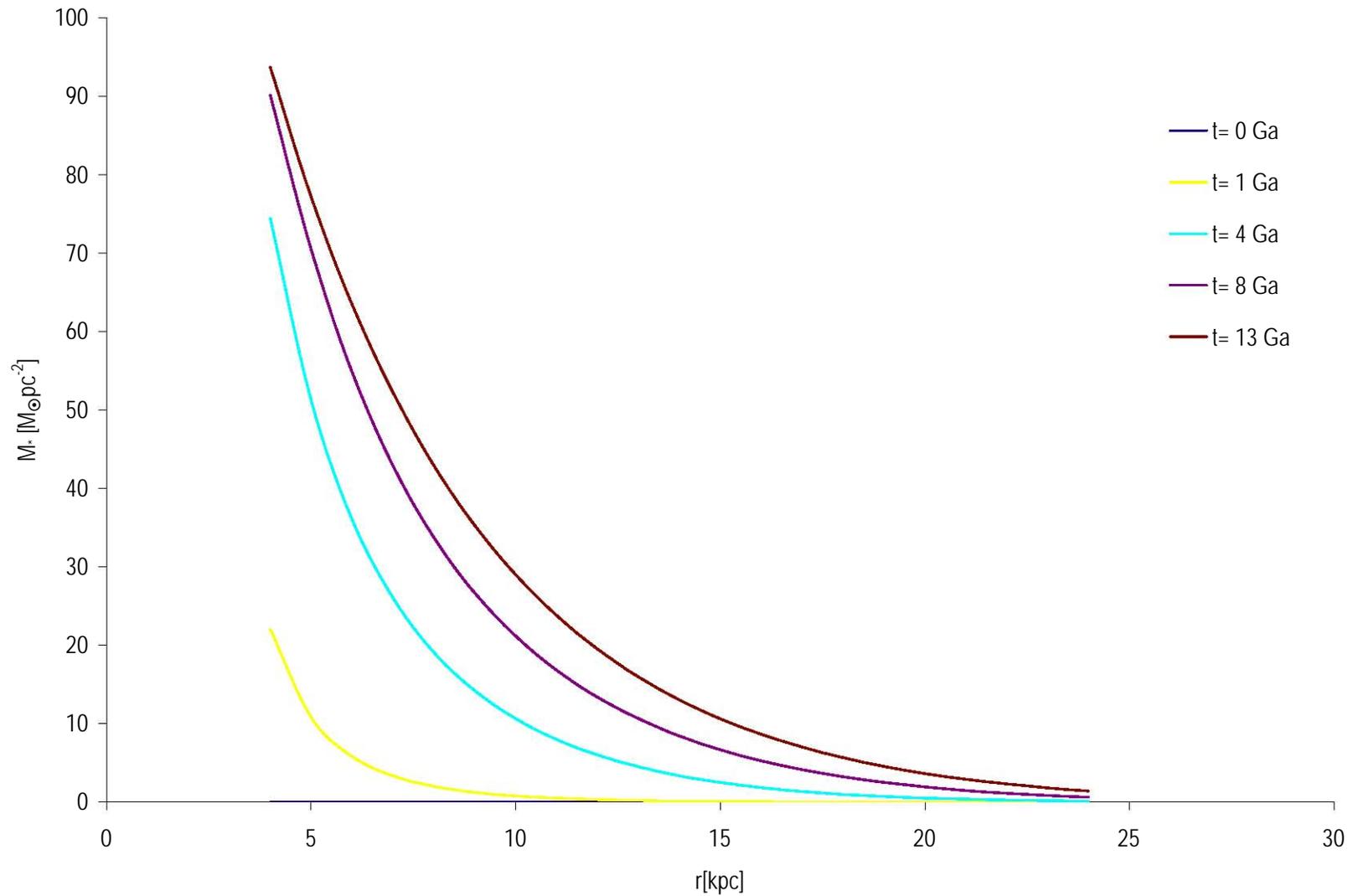
La cual al ser resuelta de manera numérica, se obtiene que:

$$(bbb) \quad M_{i}^* = 0.18v\Delta t \left( M_{\text{gas}_i} + M_{\text{gas}_{i-1}} \right)^2 + M_{i-1}^*$$

La ecuación (aaa) indica que la  $M^*$  sólo se ve influenciada por el gas que tiene la galaxia ya que a partir de éste las estrellas se forman.

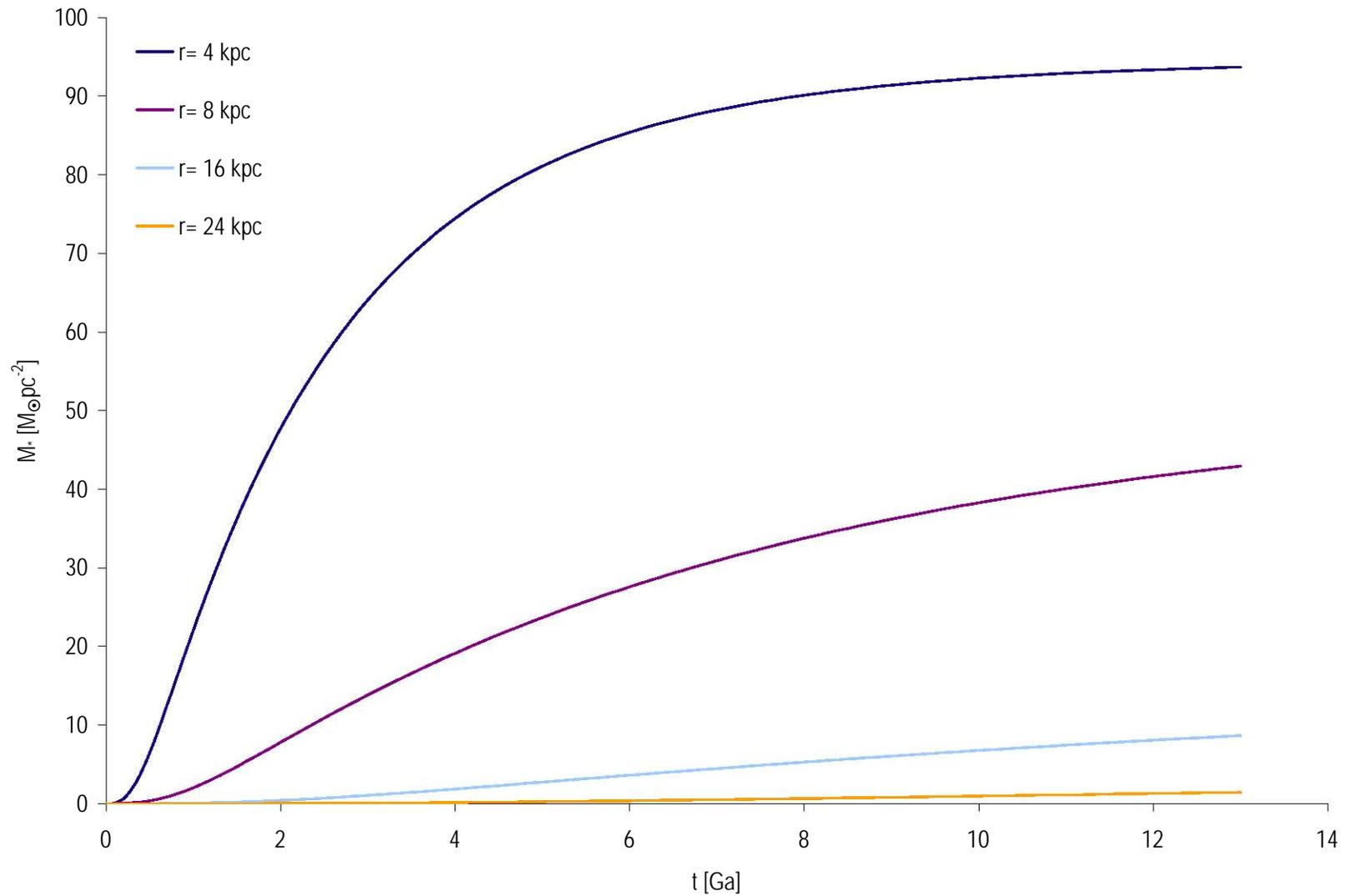
Las estrellas se van acumulando, como se observa en la Figura 19, sin embargo, existe una menor cantidad de estrellas en la periferia del disco. Esto último se ve de una manera más clara en la Figura 20, así como también se aprecia que la cantidad de estrellas se ha mantenido más o menos estable, conforme a transcurrido  $t$  en comparación con lo que sucedió en los primeros gigaños.

Figura 19. Masa de las estrellas en función del radio



La cantidad de estrellas que existen actualmente en M31, se encuentran distribuidas más en zonas centrales del disco que en las periféricas.

Figura 20. Masa de las estrellas en función del tiempo



En los primeros gigaaños de haberse creado M31, la cantidad de estrellas que formó fue muy alta, disminuyendo la formación en gigaaños posteriores, ya que la masa de gas en los últimos gigaaños disminuye.

### 5.1.2.6 Abundancias químicas

La ecuación para la abundancia química de O cuando se supone una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$  tiene la siguiente forma:

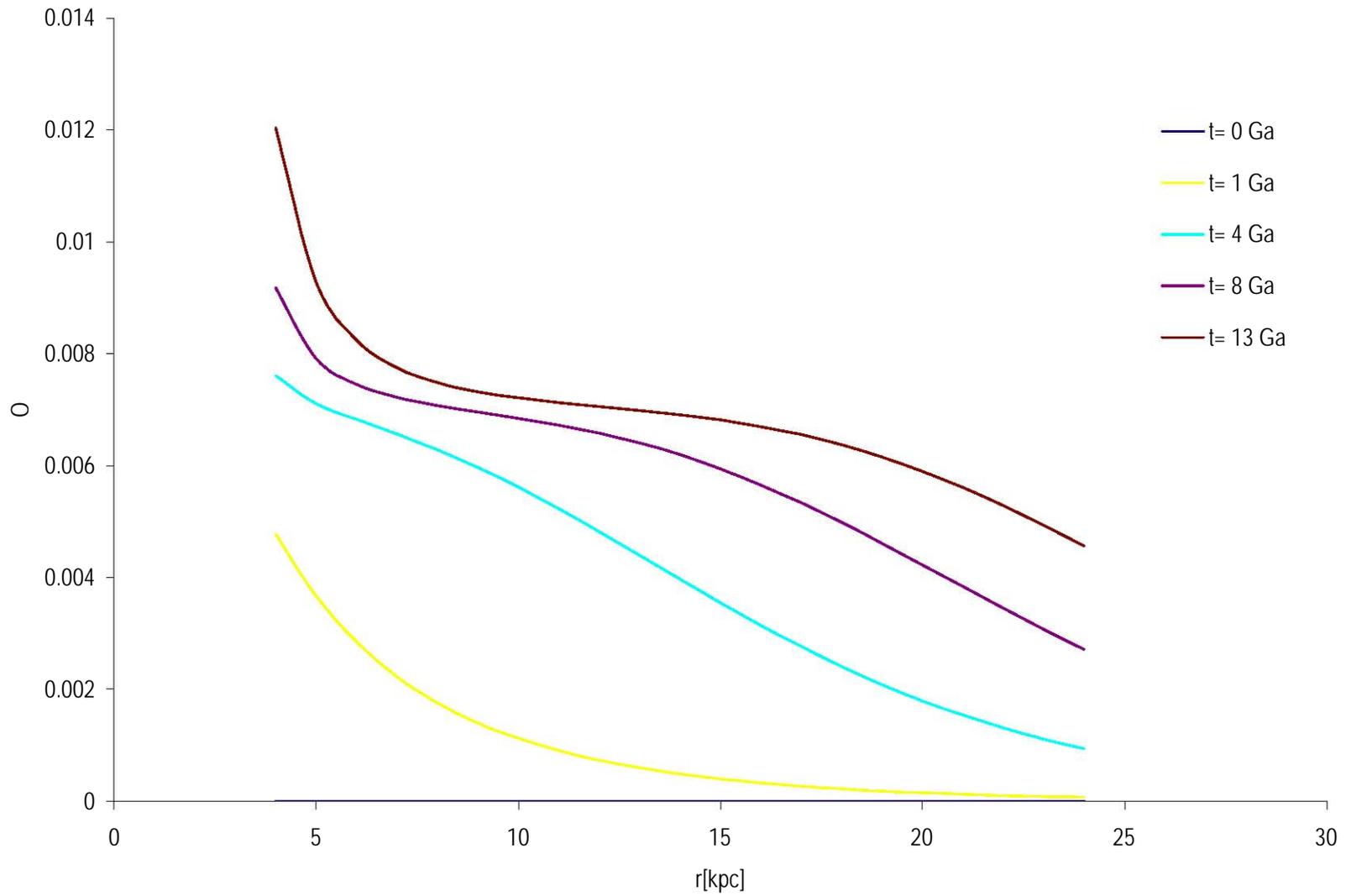
$$(ccc) \quad \dot{O} = vY_0M_{\text{gas}} - \frac{A(t)}{M_{\text{gas}}}O(t)$$

Dicha ecuación resuelta de manera numérica, obtiene la expresión:

$$(ddd) \quad O(t)_i = \frac{vY_0 \left( 0.50(M_{\text{gas}_i} + M_{\text{gas}_{i-1}}) \right) + O(t)_{i-1} \left( \frac{1}{\Delta t} - 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right) \right)}{\frac{1}{\Delta t} + 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right)}$$

