

L'Univers des Galaxies

Denis BURGARELLA, Astronome
Laboratoire d'Astrophysique de Marseille
Aix-Marseille Université

La Voie Lactée dans le ciel

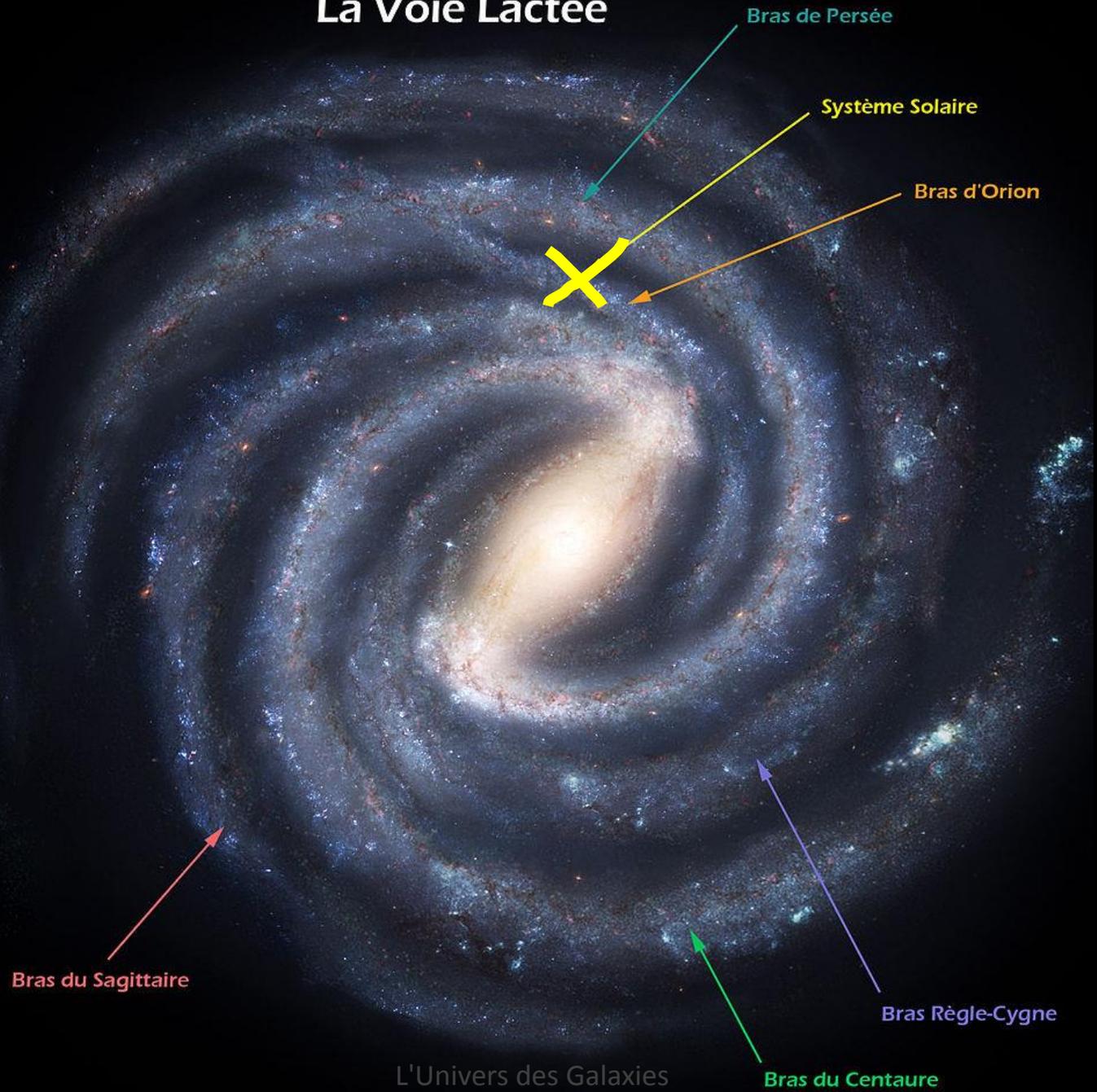


La Voie Lactée dans le ciel



La Voie Lactée

~ 100.000 Années-Lumière



Bras de Persée

Système Solaire

Bras d'Orion

Bras du Sagittaire

Bras Règle-Cygne

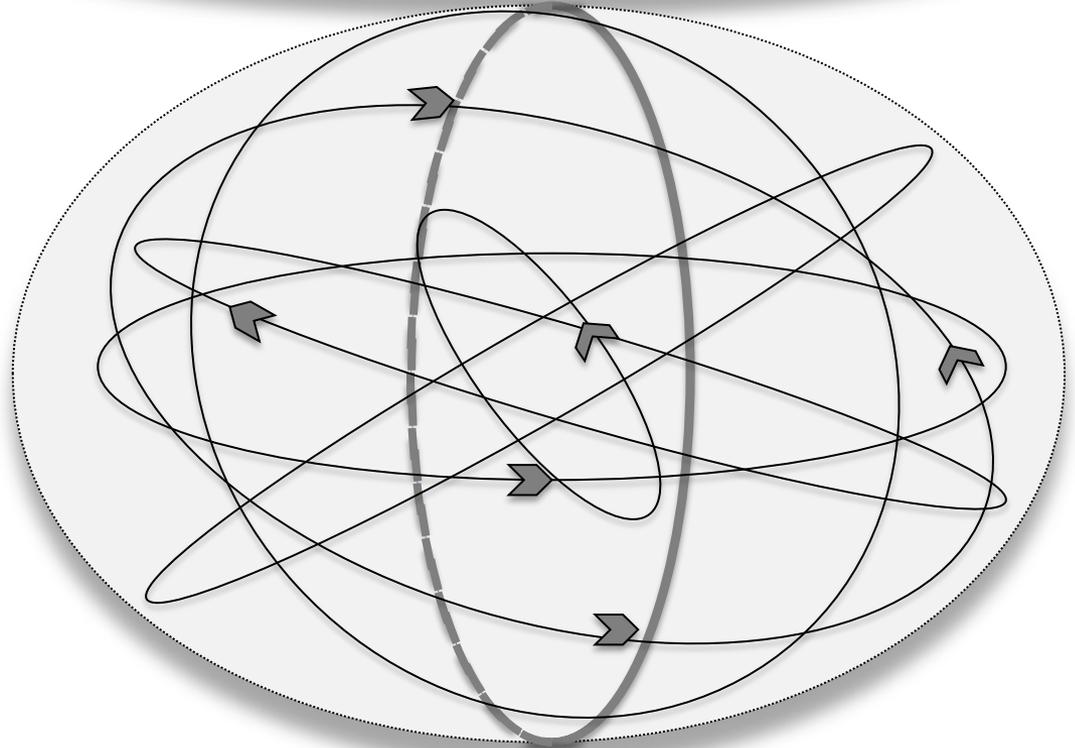
Bras du Centaure

L'Univers des Galaxies

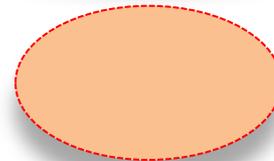
Disque en rotation



Halo isotrope



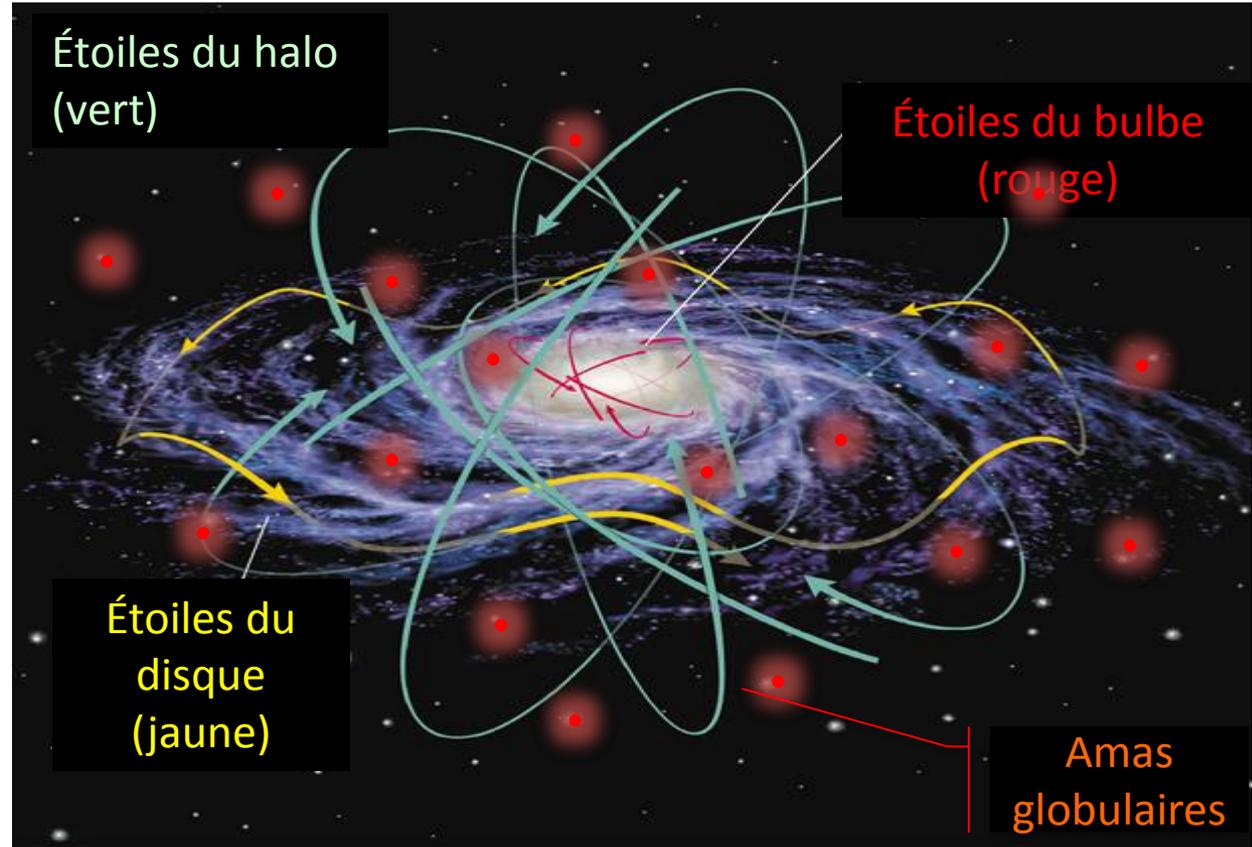
Bulbe en rotation



Amas globulaire

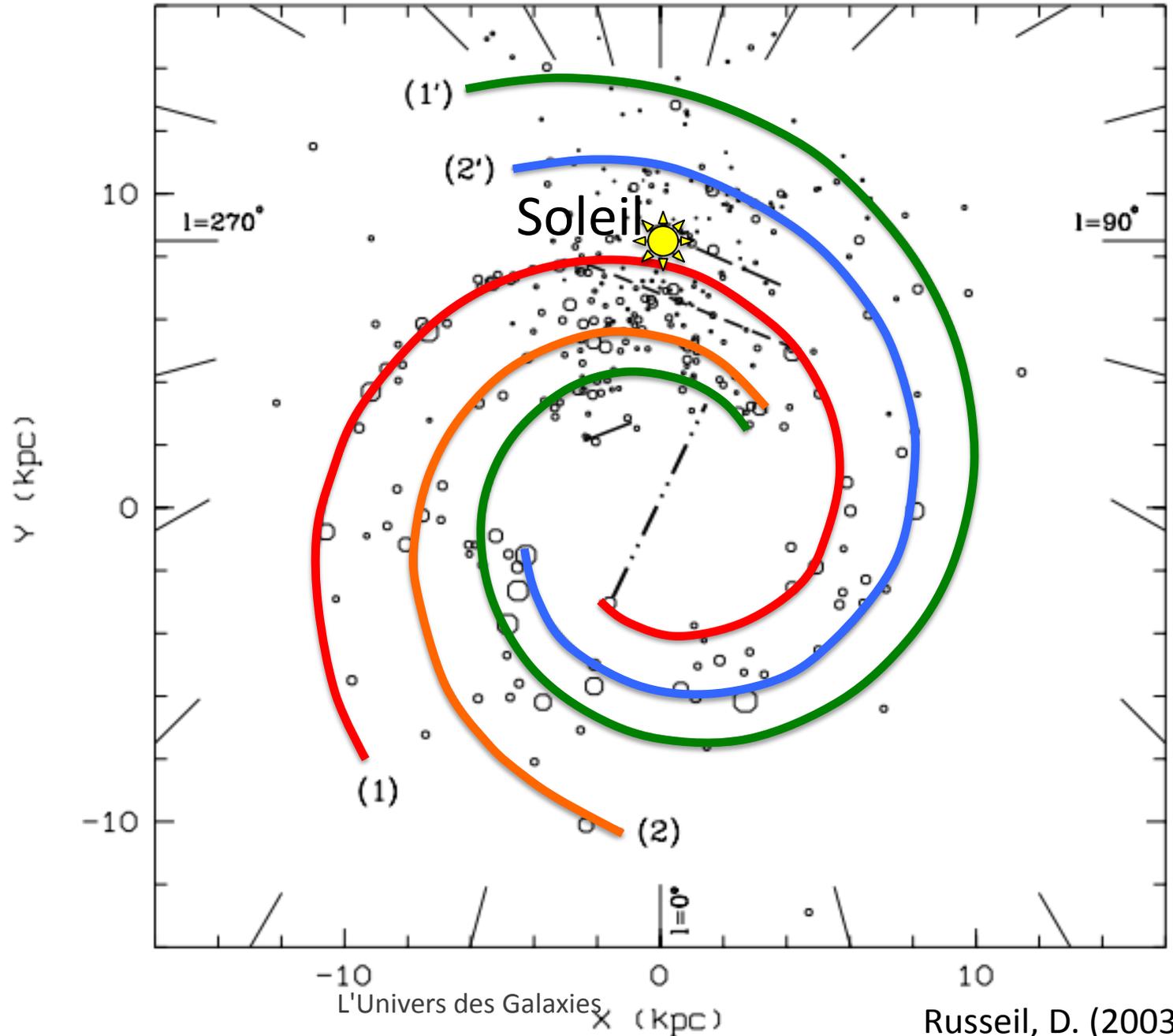


Galaxie = **Disque en rotation** + **Bulbe en rotation** + Halo isotrope + Amas globulaires



005 Pearson Education, Inc., publishing as Addison Wesley

Comment
sait-on que
la Voie
Lactée est
une galaxie
spirale ?



Pourquoi les bras de la Voie Lactée ne s'enroulent-ils pas indéfiniment ?

- Le Soleil fait un tour de la Voie Lactée en 225 millions d'années.
- L'âge du Soleil est environ 5 milliards d'années.
- Le Soleil a eu le temps de faire 22 fois le tour de la Voie Lactée
($5 \times 10^9 / 2.25 \times 10^8 \approx 22$)
- Les bras pourraient-ils donc s'enrouler autour de la Voie Lactée ?