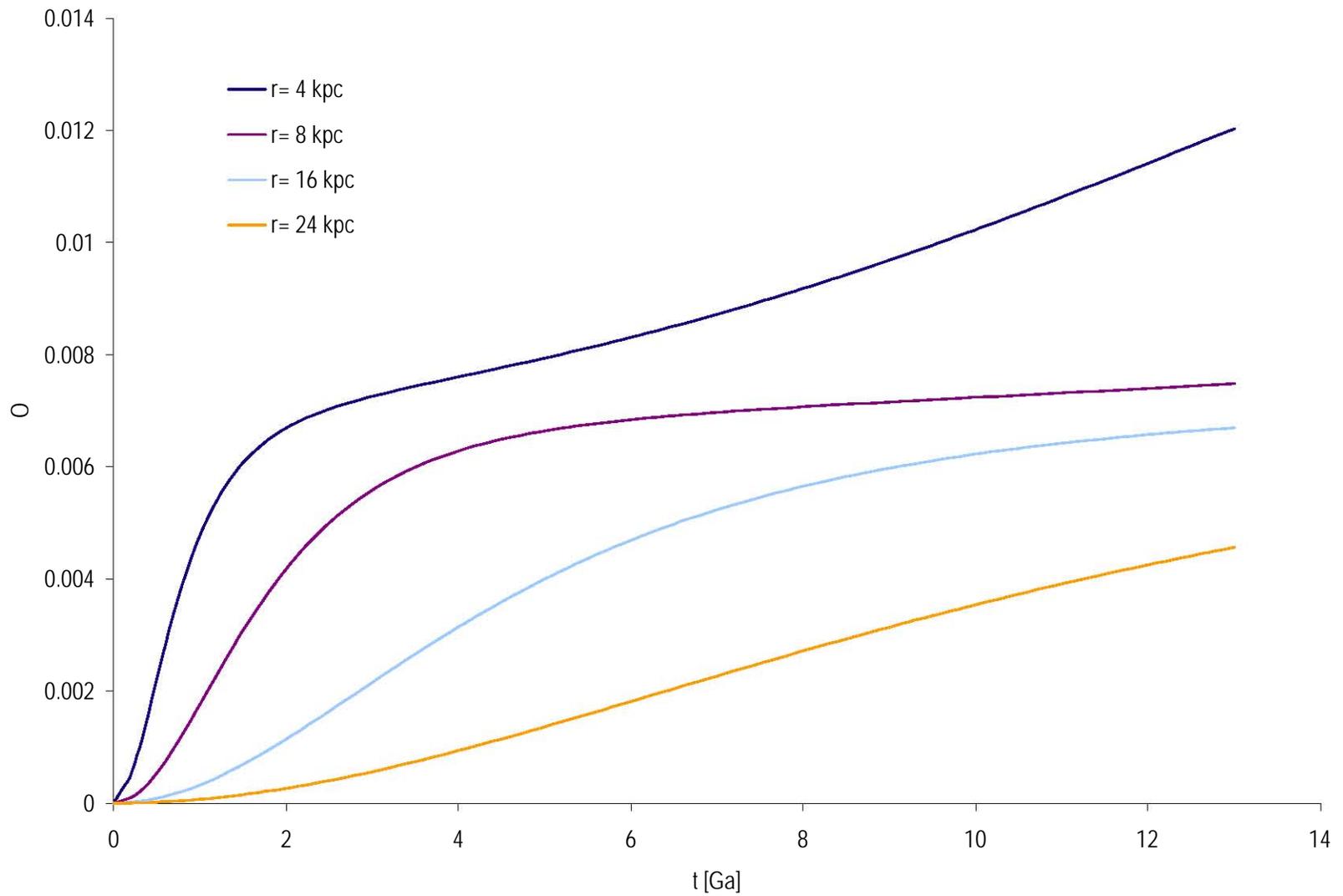
Esta función es valorada con  $O(r,0) = 0$  a distintos  $r$ , en los intervalos  $4 \text{ kpc} \leq r \leq 24 \text{ kpc}$  y  $t \geq 0 \text{ Ga}$ . Obteniéndose las Figuras 21 y 22, en donde se muestra como el O se fue acumulando. En las zonas centrales del disco es donde se encuentra en mayor abundancia ya que el O es formado en las estrellas y la  $\Psi(t)$  fue más eficiente en estas zonas.

Figura 21. Abundancia de O en función del radio



El O tiene una mayor abundancia en las regiones centrales del disco, donde la masa de estrellas es mayor.

Figura 22. Abundancia de O en función del tiempo



El O se va acumulando en función del tiempo, en los primeros gigaños la síntesis de O fue exponencial.

Ahora bien, la ecuación para la abundancia química de H con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$  tiene la siguiente forma:

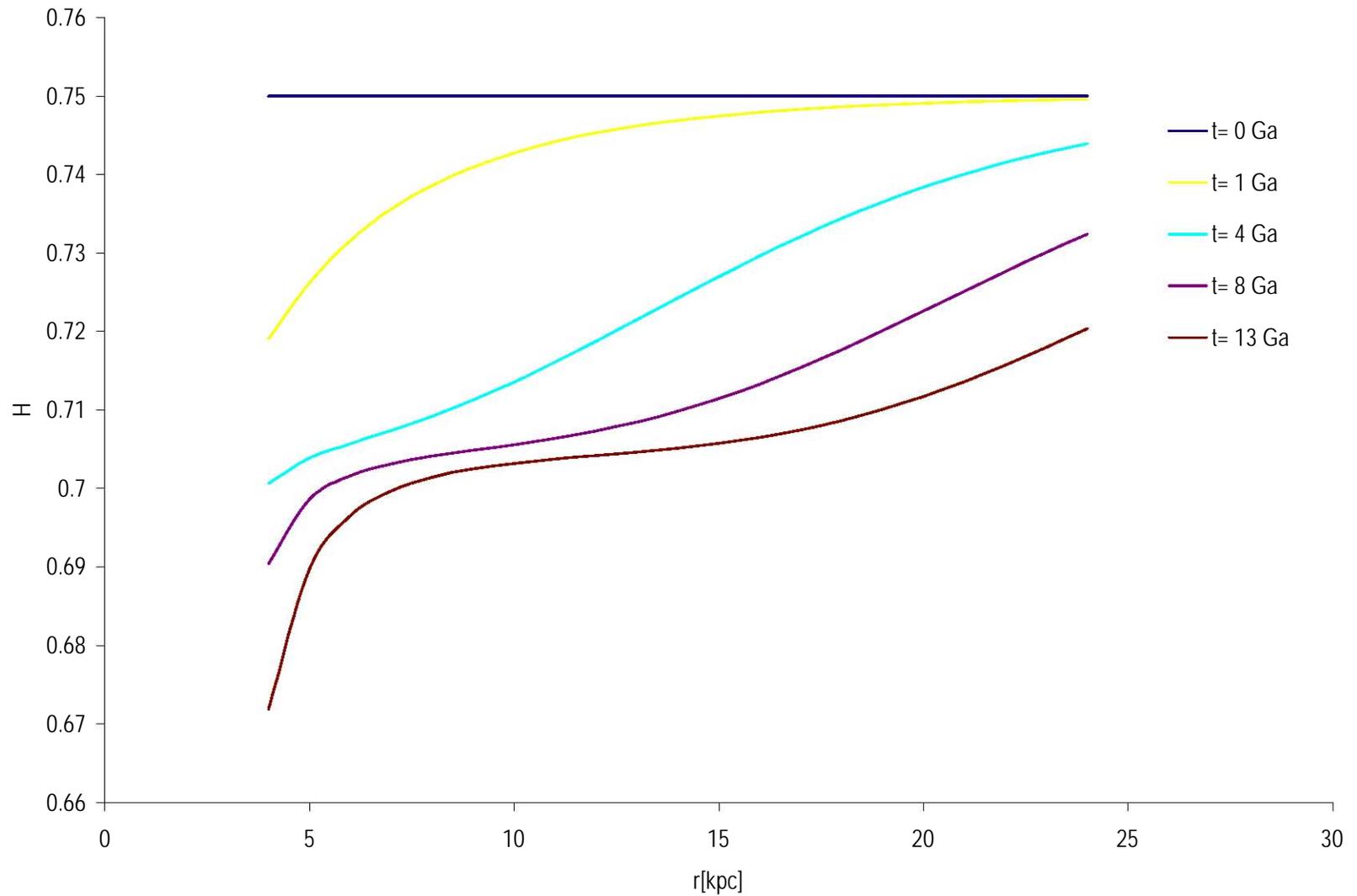
$$(eee) \quad \dot{H} = vY_{\text{H}}M_{\text{gas}} + -\frac{A(t)}{M_{\text{gas}}}(0.75 - H(t))$$

La ecuación resuelta de manera numérica, obtiene la expresión:

$$(fff) \quad H(t)_i = \frac{vY_{\text{H}} \left( 0.50(M_{\text{gas}_i} + M_{\text{gas}_{i-1}}) \right) + 1.50 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right) + H(t)_{i-1} \left( \frac{1}{\Delta t} - 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right) \right)}{\frac{1}{\Delta t} + 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right)}$$

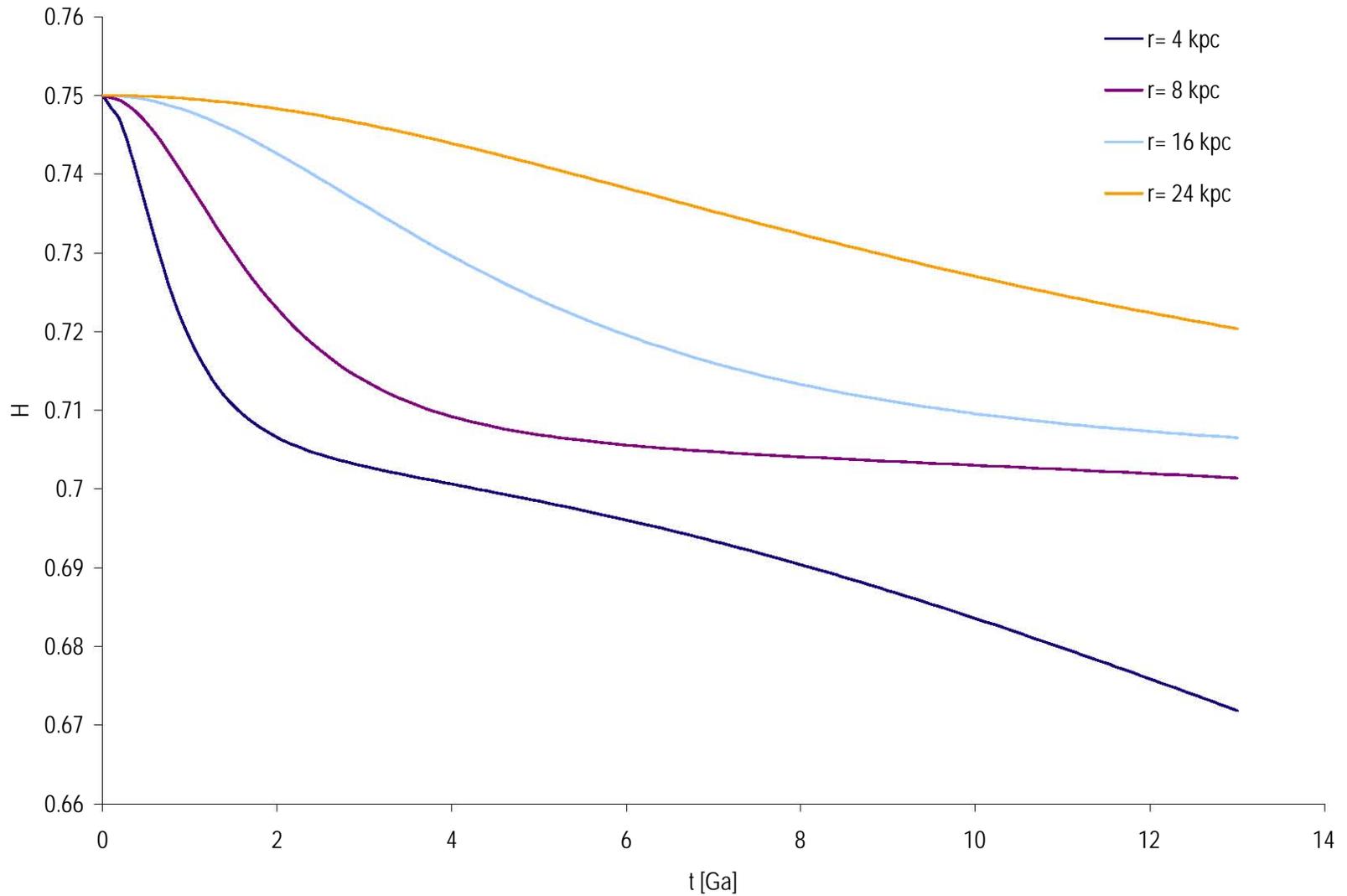
Esta función es valorada con  $H(r,0) = 0$  a distintos  $r$ , en los intervalos  $4 \text{ kpc} \leq r \leq 24 \text{ kpc}$  y  $t \geq 0 \text{ Ga}$ . Obteniéndose las Figuras 23 y 24, en donde al contrario de O, el H fue consumiéndose ya que éste es reactivo en la síntesis del resto de los elementos químicos, por lo que al paso de  $t$  fue disminuyendo su abundancia, así como también en las zonas centrales del disco en donde se encuentra una menor abundancia.