Non ! Les bras des galaxies spirales sont formés d'étoiles O & B dont la durée de vie est de l'ordre de 10 à 100 millions d'années.

Les étoiles moins massives (comme le Soleil) vivent plus longtemps (plusieurs milliards d'années) mais, elles s'éloignent de leur zone de formation et forment une composante diffuse qui n'est plus un traceur des bras de galaxies spirales.



Quelle est la masse de la Voie Lactée ?

La troisième loi de Kepler nous dit : « les carrés des périodes de révolution des corps sont proportionnels aux cubes des grands axes de leurs orbites. »

Nous pouvons aussi énoncer cette règle par :

$$\frac{T^2}{a^3} = \frac{4\pi^2}{GM}$$

- a = demi-grand axe de l'orbite
- T = période de révolution
- G est la constante gravitationnelle = $6.67 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$
- Lorsque l'on choisit comme unités année pour le temps et unité astronomique (distance Soleil – Terre), les masses s'expriment en masse solaire.

L'application à l'orbite du Soleil dans la Voie Lactée donne :

$$M \gg \frac{a^3}{T^2} = \frac{(1.8 \cdot 10^9)^3}{(2.25 \cdot 10^8)^2} = 1.15 \cdot 10^{11} M_{\text{Soleil}}$$

Si nous appliquons cette même loi de Kepler aux amas globulaires (15 kpc), nous obtenons une estimation de la **masse totale de la Voie Lactée** :

$$M \gg 2.0 \cdot 10^{11} M_{\text{Soleil}}$$

Et la matière sombre ?

- La courbe de rotation de la Voie Lactée n'est cependant pas en accord avec cette masse.
- Les meilleures estimations suggèrent une masse bien plus grande de l'ordre de $6 \times 10^{11} M_{\text{soleil}}$ comprise dans le halo (c'est-à-dire jusqu'à un rayon de 40 kpc).
- La Voie Lactée serait donc entourée par un très grand halo de matière invisible qui contiendrait les 2/3 de la masse.
- Cette matière invisible a été baptisée

« Matière Sombre »

Hubble I : la distance des galaxies

- En 1924, E. Hubble réalise l'observation, au télescope de 2.54m du Mont Wilson, d'étoiles céphéïdes dans plusieurs nébuleuses (M31, M33, etc.).
- En utilisant la relation Période-Luminosité établie par Henrietta Leavitt et calibrée par H. Shapley, Hubble en déduit la distance de la galaxie d'Andromède (0.9×10^6 a.l. contre 2.5×10^6 a.l. aujourd'hui).
- Ceci place la galaxie d'Andromède bien au-delà de la Voie Lactée et conforte l'hypothèse de Curtis.

Hubble I : la distance des galaxies

- Pour éviter toute confusion ces nébuleuses extragalactiques portent le nom de « galaxies » et ouvre le domaine de la recherche extragalactique aux astronomes désirant explorer l'univers quasiment jusqu'au Big Bang.
-