Figura 23. Abundancia de H en función del radio



El H tiene mayor consumo en las regiones centrales del disco, ya que en estas zonas la tasa de formación estelar es mayor.

Figura 24. Abundancia de H en función del tiempo



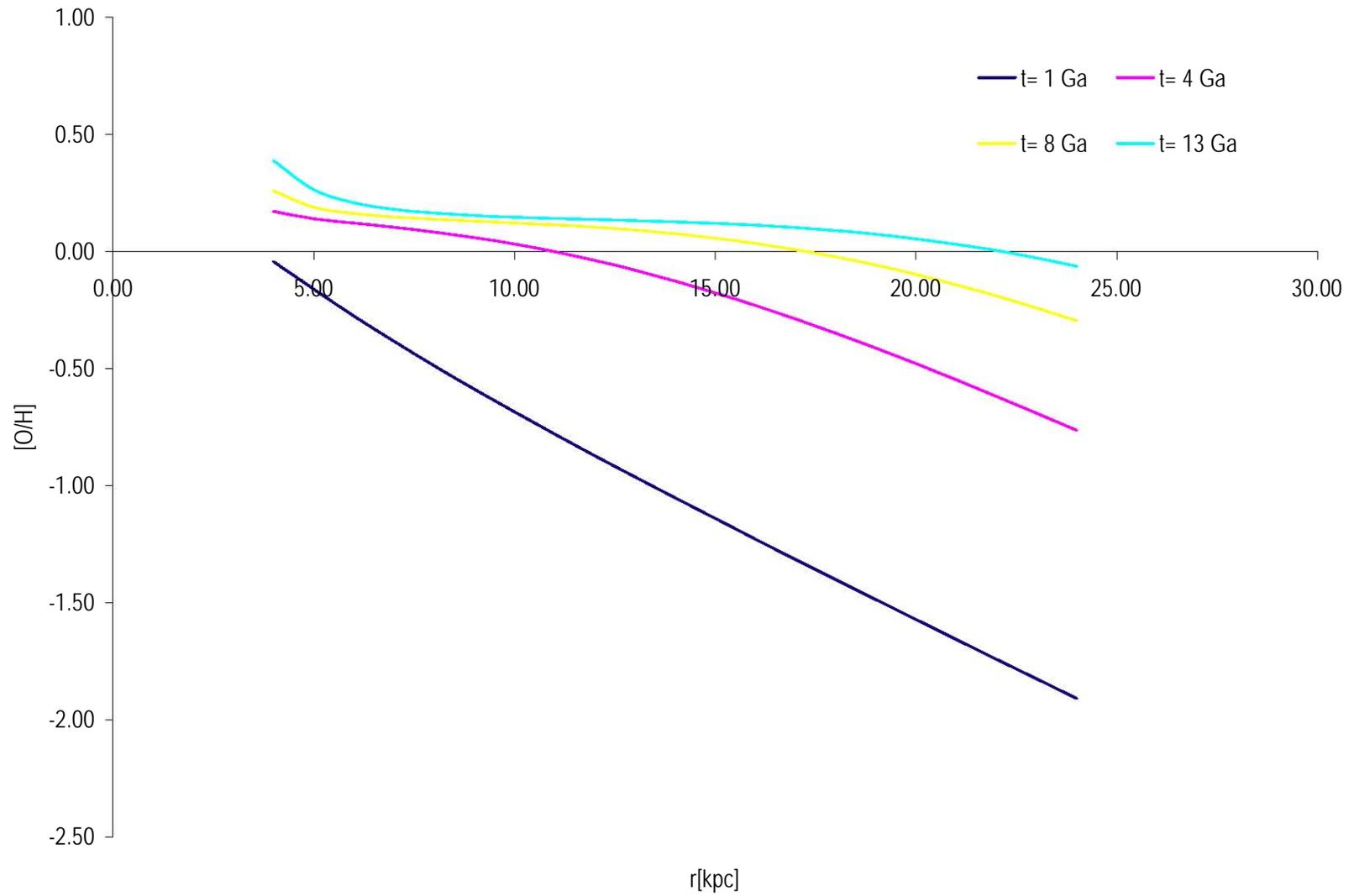
El H se consume en función del tiempo, en los primeros gigaños la síntesis de otros elementos químicos distintos al H fue exponencial, consumiendo gran cantidad de H.

Con las abundancias de O y H, se obtienen las gráficas de  $[O/H]$  en función de  $r$  y  $t$ , (ver Figuras 25 y 26). Debido a que la acumulación de O y el consumo de H son mayores en las zonas centrales, se observa un gradiente de  $[O/H]$ . Este gradiente se aplanan con el  $t$  ya que la  $\Psi(t)$  actual es menor en el centro que en la periferia.

Al obtener  $[O/H]$  contra  $r$  al  $t$  actual, se contrasta con los observables de M31, como se muestra en la Figura 27. Utilizando un ajuste de mínimos cuadrados el gradiente teórico de  $[O/H]$  es  $-0.147 \text{ dex kpc}^{-1}$ . El ajuste con los observables de  $[O/H]$  es bueno. El gradiente teórico es un poco más plano que el observado,  $-0.02 \text{ dex kpc}^{-1}$ .

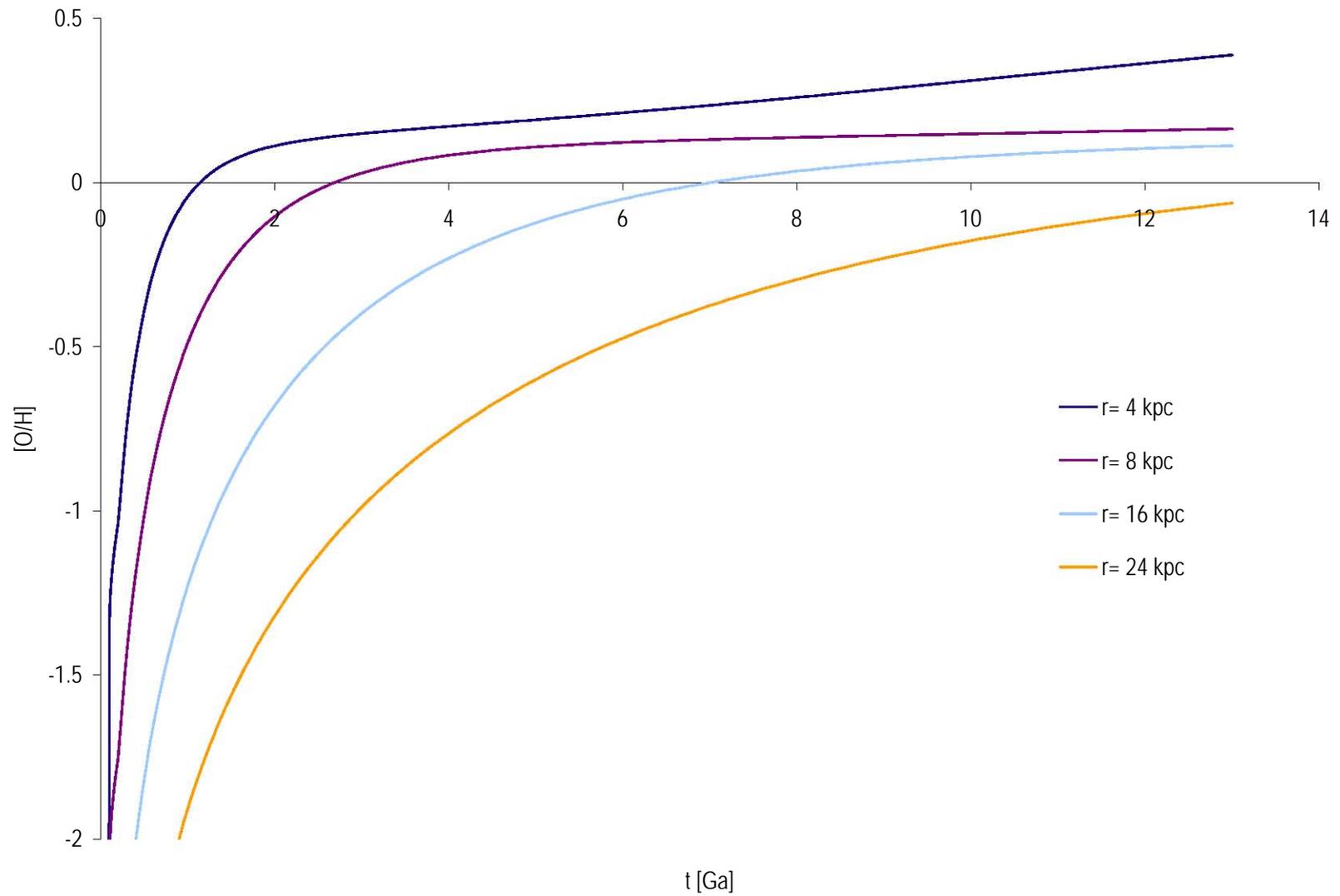
Ya que el modelo con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$  reproduce satisfactoriamente tanto la distribución radial de  $M_{\text{gas}}$  como el gradiente de  $[O/H]$ , se considera que este modelo es el más exitoso y por lo tanto indica como fue la evolución del disco galáctico de M31.

Figura 25. Abundancia de [O/H] en función del radio



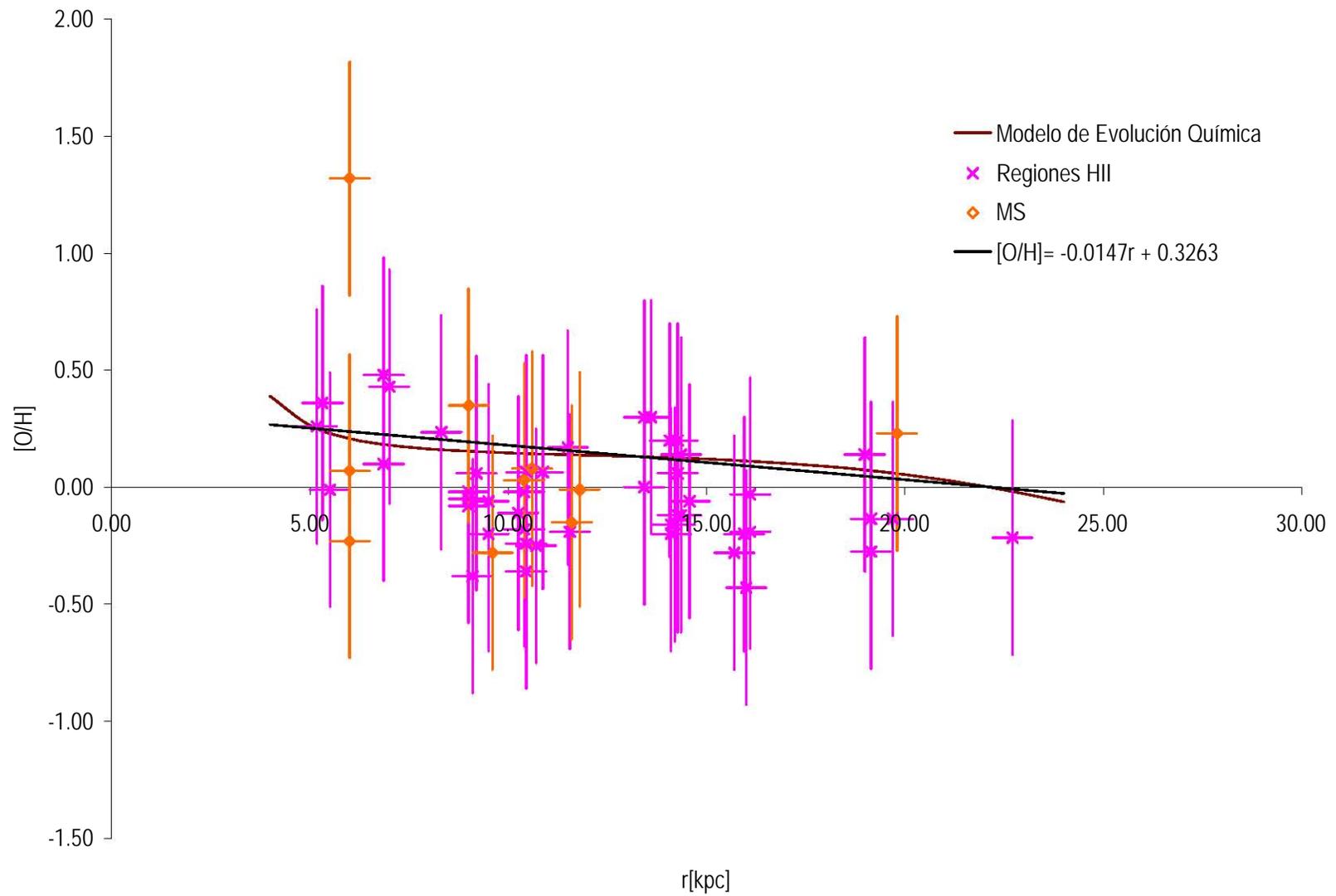
El gradiente de  $[O/H]$  se aplanan con el paso del tiempo en el disco galáctico de M31.

Figura 26. Abundancia de [O/H] en función del tiempo



[O/H] aumenta con el tiempo y se vuelve más pronunciado en radios centrales debido a que en ellos hay mayor abundancia de O.

Figura 27. Abundancia actual de [O/H] en función del radio



Gradiente teórico actual de [O/H]. El modelo predice un gradiente similar al observado.