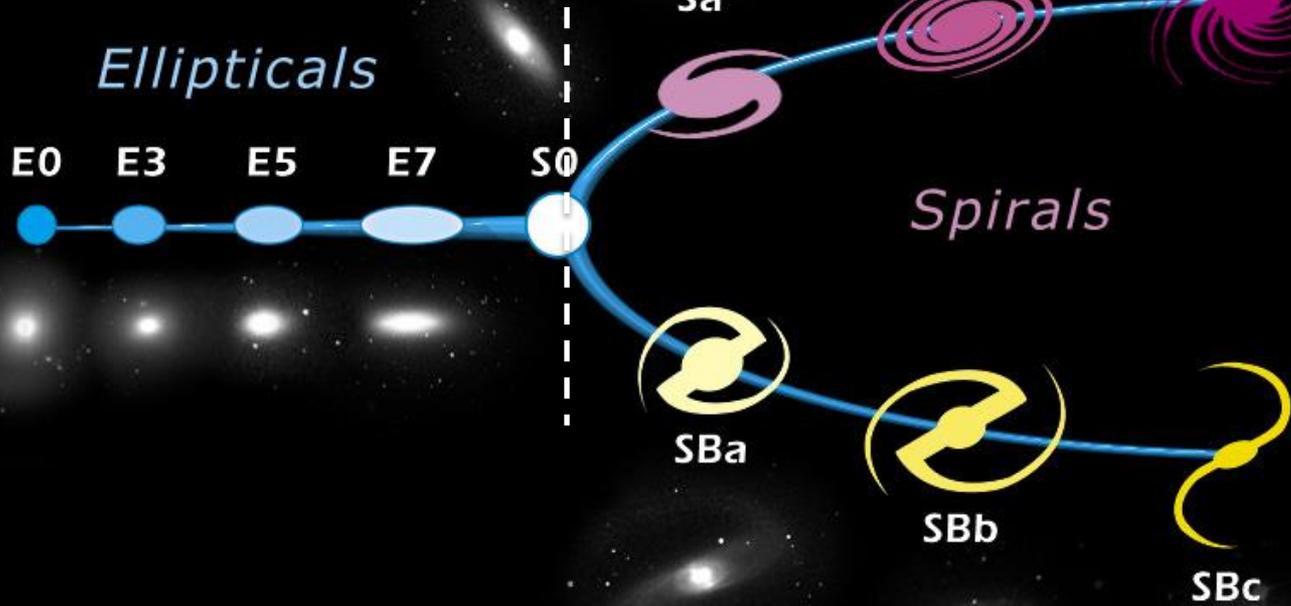
Hubble II : la classification des galaxies

- E. Hubble continue d'observer les galaxies et, en 1926, il propose une classification morphologique que l'on appelle le « diapason de Hubble ».
- Trois grandes classes de galaxies sont définies :
 - Les galaxies spirales ✓
 - Les galaxies elliptiques ✓
 - Les galaxies irrégulières ✓

Le diapason de Hubble

Le diapason de Hubble

La classification morphologique de Edwin Hubble



Les galaxies sont les éléments de base (les briques) de l'univers à grande échelle. Pour comprendre l'évolution des galaxies, Hubble a imaginé cette classification en forme de diapason.

Le diagramme est globalement divisé en deux parties : galaxies elliptiques (gauche) et galaxies spirales (droite).

Les galaxies spirales

- Les spirales forment une séquence double.
- En haut les galaxies sans barre centrale et en bas, celles avec une barre plus marquée.
- A cette distinction barré/non barré, vient s'ajouter un critère sur le développement des bras spiraux qui sont très enroulés pour les « Sa » et beaucoup moins pour les « Sc ».
- De plus, la région centrale des spirales (le bulbe) est de moins en moins prépondérant des Sa aux Sb.
- Les galaxies « S0 » ou lenticulaires n'apparaissant que comme des bulbes sans bras et peuvent être considérées comme une transition entre elliptiques et spirales.
- Les orbites des étoiles sont circulaires et dans un même plan
- Les galaxies spirales contiennent beaucoup de gaz et de poussière. Ce qui veut dire que la formation stellaire peut être importante.

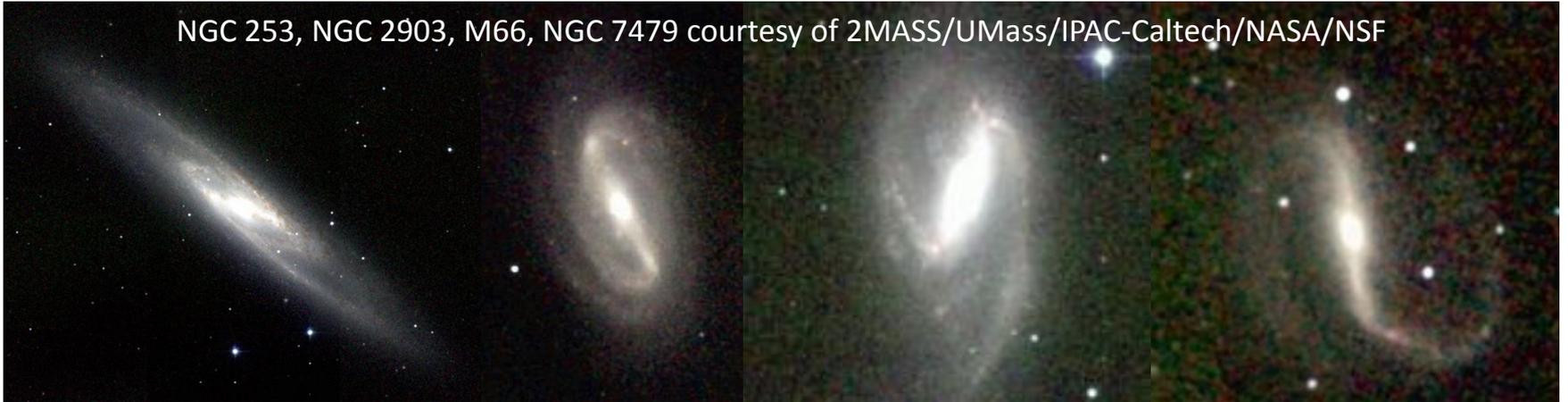
Les galaxies spirales

© science-et-vie.com



Les galaxies spirales barrées

NGC 253, NGC 2903, M66, NGC 7479 courtesy of 2MASS/UMass/IPAC-Caltech/NASA/NSF



NGC 1365 © Galaxy Zoo

© NASA, ESA, and The Hubble Heritage Team

© J. Cepa y A. M. Varela.

NGC 1300

Les galaxies elliptiques

Hubble a classé les elliptiques de zéro à sept en tenant compte de leur ellipticité.

Une galaxie elliptique de type « E0 », par exemple est presque ronde alors qu'une elliptique de type « E7 » est très ovale.

D'une manière générale, les galaxies elliptiques possèdent les propriétés suivantes :

- Les orbites des étoiles dans les elliptiques est aléatoire.
- Elles contiennent peu de gaz et de poussière. Ce qui implique que le taux de formation stellaire est faible.
- Elles sont essentiellement constituées d'étoiles vieilles.