Debido a que se necesita conocer  $Z(r,t)$  para obtener la GHZ, se estudia el comportamiento de  $Z$  predicho por el modelo. La ecuación para la abundancia química de  $Z$  con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$  tiene la siguiente forma:

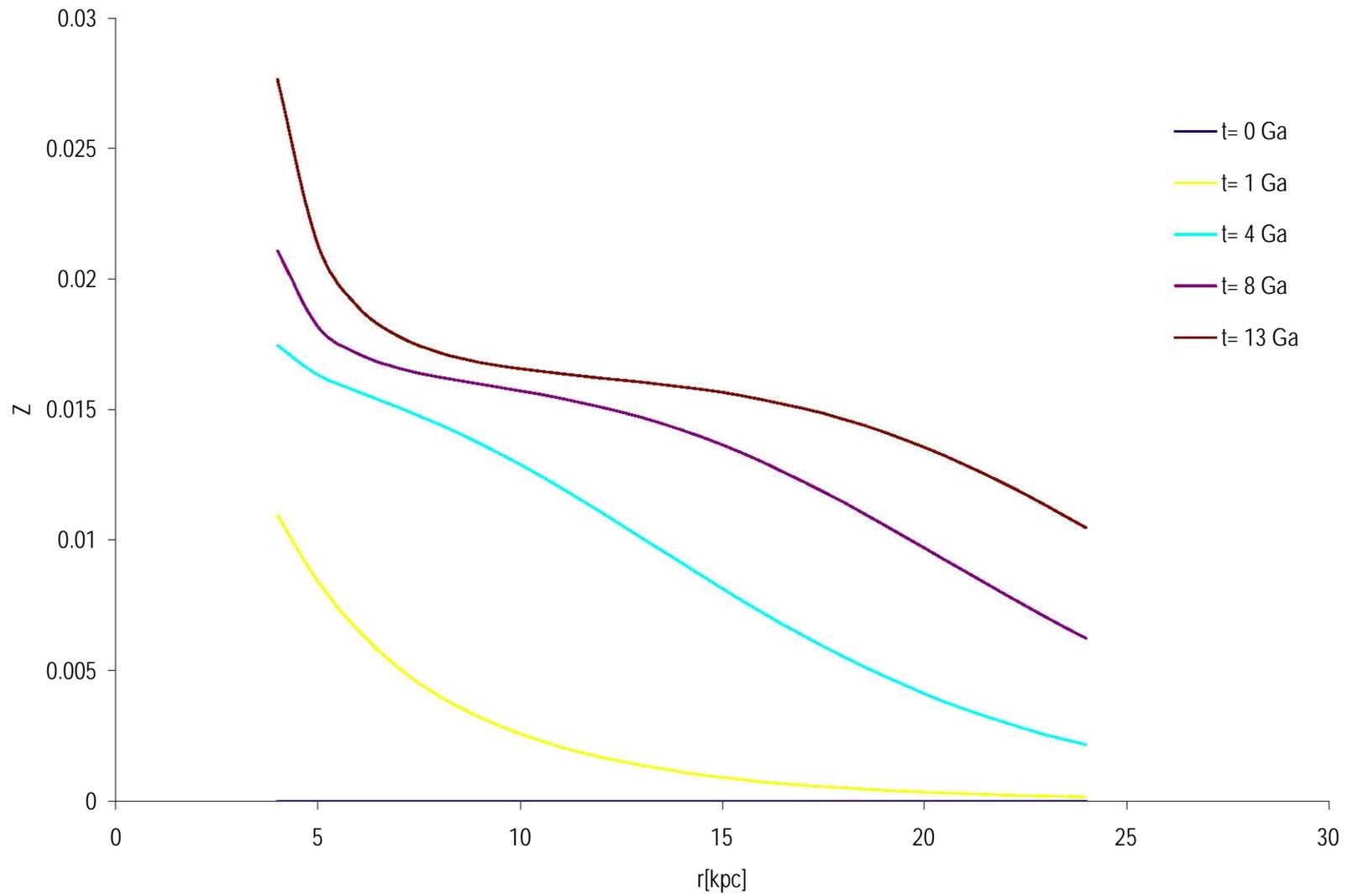
$$(ggg) \quad \dot{Z} = vY_Z M_{\text{gas}} - \frac{A(t)}{M_{\text{gas}}} Z(t)$$

Dicha ecuación resuelta de manera numérica, obtiene la expresión:

$$(hhh) \quad Z(t)_i = \frac{vY_Z \left( 0.50 \left( M_{\text{gas}_i} + M_{\text{gas}_{i-1}} \right) \right) + Z(t)_{i-1} \left( \frac{1}{\Delta t} - 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right) \right)}{\frac{1}{\Delta t} + 0.25 \left( \frac{A(t)_i}{M_{\text{gas}_i}} + \frac{A(t)_{i-1}}{M_{\text{gas}_{i-1}}} \right)}$$

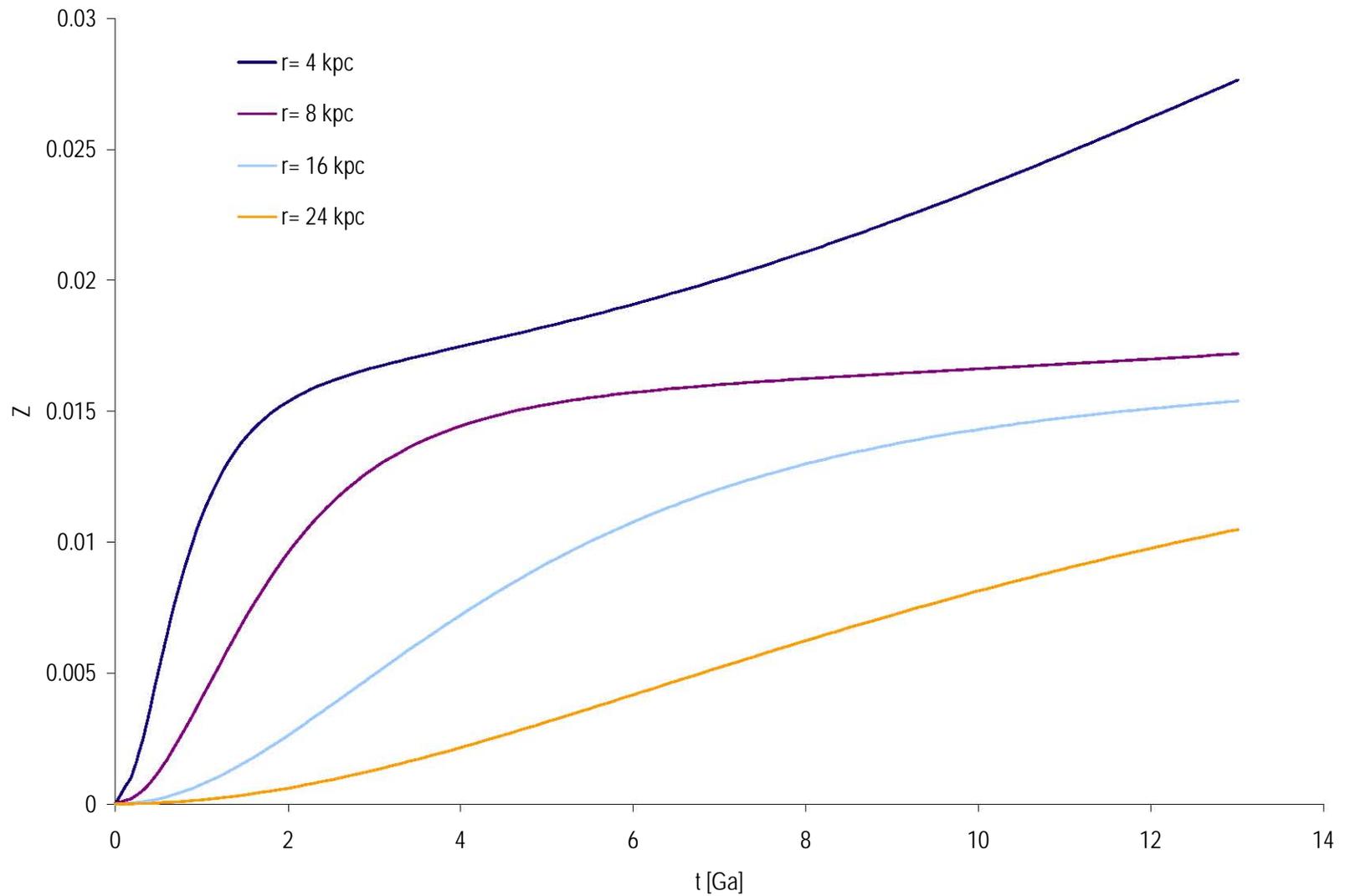
La función es valorada con  $Z(r,0) = 0$  a los intervalos  $4 \text{ kpc} \leq r \leq 24 \text{ kpc}$  y  $t \geq 0 \text{ Ga}$ . Obteniéndose las Figuras 28 y 29, que muestran como los metales, conjuntados en  $Z$ , fueron acumulándose, así como también en las zonas centrales del disco en donde se encuentra una mayor abundancia de estos elementos químicos.

Figura 28. Abundancia de Z en función del radio



Los metales tienen una mayor abundancia en las regiones centrales del disco.

Figura 29. Abundancia de Z en función del tiempo



Los metales se van acumulando en función del tiempo y en los primeros gigaños, la síntesis de metales fue exponencial debido a la tasa de formación estelar.

## 5.2.0.0 Zona de habitabilidad galáctica

De lo propuesto en la sección 2.4.0.0, la GHZ ubicada en el disco, requiere que:

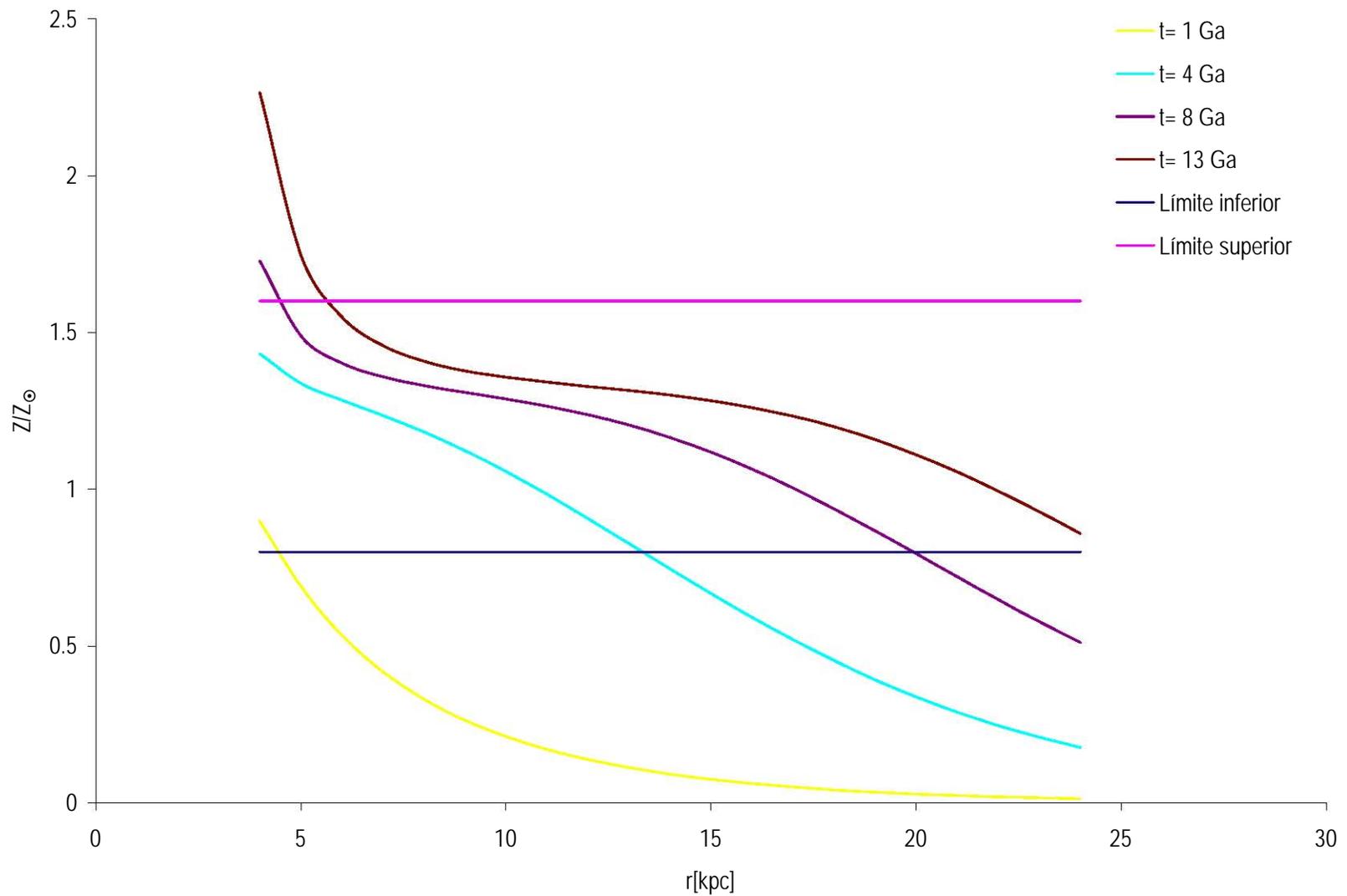
- I. El cociente  $Z/Z_{\odot}$  se encuentre en un intervalo de  $0.80 \leq Z/Z_{\odot} \leq 1.60$ .
- II. El cociente de  $\xi(t)/\xi_{\oplus}$  debe ser menor o igual a uno.