Les galaxies elliptiques



Huang et al. (2013, The Astrophysical Journal 776, 47)

Les galaxies irrégulières

- Les galaxies irrégulières n'ont aucune structure régulière ou discernable... d'où leur nom.
- Ce sont, en général, de petites galaxies (< 1 milliard d'étoiles).
- Leur irrégularité peut avoir plusieurs origines. L'une d'elle est l'interaction ou la fusion de deux ou plusieurs galaxies.

Les galaxies irrégulières



The Antennae, © NASA/ESA & the Hubble Heritage team



M82 © NASA/ESA & the Hubble Heritage team



Arp 273 © NASA/ESA & the Hubble Heritage team



NGC 1569 © NASA/ESA & the Hubble Heritage team

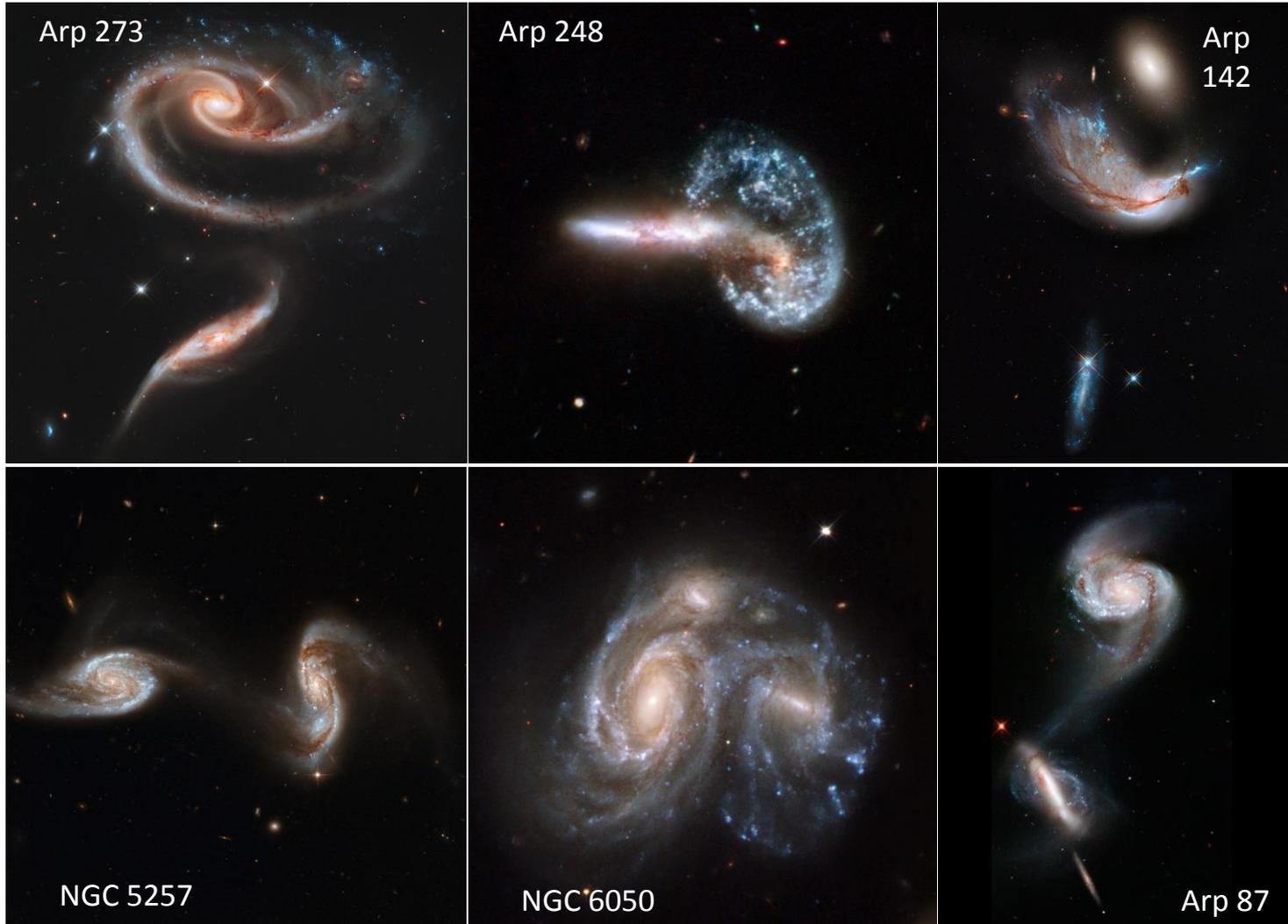


NGC 4485 © NASA/ESA

Définition

- Les galaxies en interaction sont des galaxies qui s'approchent l'une ou de l'autre jusqu'à subir des déformations induites par les champs gravitationnels de l'une sur l'autre.
- Le cas limite de l'interaction est la fusion entre les deux galaxies pour n'en produire plus qu'une seule, à terme.

Quelque illustrations de galaxies en interaction observées par le télescope spatial Hubble pour la plupart extraites du catalogue de Arp.



Une collision entre deux galaxies : simulation sur ordinateur et observations

- Les images précédentes de galaxies en interaction ou en fusion ne capturent qu'une des phases d'un phénomène qui peut durer un milliard d'années.
- La simulation que vous allez voir a été réalisée sur un ordinateur et elle permet de visualiser et de suivre la séquence entière et de comparer les images observées par le HST à la simulation.
- Nous sommes alors plus aptes à comprendre la suite d'événements.

Une collision entre deux galaxies : simulation sur ordinateur et observations

Collision de la Voie Lactée et de la galaxie d'Andromède d'ici environ 4 milliards d'années

Galaxie d'Andromède

Distance: 2,5 millions d'années-lumière

Voie Lactée

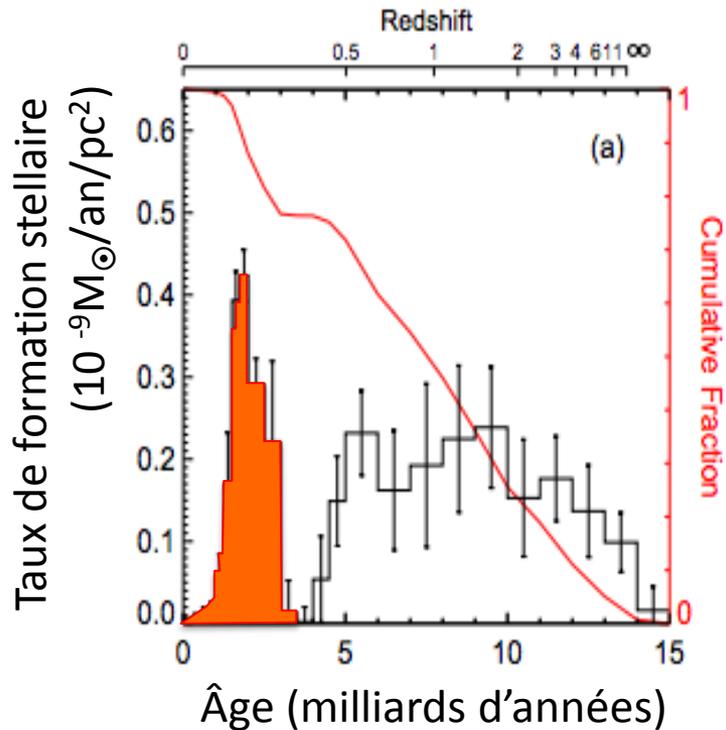
Soleil

Montage à partir de la photographie de NGC 253 par J. Walawender et de M31 par R. Zmaritsch superimposed on the Hubble Ultra Deep Field (crédit: NASA, ESA)

Collision de la Voie Lactée et de la galaxie d'Andromède vue de l'extérieur (droite) et de la Terre (gauche).



Une interaction entre M31 et M33 a probablement eu lieu, il y a 2 – 3 Gyrs qui a rapproché les deux galaxies à ~ 50 kpc (163 000 années-lumière) l'une de l'autre et a produit un **pic** dans l'histoire de la formation stellaire de M31 (à gauche).



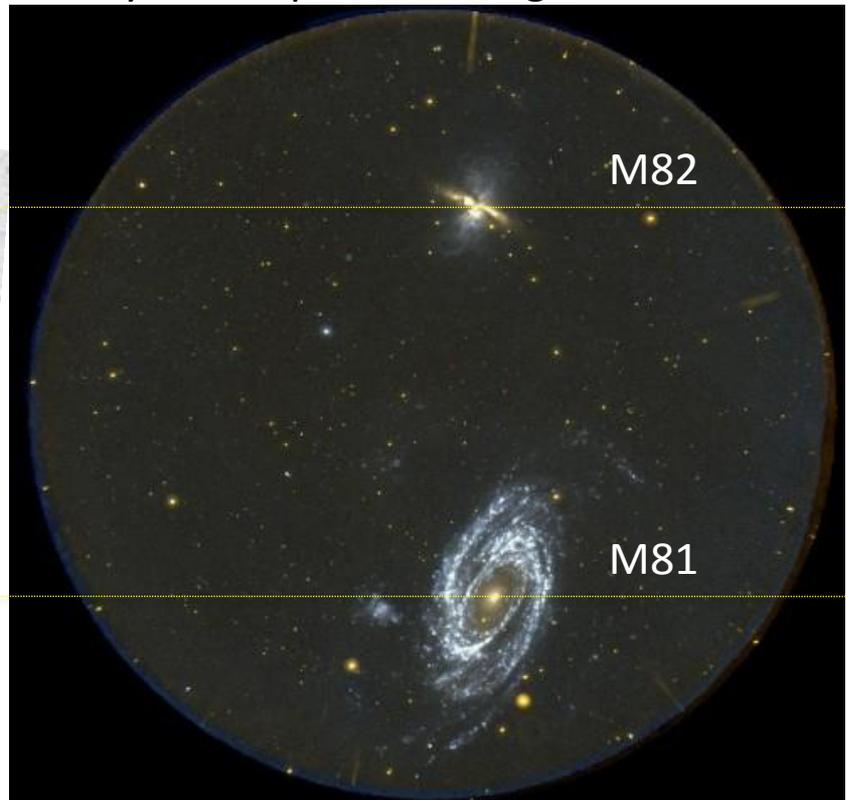
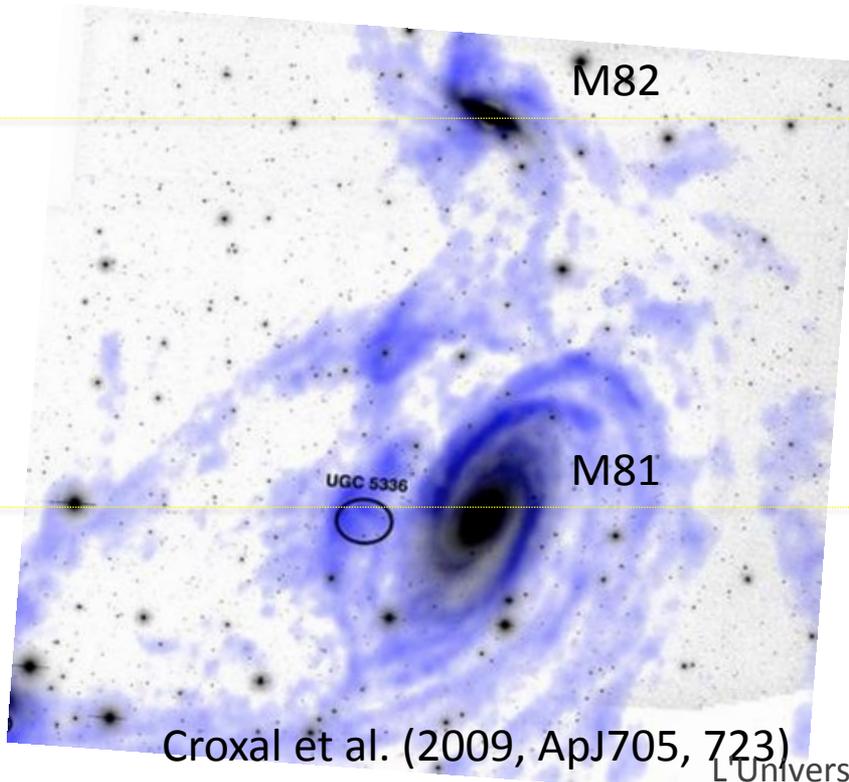
Bernard et al. (2012, MNRAS 420, 2625)



McConnachie et al. (2009, Nature 461, 66)

La paire Messier 81 – Messier 82

- M81 et M82 forment une paire (il s'agit en fait d'un système plus complexe) de galaxies séparées par 46 kpc (150 000 a.l.).
- M81 est en interaction avec M82 et les forces gravitationnelles dues à la M81 déforment M82 qui se trouve dans une phase de flambée stellaire (starburst).
- L'image de droite (ultraviolet) montre les étoiles jeunes alors que l'image de gauche (radio) montre le gaz présent dans le système qui est à l'origine de la formation des étoiles.