### 5.2.1.0 Formación de un planeta tipo terrestre

Por la primera condición de GHZ, se dividieron los valores de  $Z(r,t)$  obtenidos por el modelo de CE entre  $Z_{\odot}$ , trazándose la gráfica en función de  $r$  y  $t$ , obteniéndose las Figuras 30 y 31, en las cuales se marcaron los límites superiores e inferiores para la formación de un planeta tipo terrestre.

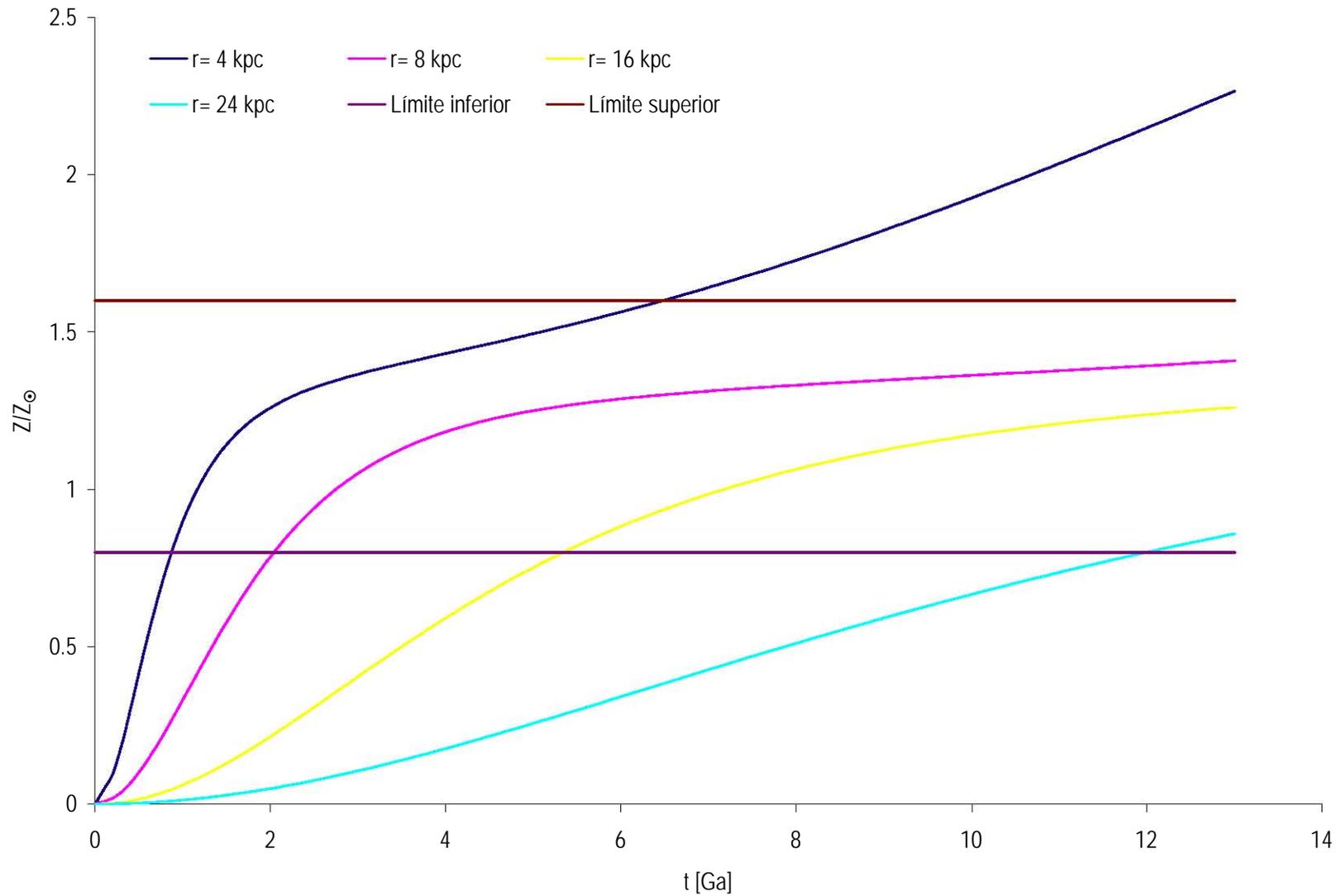
El límite inferior para la condición de  $Z/Z_{\odot}$  para la GHZ permite que las figuras arrojen que antes de 1 Ga de haberse formado la galaxia, no se dio formación planetaria de ningún tipo. Posterior a ello, planetas tanto del tipo terrestre como tipo Júpiter se formaron, por lo cual el límite superior es importante para delimitar la zona donde existan planetas del tipo terrestre y no planetas masivos que puedan destruirlos. La edad de los planetas depende de  $r$  y la ubicación del planeta depende de  $t$ .

Figura 30.  $Z/Z_{\odot}$  en función del radio



En la figura se indican los límites para la formación planetaria. Por debajo del límite inferior, no se da una formación planetaria y por arriba del límite superior, sí se pueden formar planetas del tipo terrestre pero también planetas iguales o mayores a Júpiter, lo cuales pueden destruir los planetas tipo terrestre. La edad de los planetas depende del radio.

Figura 31.  $Z/Z_{\odot}$  en función del tiempo



Con los límites superior e inferior se pueden descartar los radios a los cuales no habrá formación de un planeta tipo terrestre. La ubicación del planeta depende del tiempo.

### 5.2.2.0 Supervivencia de un planeta tipo terrestre

La supervivencia de un planeta de tipo terrestre se encuentra implícita en el cálculo de la supervivencia a SN, como se puede ver en la ecuación (oo). Al sustituir la ecuación (pp) en la (oo) junto con una  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas},i}^2$  y sabiendo que las progenitoras de SN son las MS se tiene:

$$(iii) \quad \xi(t) = \frac{\varphi_0 \int_{8M_{\odot}}^{80M_{\odot}} m^{-2.7} dm * \int_{t_p}^t v M_{\text{gas}}^2 dt}{(t - t_p) \xi_{\Phi}}$$

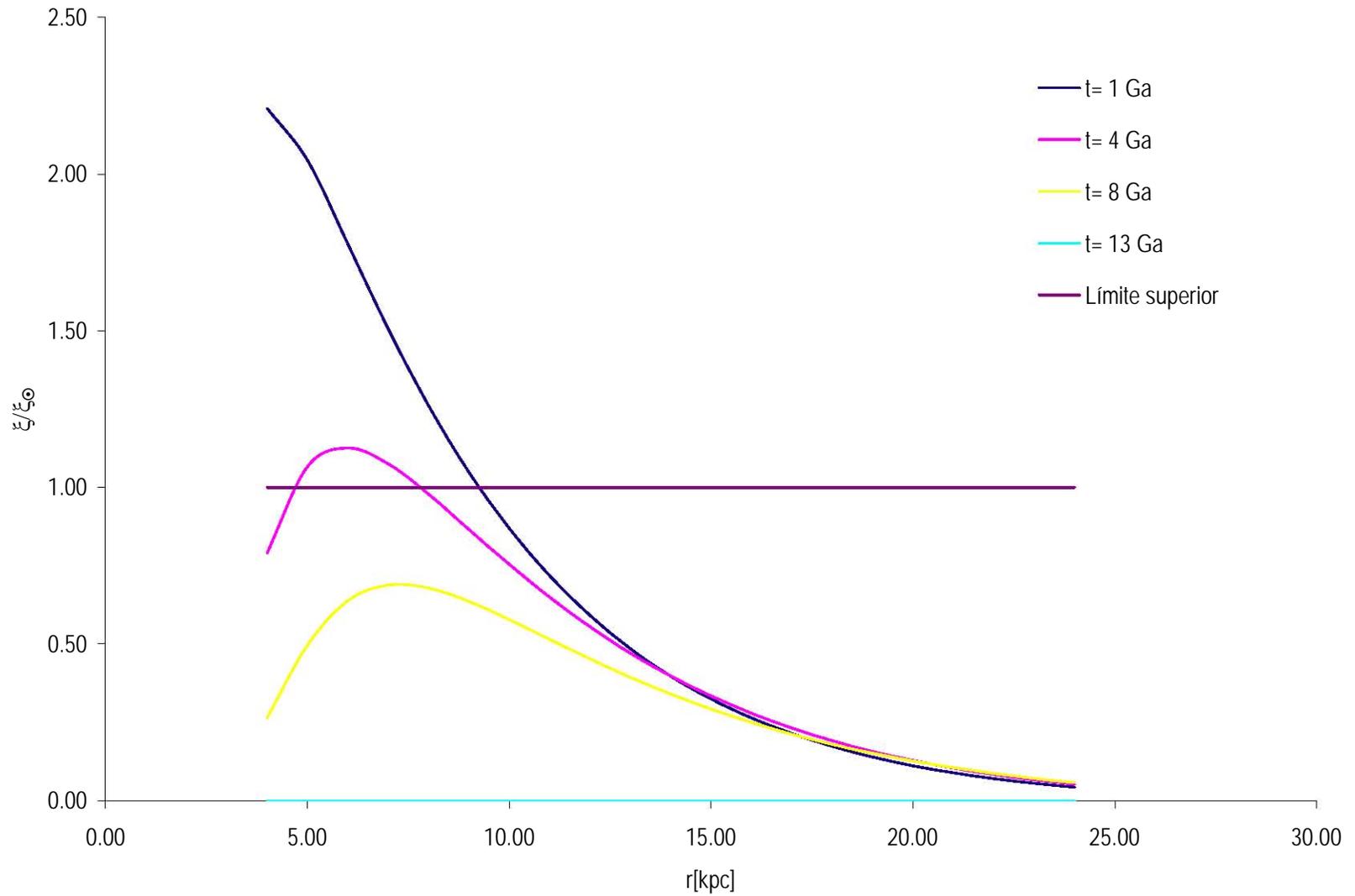
Al resolver de manera analítica y numérica queda la expresión:

$$(iii) \quad \xi(t) = \frac{0.1115 v \Delta t (M_{\text{gas},i}^2 + M_{\text{gas},i-1}^2)}{(t - t_p) \xi_{\Phi}}$$

Esta función también es valorada en distintos  $r$ , en los intervalos de  $r$  y  $t$  donde la primera condición de GHZ se cumple. En las Figuras 32 y 33, se observa la supervivencia de un planeta tipo terrestre. Las zonas permitidas son aquellas por debajo del límite establecido, lo que ocasiona que los  $r$  internos se descarten al menos durante los primeros gigaños de haberse formado M31, ya que la  $\Psi(t)$  fue muy alta y por ende, el número de SN.

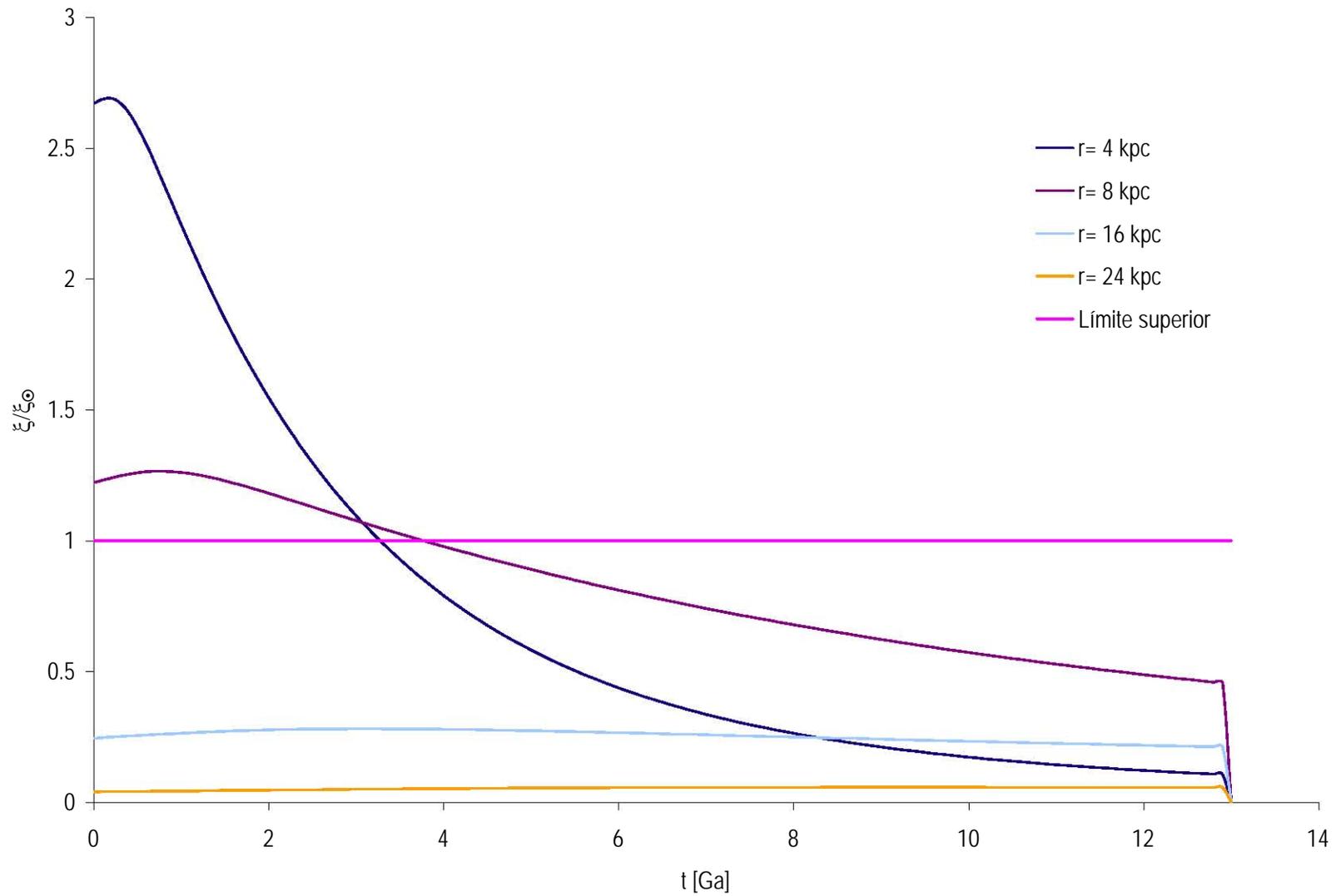
Con ambas condiciones establecidas, en la Figura 34 se muestra la GHZ en donde se puede formar un planeta tipo terrestre que sobreviva a los estallidos de SN.