Croxal et al. (2009, ApJ705, 723)

Quelle est la probabilité que le Soleil entre en collision avec une étoile d'Andromède ?

- Pour estimer cette probabilité, nous allons calculer la probabilité que le Soleil entre en collision avec une étoile d'Andromède si le Soleil passe au travers de la galaxie.
- Soit S_{And} la surface d'Andromède représentée par un disque de 100 000 a.l. soit $100000 \times 9461 \times 10^9 = 9.461 \times 10^{17}$ km c'est-à-dire $S_{\text{And}} = \pi \times (9.461 \times 10^{17})^2 = 2.8 \times 10^{36}$ km²
- Soit $S_{\text{Sol}} \rightarrow 3 \times R_{\text{Sol}} = 3 \times 700\,000$ km = 2 100 000 km cad $S_{\text{Sol}} = \pi \times (2.1 \times 10^6)^2 = 1.4 \times 10^{13}$ km².
Une vraie collision est encore moins probable mais, si le Soleil passe à $D < 3 \times R_{\text{Sol}}$ l'interaction est si forte que le Soleil sera considérablement affecté.
- Considérons qu'il y a 200×10^9 d'étoiles dans Andromède, la proportion d'Andromède qui est une zone à risque (en terme de collision Système - étoile) est :

$$\mathbf{Pb_{\text{Sol}} = S_{\text{Sol}} \times N_{\text{étoiles}} / S_{\text{And}} = 10^{-12}}$$

- Calculons la probabilité que le système Solaire entre en collision avec une étoile d'Andromède. Le rayon du système solaire (Neptune) = $R_{\text{Syst.Sol}} = 4.5 \times 10^9$ km. Prenons la surface $S_{\text{Syst.Sol}} \rightarrow 3 \times R_{\text{Syst.Sol}} = 3 \times 4.5 \times 10^9$ km. Ce qui donne : $S_{\text{Syst.Sol}} = \pi \times (3 \times 4.5 \times 10^9)^2 = 5.7 \times 10^{20}$ km².
- Avec les mêmes 200×10^9 d'étoiles dans Andromède, la proportion d'Andromède qui est une zone à risque (en terme de collision Système - étoile) est :

$$\mathbf{Pb_{\text{Syst.Sol}} = S_{\text{Syst.Sol}} \times N_{\text{étoiles}} / S_{\text{And}} = 6 \times 10^{-7}}$$

- Mais, lorsque deux galaxies riches en gaz entrent en collision, une flambée d'étoiles apparaît (voir M31 – M33).
- Ces flambées d'étoiles forment de jeunes étoiles massives qui peuvent être dangereuses à double titre :
 - elles émettent un rayonnement ultraviolet intense
 - les étoiles massives explosent en supernovae
- Mais, la collision possible entre M31 et la Voie Lactée n'aurait pas lieu avant 4 milliards d'années. D'ici là, le Soleil aura entamer son évolution en géante rouge qui a toutes les chances de faire évaporer la Terre et ses habitants... s'ils n'ont pas migré d'ici là ailleurs :
 - à quoi ressemblera un descendant humain dans 4×10^9 ans ?



- à quoi ressemblait un ancêtre humain, il y a 4×10^9 ans ?



Qu'est-ce qu'un trou noir

- La définition la plus simple d'un trou noir est une région de l'espace-temps d'où la gravité empêche toutes choses, y compris les photons, de s'échapper.
- La théorie de la relativité générale prédit qu'au-delà d'un certain rapport entre sa masse et son rayon, cette masse déformera suffisamment l'espace-temps pour former un trou noir.
- A distance suffisante de son horizon, un trou noir se comporte comme n'importe quel objet massif.
- Comme la plupart des astres, la taille d'un trou noir croît avec sa masse. Si nous définissons le rayon d'un trou noir par son horizon (rayon de Schwarzschild), ce rayon est proportionnel à la masse :

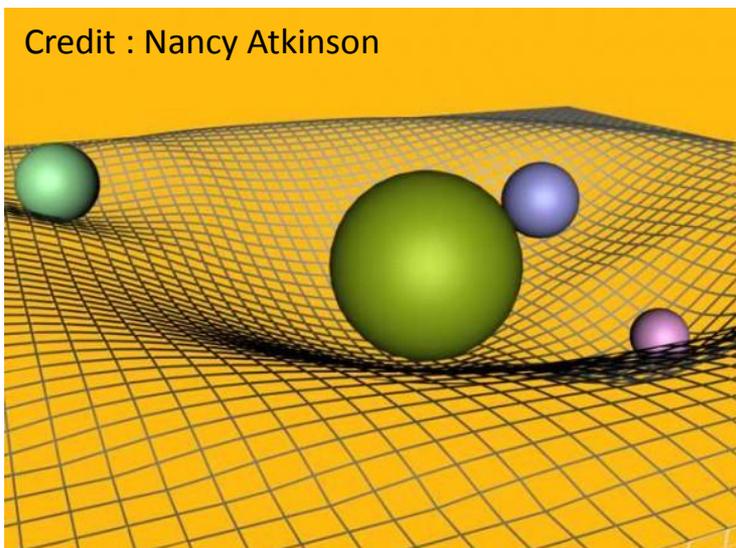
$$r_{\text{sh}} = \frac{2GM}{c^2} \approx 2.95 \frac{M}{M_{\text{Sun}}} \text{ km},$$

Qu'est-ce qu'un trou noir ?

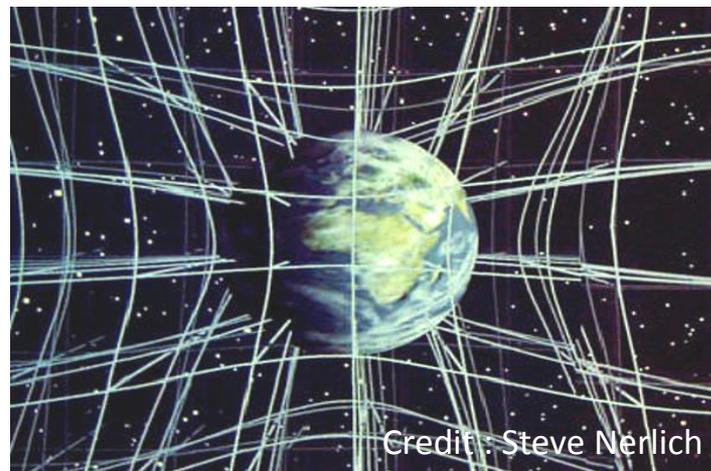
Qu'est-ce qu'un trou noir?