Figura 32. Supervivencia de un planeta tipo terrestre en función del radio



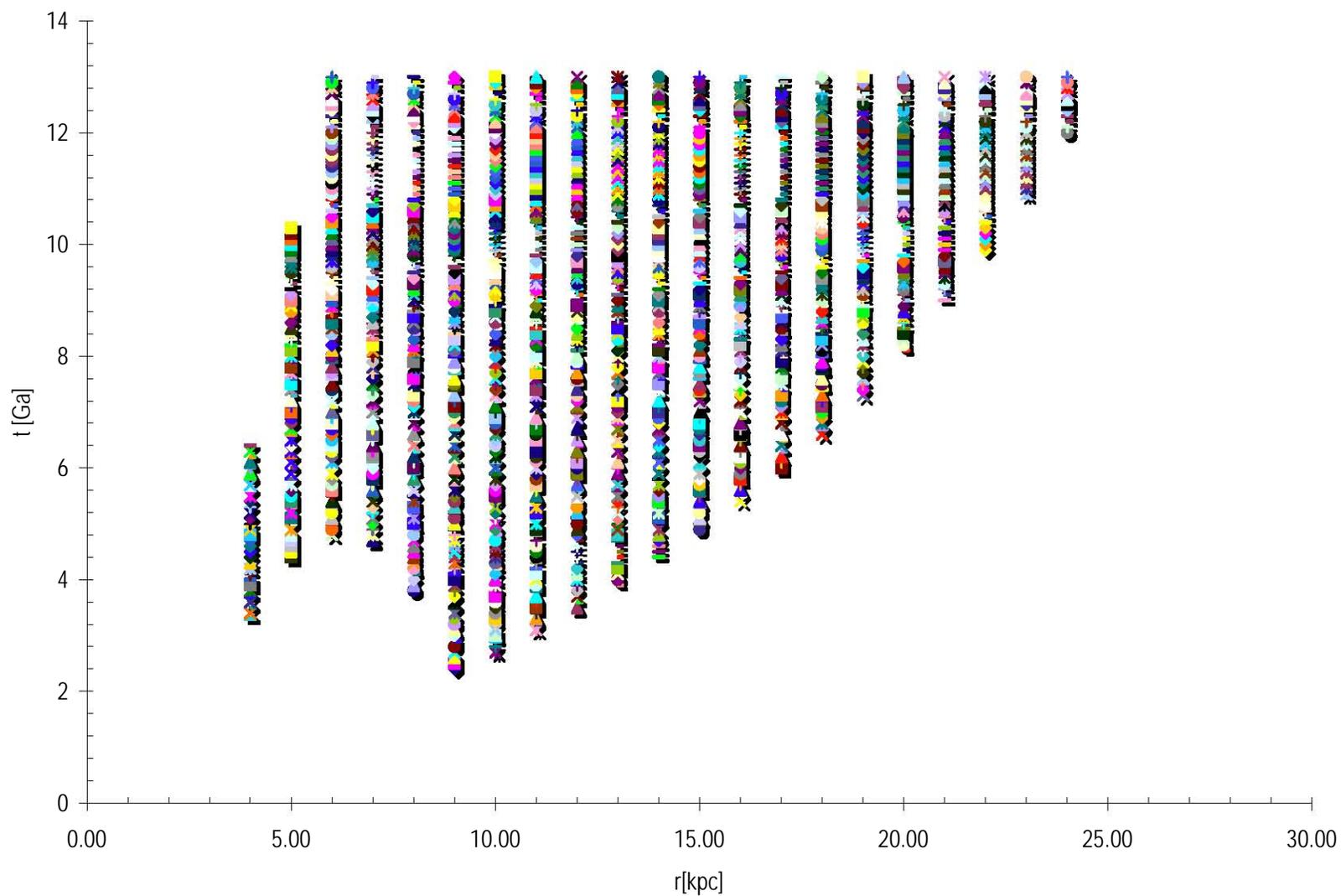
Por encima del límite superior no sobrevivirán las atmósferas de los planetas tipo terrestre que se llegasen a formar.

Figura 33. Supervivencia de un planeta tipo terrestre en función del tiempo



Se descartan los radios y los tiempos a los cuales la supervivencia de un planeta tipo terrestre es mayor al de la Tierra.

Figura 34. Zona de habitabilidad galáctica para la formación y supervivencia de un planeta tipo terrestre



En la actualidad, esta es la zona donde se podrían encontrar planetas con características similares a la Tierra y que hayan sobrevivido a la radiación emitida por supernovas.

### 5.2.3.0 Origen y desarrollo de vida

La GHZ también puede estar limitada por un tercer factor, el tiempo de la vida.

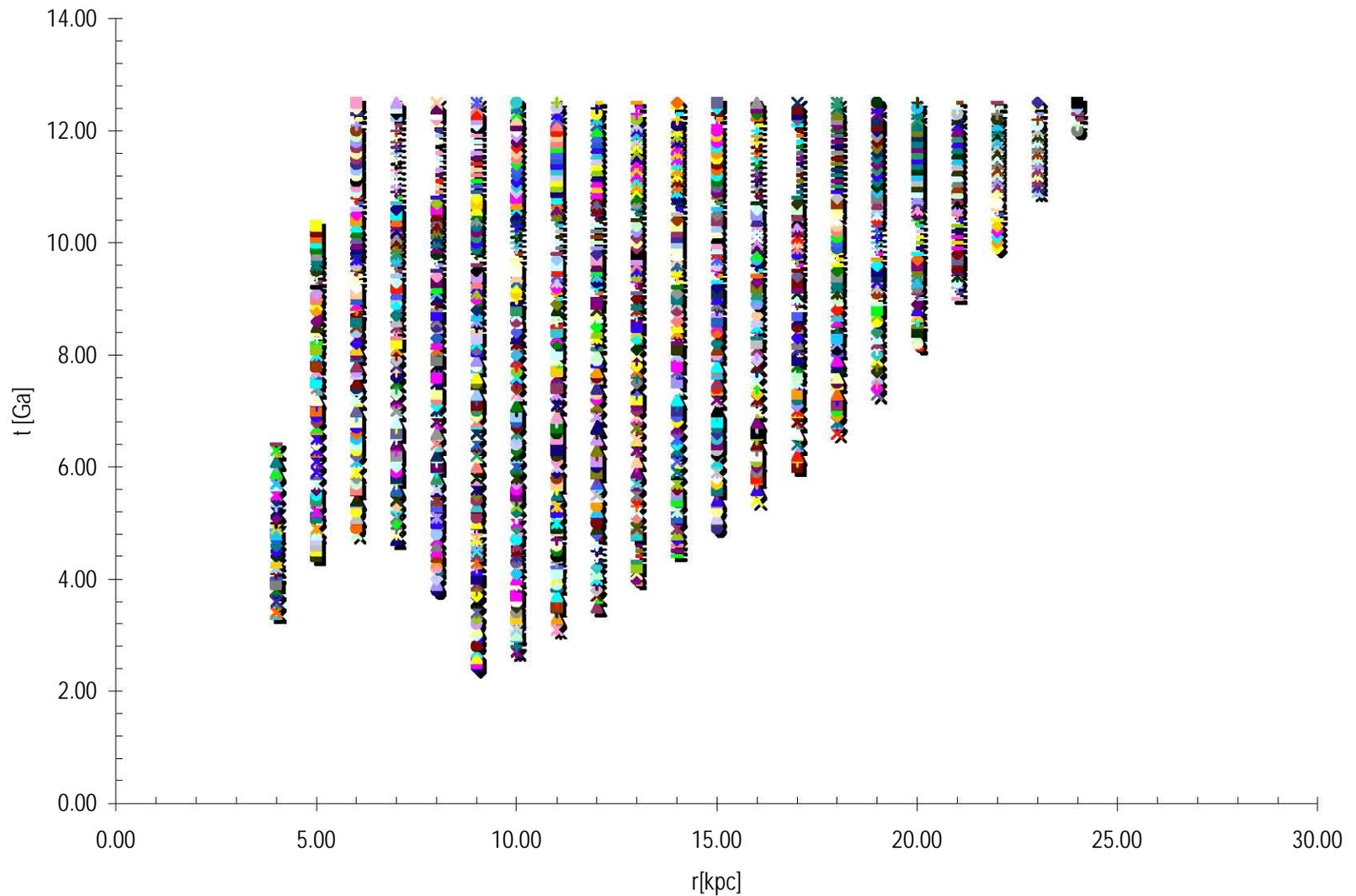
#### 5.2.3.1 Surgimiento de vida

De lo planteado en la sección 2.4.2.0, al planeta tipo terrestre le toma 0.5 Ga adaptarse y dar paso a la vida. Debido a ello, de la GHZ se descartan los planetas que en la actualidad que no tengan un mínimo de 0.5 Ga de haberse formado, por lo que una segunda GHZ se deduce, en la cual se encuentran planetas tipo terrestre con al menos organismos similares a cianobacterias. En la Figura 35, se muestra que estos planetas se encuentran entre 4 y 25 kpc con edades de 0.5 y 11 Ga.

#### 5.2.3.2 Vida desarrollada

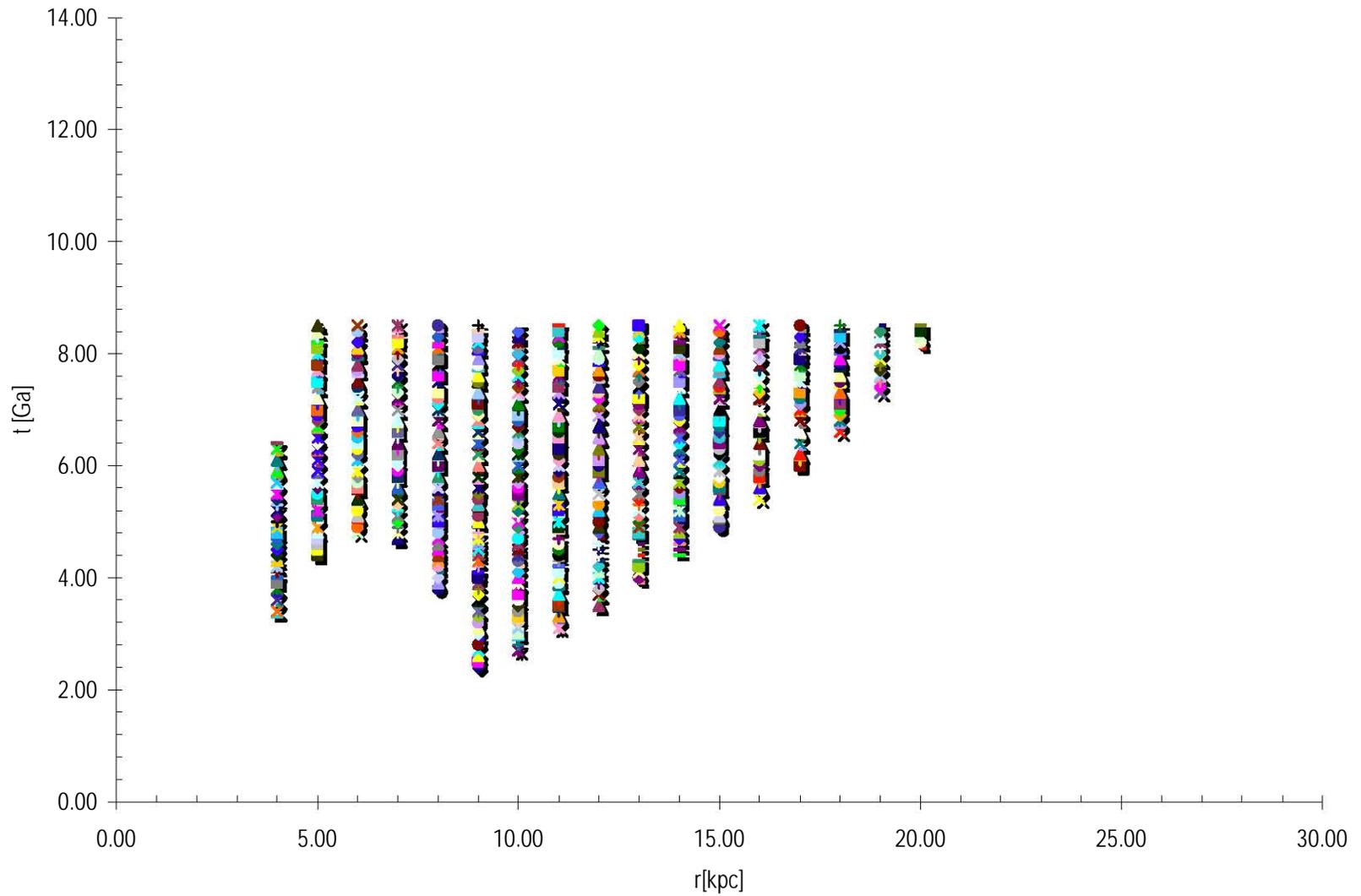
Tomando lo que se planteó en la sección 2.4.2.0, también se puede restringir la GHZ por la condición de vida tan desarrollada como los humanos, los cuales aparecieron en la Tierra 4.5 Ga después de la formación del Sol y su sistema planetario. Con la consideración anterior, los planetas de la GHZ que actualmente tengan edades menores a 4.5 Ga de haberse formado, no pueden albergar vida desarrollada. Como puede verse en la Figura 36, esta condición reduce la GHZ, entre 4 y 20 kpc y edades entre 4.5 y 11 Ga.

Figura 35. Zona de habitabilidad galáctica con condición de existencia de vida



En la actualidad, en un radio de 4 a 24 kpc, esta es la zona de en donde se podrían encontrar planetas con microorganismos, como cianobacterias.

Figura 36. Zona de habitabilidad galáctica con condición de existencia de vida evolucionada



En la actualidad, esta es la zona de en donde se podrían encontrar organismos tan desarrollados como los humanos.

## 6.0.0.0 Conclusiones

Se ha encontrado la zona de habitabilidad galáctica de la galaxia de Andrómeda, M31. Considerando el contexto que la zona de habitabilidad galáctica es la región de una galaxia en donde se pueden crear sistemas planetarios con suficiente cantidad de elementos químicos para la formación de un planeta con características del tipo terrestre. En dicho planeta deben existir placas tectónicas, agua, atmósfera y compuestos que permitan el surgimiento y desarrollo de la vida.

Dicha zona puede ser predicha por medio del conocimiento de la evolución de los elementos químicos del gas donde las estrellas y los planetas se forman. La evolución química para una galaxia es el estudio de los cambios en el tiempo y el espacio de las abundancias de los elementos químicos y del gas que la conforman.

Los presentes resultados permiten sugerir los posibles escenarios tanto para la evolución química y la zona de habitabilidad galáctica de la galaxia de Andrómeda.

### 6.1.0.0 Modelo de evolución química

Del modelo de evolución química de la galaxia de Andrómeda, se concluye que:

- I. El suponer una tasa de formación estelar proporcional a la masa de gas produce gradientes más planos que los que se observan en Andrómeda. Por lo tanto se descarta esta tasa de formación estelar.
- II. Una tasa de formación estelar proporcional a la masa de gas al cuadrado,  $\Psi(t) \propto M_{\text{gas}}^2$ , reproduce el gradiente de [O/H] observado.
- III. La eficiencia de la tasa de formación,  $\nu$ , debe tener un valor de 0.18 para reproducir las distribuciones radiales de la masa de gas observadas en el disco de Andrómeda.
- IV. El valor del gradiente de [O/H] predicho por el modelo es  $-0.0147 \text{ dex kpc}^{-1}$ , muy similar al observado en regiones HII y estrellas masivas del disco de Andrómeda.

## 6.2.0.0 Zona de habitabilidad galáctica

Así mismo, para la zona de habitabilidad galáctica en la galaxia de Andrómeda, se concluye que:

- I. El halo de Andrómeda es una región que no puede sustentar una zona de habitabilidad galáctica debido a su baja metalicidad.
- II. El bulbo de Andrómeda es una región que no puede sustentar una zona de habitabilidad galáctica debido al elevado número de supernovas que presenta.
- III. La formación y supervivencia a los estallidos de supernovas de un planeta tipo terrestre es posible solamente en el disco de Andrómeda.
- IV. La zona de habitabilidad galáctica del disco únicamente con condiciones de formación y supervivencia de un planeta tipo terrestre es un anillo de 4 a 25 kpc con edades entre 0 y 11 Ga.
- V. La zona de habitabilidad galáctica del disco con la condición extra de tener en la actualidad al menos vida simple, es un anillo de 4 a 25 kpc con edades entre 0.5 y 11 Ga.
- VI. La zona de habitabilidad galáctica del disco con la condición extra de albergar actualmente al menos vida desarrollada similar a la humana es un anillo de 4 a 20 kpc con edades entre 4.5 y 11 Ga.

## Referencias

1. Arnett, D.; 'Supernovae and nucleosynthesis'; ED. Princeton University Press; 1a edición, 1996.
2. Asplund, M.; Grevesse, N.; Sauval, A. J.; 'The solar chemical composition'; CARSEN, ASP Conference Series; Vol. 336, 2005; pp. 1 – 14.
3. Bada, J. L.; 'How life began on Earth'; E&P Science Letters; Vol. 226, 2004; pp. 1 – 15.
4. Bellazzini, M.; et al; 'The Andromeda project I. Deep HST-WFPC2 V, I photometry of 16 fields toward the disk and halo of the M31 galaxy. Probing stellar content and metallicity distribution'; A&A MS; 2004; pp. 1 – 45.
5. Berkhuijsen, E.M.; 'A radio continuum survey of M31 at 2695 MHz. II - Comparison of radio and optical data'; A&A; Vol. 57, 1977; pp. 9 – 31.
6. Blair, W. P.; Kirshner, R. P.; Chevalier, R. A.; 'Abundance gradients in M31: comparison of results from supernova remnants and HII regions'; ApJ.; Vol. 254, 1982; pp. 50 – 69.
7. Carigi, L.; 'Models of chemical evolution of the galactic disk: considering different sfr, imf, and infall rates'; RevMexAA; Vol. 32, 1996; pp. 179 – 192.
8. Carigi, L.; 'Carbon and oxygen galactic abundance gradients: a comparative study of stellar yields'; RevMexAA; Vol. 36, 2000; pp. 171 – 184.
9. Carigi, L.; et al; 'Carbon, nitrogen and oxygen galactic gradients: a solution to the carbon enrichment problem'; ApJ.; Vol. 623, 2005; pp. 213 – 224.
10. Carney, B. W.; et al; 'Elemental abundance ratios in stars of the outer galaxy disk. Field red giants'; AJ; Vol. 130, 2005; pp. 1111 – 1126.
11. Chang, S.; 'Prebiotic organic matter: possible pathways for synthesis in a geological context'; PhEPI; Vol. 29, 1982; pp. 261 – 280.
12. Chyba, C.; Sagan C.; 'Electrical energy sources for organic synthesis on the early Earth'; Origins Life Evol. Biosph.; Vol. 21, 1991; pp. 3 – 17.
13. Clayton, D. D.; 'Principles of stellar evolution and nucleosynthesis'; ED. University of Chicago Press, EU; 2a edición, 1983.
14. Cowley, C. R.; 'An introduction to Cosmochemistry'; ED. Cambridge University Press, UK; 1a edición, 1995.
15. Dame, T. M.; et al; 'A complete CO survey of M31. I. Distribution and kinematics'; ApJ; Vol. 418, 1993; pp. 730 – 742.
16. Dennefeld, M.; Kunth, D.; 'Supernova remnants and HII regions in M31'; AJ.; Vol. 86, 1981; pp. 989 – 997.

17. Durrell, P. R.; Harris, W. E.; Pritchett, C. J.; 'Photometry and the metallicity distribution of the outer halo of M31. II. The 30 kiloparsec field'; *AJ*; Vol. 28, 2004; pp. 260 – 270.
18. Ehrenfreund, P.; et al; 'The photostability of amino acids in space'; *ApJ*; Vol. 550, 2001; pp. 95 – 99.
19. Espresate, J.; 'Catalog of 156 confirmed extrasolar planets and their 133 parent stars'; *RevMexAA* (enviado) astro-ph/0508317.
20. Galarza, V. C.; Walterbos, R. A. M.; Braun, R.; 'Spectrophotometry of HII regions, diffuse ionized gas and supernova remnants in M31: the transition from photo- to shock-ionization'; *AJ.*; Vol. 118, 1999; pp. 2775 – 2796.
21. Gómez-Caballero, J. A.; Pantoja-Alor, J.; 'El origen de la vida desde un punto de vista geológico'; *Boletín SocGeoMx*; Tomo LVI, 2003; pp. 56 – 86.
22. González, G.; Brownlee, D.; Ward, P.; 'The galactic habitable zone: galactic chemical evolution'; *Icarus*; Vol. 152, 2001; pp. 185 – 200.
23. Hazen, R. M.; et al; 'High pressure and the origin of life'; *J Phys, Cond Matter*; Vol. 14, 2002; pp. 11489 – 11494.
24. Hodge, P.; 'The Andromeda Galaxy'; *Astroph Space Science Library*; Vol. 176, 1992.
25. Hou, J. L.; Chen, L.; Chang, R. X.; 'Star formation and chemical evolution of M31'; *Proceedings of the Gaia Symposium*; 2004; pp. 687 – 690.
26. Karttunen, H. (editor); et al; 'Fundamental astronomy'; ED. Springer-Verlag, Alemania; 4a edición, 2003.
27. Kroupa, P.; Tout, C. A.; Gilmore, G.; 'The distribution of low-mass stars in the Galactic disc' ; *MNRAS* ; Vol. 262, 1993; pp. 545 – 587.
28. Lineweaver, C. H.; 'An estimate of the age distribution of terrestrial planets in the universe: quantifying metallicity as a selection effect'; *Icarus*; Vol. 151, 2001; pp. 307 – 313.
29. Lineweaver, C. H.; Fenner, Y.; Gibson, B. K.; 'The galactic habitable zone and the age distribution of complex life in the milky way'; *Science*; Vol. 303, 2004; pp. 59 – 62.
30. Loinard, L.; et al; 'A CO survey of the southwest half of M 31'; *A&A*; Vol. 351, 1999; pp. 1087 – 1102.
31. Lovering, J. F.; Parry, L. G.; Jaeger, J. C.; 'Temperatures and mass losses in iron meteorites during ablation in the Earth's atmosphere'; *Geochimica et Cosmochimica Acta*; Vol. 19, 1960; pp. 156 – 167.
32. Mason, S. F.; 'Chemical Evolution: origin of the elements, molecules and living systems'; ED. Clarendon Press, UK; 1a edición, 1991.
33. Matteucci, F.; 'The chemical evolution of the galaxy', ED. Kluwer Academic Publishers, Países Bajos; 1a edición, 2001.

34. Mateucci, F.; 'Chemical evolution of galaxies and intracluster medium'; en 'Cosmochemistry, The melting pot of the elements'; Editores Esteban, C. et al; ED. Cambridge University Press, UK; 1a edición, 2004, pp. 217 – 256.
35. Maurette, M.; et al; 'Were micrometeorites a source of prebiotic molecules on the early Earth?'; Adv Space Res; Vol. 15, 1995; pp. 113 – 126.
36. McClendon, J. H.; 'The origin of life'; Earth-Science Revs; Vol. 47, 1999; pp. 71 – 93.
37. McNeil, D.; Duncan, M.; Levison, H. F.; 'Effects of type I migration on terrestrial planet formation'; AJ; Vol. 130; pp. 2884 – 2899.
38. Menzel, D.; 'Astronomy'; ED. Random House, Milán, Italia; 1a edición, 1972.
39. Naab, T.; Ostriker, J. P.; 'A simple model for the evolution of disc galaxies: the Milky Way'; MNRAS; Vol. 366, 2006; pp. 899 – 917.
40. Navarro-González, R.; McKay, C. P.; Nna-Mvondo, D.; 'A possible nitrogen crisis for archaean life due to reduce nitrogen fixation by lightning'; Nature; Vol. 412, 2001; pp. 61 – 64.
41. Orgel, L. E.; 'The origin of life – a review of facts and speculations'; TIBS; Vol. 23, 1998; pp. 491 – 495.
42. Pagel, B. E. J.; 'Nucleosynthesis and chemical evolution of Galaxies', ED. Cambridge University Press, UK; 1a edición, 1997.
43. Peimbert, M.; 'Orígenes de los elementos y evolución del Universo'; en 'Fronteras del Universo'; Editores Peimbert, M., et al; ED. Fondo de cultura económica, México, México; 1a edición, 2000; pp. 143 – 159.
44. Peimbert, M.; 'Orígenes de los elementos'; en 'Una visión integradora. Módulo I'; Editores Bolívar-Zapata, F. G. y Rudomín, P.; ED. El Colegio Nacional, México, México; 1a edición, 2005; pp. 55 – 71.
45. Renda, A. et al; 'Contrasting the chemical evolution of the Milky Way and the Andromeda galaxies'; MNRAS; Vol. 356, 2004; pp. 1071 – 1078.
46. Sarajedini, A.; Jablonka, P.; 'The metallicity distribution function of field stars in M31's bulge'; AJ.; Vol. 130, 2005; pp. 1627 – 1634.
47. Schmidt, M.; 'The rate of star formation'; ApJ; Vol. 129, 1959; pp. 243 – 258.
48. Sekine, Y.; et al; 'Methane production by large iron meteorites impacts on early Earth'; JGeophRes; Vol. 108, 2003; pp. 2 – 11.
49. Sparke, L. S.; Gallager, J. S.; 'Galaxies in the universe: an introduction', ED. Cambridge University Press, UK; 1a edición, 2000.
50. Trundle, C.; et al; 'Chemical composition of B-type supergiants in the OB8, OB10, OB48, OB78 associations of M31'; A&Astroph; Vol. 395, 2002; pp. 519 – 533.
51. Venn, K. A.; et al; 'Analysis of four A-F Supergiants in M31 from Keck HIRES Spectroscopy'; ApJ; Vol. 541, 2000; pp. 610 – 623.

52. Walterbos, R. A. M.; 'Stars, gas and dust in the Andromeda galaxy'; BAAS; Vol. 18, 1986; pp. 915 – 927.
53. Walterbos, R. A. M.; Kennicutt, R. C.; 'Multi-color photographic surface photometry of the Andromeda galaxy'; A&A; Vol. 69, 1987; pp. 311 – 332.
54. Walterbos, R. A. M.; Kennicutt, R. C.; 'An optical study of stars and dust in the Andromeda galaxy'; A&A; Vol. 198, 1988; pp. 61 – 86.
55. Widrow, L. M.; Perrett, K. M.; Suyu, S. H.; 'Disk-bulge-halo models for the Andromeda galaxy'; ApJ; Vol. 588, 2003 ;pp. 311 – 325.
56. <http://chandra.harvard.edu>
57. <http://hubblesite.org/>

## Glosario de términos

En las siguientes líneas, se encuentra una compilación de los términos más importantes utilizados en todo el texto.

$\nu$	Eficiencia de formación estelar
$\xi_{\oplus}$	Supervivencia a supernovas de la Tierra
$\xi(t)$	Supervivencia a supernovas
$A(t)$	Acreción
CE	Evolución química
GHZ	Zona de habitabilidad galáctica
IGM	Medio intergaláctico
IMF o $\phi(t)$	Tasa de masa inicial
IRA	Aproximación de reciclaje instantáneo
ISM	Medio interestelar
kpc	Kilopársec
LMS	Estrella no-masiva
M	Masa
$M_{\odot}$	Masa solar
$M_{*}$	Masa de estrellas
M31	Galaxia de Andrómeda
$M_{\text{gas}}$	Masa de gas
MS	Estrella masiva
$M_{\text{T}}$	Masa total bariónica
MW	Vía Láctea
SFR o $\Psi(t)$	Tasa de formación estelar
SN	Supernovas
$Y_i$	Rendimiento químico de la especie $i$ por generación estelar
Z	Metalicidad
$Z_{\odot}$	Metalicidad solar

## Apéndice I

Código que resuelve la ecuación para  $M_{\text{gas}}$  y  $X_i(r, t)$  en el caso que  $\Psi \propto M_{\text{gas}}$  desarrollado en el programa Developer Studio© de Compaq Visual Fortran 6®.

```
program de0a13
```

```
implicit none
```

```
real:: a, b, c, r, t, i, Dt, D, E, Cc, kk, m, n, v, nu, YO, YZ, YH, J, P, Q, U, s  
real:: infall, Ai, MT, Mgas, Mgasi, Mstar, O, Oi, Z, Zi, H, Hi, grad
```

```
open (unit=10, form='formatted', file='de0a13dirMgas.xls', status='replace')
```

```
write (*, *)  
write (*, *) 'Valores para todo r en funcion del del tiempo (0 a 13 Ga)'  
write (*, *)  
write (*, *) 'Dt='  
read (*, *) Dt  
write (10, *) 'Dt=', Dt  
do r= 4, 24, 1 !intervalo de r  
    b= 0  
    c= 0  
    D= 0  
    a= 0  
    i= 1.0/16  
        b= -2+1*r  
        c= (8.0-r)/5.5  
        D= 1.0/b  
        a= (46*D*exp(c))/(1-exp(-13.0*D))  
    do t= 0, 13.1, Dt !valores de t  
        infall= a*exp(-D*t)  
        nu= 0.68 !valor de nu  
        Cc= 0.72*nu  
        E= Cc-D  
        kk= a/E  
        m= E-Cc  
        n= Cc*kk  
        v= -((1.0/m)+(1.0/Cc))  
  
        if (t== 0) then  
            MT= 0  
            Mgas= 0  
            Mstar= 0  
        else  
            MT= (a/D)*(1-exp(-D*t))
```

```

        Mgas= kk*(exp(m*t)-exp(-Cc*t))
        Mstar= n*((exp(m*t)/m)+(exp(-Cc*t)/Cc)+v)
end if

YO= 0.004524293591955 !yield de O
YZ= 0.01039249240525 !yield de Z
YH= -0.02938582468775 !yield de H

if (t== 0) then
    O= 0.0
    Z= 0.0
    H= 0.75
    grad= -1000 !valor arbitrario
else
    Ai= infall
    Mgasi= Mgas
    J= nu*YO
    P= nu*YZ
    Q= nu*YH
    s= 0.25*((infall/Mgas)+(Ai/Mgasi))
    U= Q+1.50*s

    if (t== Dt) then
        O= J/((1.0/Dt)+s)
        Z= P/((1.0/Dt)+s)
        H= U/((1.0/Dt)+s)
        grad= log10(i*(O/H))+3.34
    else
        O= (J+Oi*((1.0/Dt)-s))/((1.0/Dt)+s)
        Z= (P+Zi*((1.0/Dt)-s))/((1.0/Dt)+s)
        H= (U+Hi*((1.0/Dt)-s))/((1.0/Dt)+s)
        grad= log10(i*(O/H))+3.34
    end if

    Oi=    O
    Zi=    Z
    Hi=    H
endif

write (10,*) r, t, infall, MT, Mgas, Mstar, O, Z, H, grad
write (*,*) 'Al r=', r, 't=', t, 'A(t)=', infall, 'Mtot(t)=', MT, 'Mg(t)=', Mgas, 'M*=', Mstar, 'O(t)=',
O, 'Z(t)=', Z, 'H(t)=', H, '[O/H]=', grad
write (*,*)

end do
end do
close (unit=10)
write (*,*)
end program de0a13

```

## Apéndice II

Código que resuelve las ecuaciones para  $M_T$  (analíticamente)  $M_{gas}$ ,  $M_r$ ,  $X_i(r, t)$ ,  $Z/Z_{\odot}$ ,  $\xi(t)/\xi_{\oplus}$  (numéricamente) en el caso que para  $\Psi \propto M_{gas}^2$  desarrollado en el programa Developer Studio<sup>®</sup> de Compaq Visual Fortran 6<sup>®</sup>.

```
program de0a13
```

```
implicit none
```

```
real:: a, b, c, r, t, ti, Dt, D, E, Cc, g, Gg, k, Kk, m, n, v, w, x, y, nu, YO, YZ, YHe, YH, J, P, F, Q, L, U, s, tp, tpp, riesgoT, TfMW
```

```
real:: infall, Ai, MT, Mgas, Mgasi, Mstar, Mstari, O, Oi, H, Hi, He, Hei, OHM31, Met, relsol, Zsol, riesgo, fsn, fsnu, sumint, sfrsn
```

```
integer:: ip, itmax, itime
```

```
real, dimension(1:135):: intsfr, Z
```

```
open (unit=10, form='formatted', file='de0a13Mgas2.xls', status='replace')
```

```
open (unit=11, form='formatted', file='de0a13Mgas2bis.xls', status='replace')
```

```
open (unit=12, form='formatted', file='de0a13Mgas2tris.xls', status='replace')
```

```
open (unit=13, form='formatted', file='de0a13Mgas2tetra.xls', status='replace')
```

```
open (unit=14, form='formatted', file='de0a13Mgas2pentas.xls', status='replace')
```

```
open (unit=15, form='formatted', file='GHZ.xls', status='replace')
```

```
write (*,*)
```

```
write (*,*) 'Valores para todo radio en funcion del tiempo (0 a 13 Ga)'
```

```
write (*,*)
```

```
write (*,*) 'Dt='
```

```
read (*,*) Dt
```

```
write (10,*) 'Dt=', Dt
```

```
write (11,*) 'Dt=', Dt
```

```
write (12,*) 'Dt=', Dt
```

```
relsol= 3.34 ! valor de [O/H] solar
```

```
Zsol= 0.0122 ! Z sol
```

```
nu= 0.18 ! valor de nu
```

```
Cc= 0.72*nu ! viene de (1.0-R)nu
```

```
fsn= 0.2229 ! valor de la integral de la función de masa inicial
```

```
fsnu= 0.5*fsn*nu
```

```
TfMW= 16.90 ! tasa de formación de MW
```

```
riesgoT= fsn*TfMW/4.5 ! riesgo de la tierra en MW
```

```
YO= 0.004524293591955 ! rendimiento de O
```

```
YZ= 0.01039249240525 ! rendimiento de Z
```

```
YHe= 0.018993332 ! rendimiento de He
```

```
YH= -(YHe+YZ) ! rendimiento de H
```

J= nu\*YO  
P= nu\*YZ  
F= nu\*YHe  
Q= nu\*YH

do r= 3.0, 24.0, 1.0 ! intervalo de r

b= 0.0  
c= 0.0  
D= 0.0  
a= 0.0

b= -2.0+1.0\*r

c= (8.0-r)/5.5

D= 1.0/b

a= (46.0\*D\*exp(c))/(1.0-exp(-13.0\*D)) ! valor de la constante a(r)

do t= 0.0, 13.1, Dt ! intervalo de t

infall= a\*exp(-D\*t) ! A(t)

E= Cc-D

Gg= a/E

Kk= E-Cc

k= Cc\*Gg

g= -(((exp(Kk))/Kk)+((exp(Kk))/Cc))

if (t== 0.0) then ! condiciones iniciales

MT= 0.0

Mgas= 0.0

Mstar= 0.0

itime= 1

intsfr(itime)= 0.0

O= 0.0

Z(itime)= 0.0

He= 0.25

H= 0.75

OHM31= -1000 ! valor arbitrario ya que es -infinito

Met= -1000 ! valor arbitrario ya que es -infinito

else

MT= (a/D)\*(1.0-exp(-D\*t)) ! Mtotal

m= Cc/4.0

n= ((Cc\*Mgasi)/2.0)+(1.0/Dt)

v= ((Cc\*Mgasi\*\*2.0)/4.0)-(Mgasi/Dt)-a\*exp((-D/2.0)\*(Dt+2.0\*ti))

Mgas= (-n/(2.0\*m))+(((n\*\*2.0)-(4.0\*m\*v))\*\*0.5)/(2.0\*m) ! Mgas

y= (((Mgas+Mgasi)\*\*2.0)\*Cc\*Dt)/4.0

Mstar= y+Mstari ! M\*

intsfr(itime)= Dt\*(Mgas\*\*2.0+Mgasi\*\*2.0) + intsfr(itime-1)

if (mgasi== 0.0) then

s=0.5\*infall/Mgas

w= Mgas

else

s= 0.25\*((infall/Mgas)+(Ai/Mgasi))

w= 0.50\*(Mgas+Mgasi)

```

        end if
        L= F*w+0.50*s
        U= Q*w+1.50*s
        O= ((J*w)+Oi*((1.0/Dt)-s))/((1.0/Dt)+s) ! O(t)
        Z(itime)= ((P*w)+Z(itime-1)*((1.0/Dt)-s))/((1.0/Dt)+s) ! Z(t)
        He= (L+Hei*((1.0/Dt)-s))/((1.0/Dt)+s) ! He(t)
        H= (U+Hi*((1.0/Dt)-s))/((1.0/Dt)+s) ! H(t)
        OHM31= log10((O/H)/16.0)+resol ! [O/H]
        Met= log10(Z(itime)/Zsol) ! [Z/Zsol]
    endif

    write (10,*) r, t, infall, MT, Mgas
    write (11,*) r, t, Mstar, O, Z(itime)
    write (12,*) r, t, He, H, Met
    write (13,*) r, t, OHM31
    write (*,*) 'Al r=' , r, 't=' , t, 'A(t)=', infall, 'Mtot(t)=', MT, 'Mg(t)=', Mgas, 'M*=', Mstar, 'O(t)=',
    O, 'Z(t)=', Z(itime), 'He(t)=', He, 'H(t)=', H, '[O/H]=', OHM31, '[Z/H]=', Met
    write (*,*)

    ti= t
    Ai= infall
    Mgasi= Mgas
    Mstari= Mstar
    Oi= O
    Hei= He
    Hi= H
    itime=itime+1
end do

itmax=itime-2
tp=0.0

do ip=1, itmax
    sfrsn=intsfr(itmax)-intsfr(ip)
    riesgo= (fsnu*sfrsn)/((13.0-tp)*riesgoT) ! riesgo del planeta
    write (14,*) r, tp, riesgo
    write (*,*) 'tp=', tp, 'Riesgo=', riesgo

    if (Z(ip)>=0.8*Zsol) then ! condiciones para GHZ
        if (Z(ip)<=1.6*Zsol) then
            if (riesgo<=1.0) then
                write (15,*) r, tp
                write (*,*) 'GHZ, r=', r, 'tp=', tp
            end if
        end if
    end if

    tp= tp+Dt
end do

```

```
end do
```

```
close (unit=10)
```

```
close (unit=11)
```

```
close (unit=12)
```

```
close (unit=13)
```

```
close (unit=14)
```

```
close (unit=15)
```

```
end program de0a13
```