La relativité générale d'Einstein nous dit que : « *Tout corps ayant une masse déforme l'espace-temps autour de lui* ».

Un corps plus dense (+ masse dans - volume) va produire une déformation plus importante.

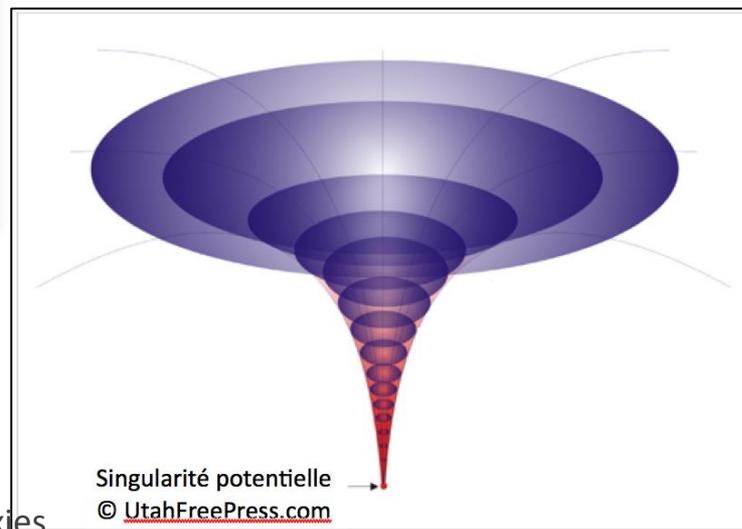


Un trou noir est un « *point de densité infinie qui courbe l'espace-temps de telle manière à ce que rien ne puisse s'échapper de son champ gravitationnel* ».



Credit : Steve Nerlich

Représentation de la déformation de l'espace à 2 et à 3 dimensions



Les différentes classe de trous noirs

Les trous noirs peuvent être classés en fonction de leur masse :

Type de trou noir	Masse du trou noir	Rayon du trou noir
Micro trou noir	$< M_{\text{Terre}}$	$< 0.1 \text{ mm}$
Trou noir stellaire	$\sim 10 M_{\text{soleil}}$	30 km
Trou noir intermediaire	$\sim 10^3 M_{\text{soleil}}$	$\sim R_{\text{Terre}}$
Trou noir supermassif	$\sim 10^5 M_{\text{soleil}} - 10^{10} M_{\text{soleil}}$	$10^{-3} - 400 \text{ U.A.}$

- Par définition, la détection des trous noirs ne peut être réalisée par l'observation d'une quelconque émission provenant directement du trou noir, à cause de sa nature.
- Les astrophysiciens doivent donc utiliser des méthodes de détection indirectes, c'est-à-dire par les effets induits par les trous noirs sur les objets dans leur environnement.

Nous nous intéresserons ici à la dernière classe :

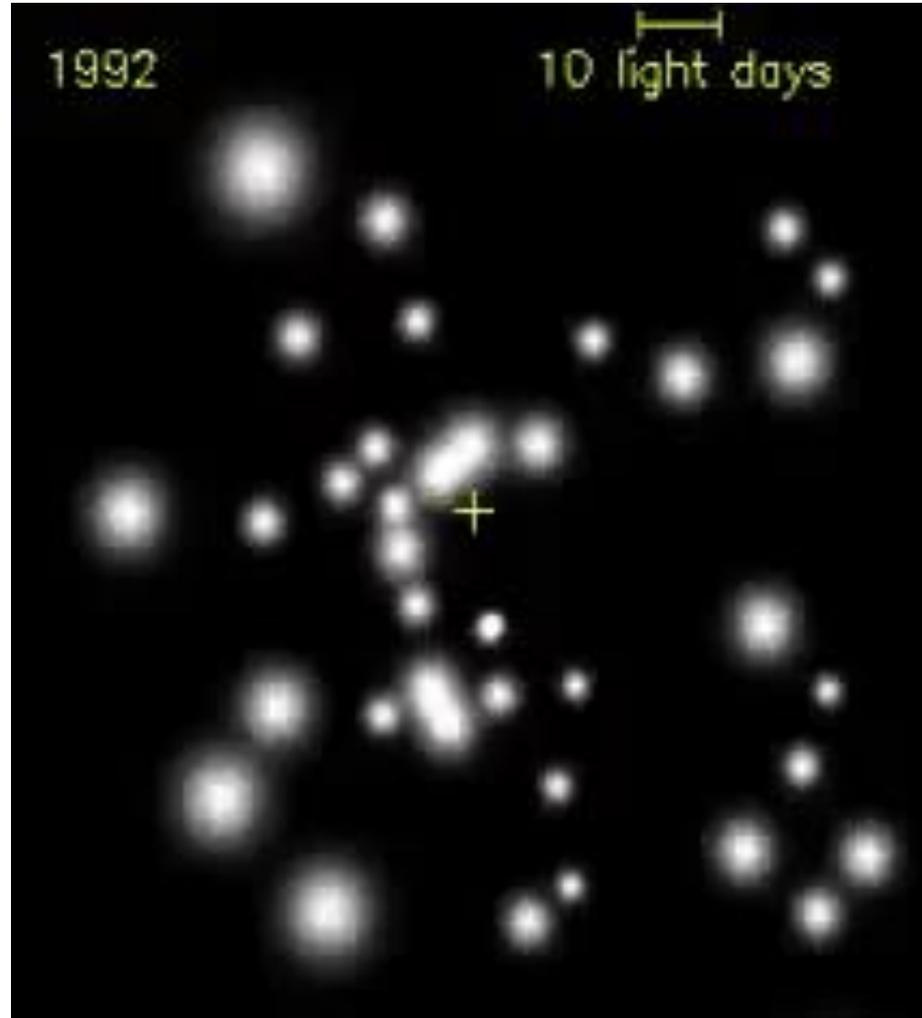
les trous noirs super massifs qui se trouvent au centre des galaxies.

Le trou noir de la Voie Lactée

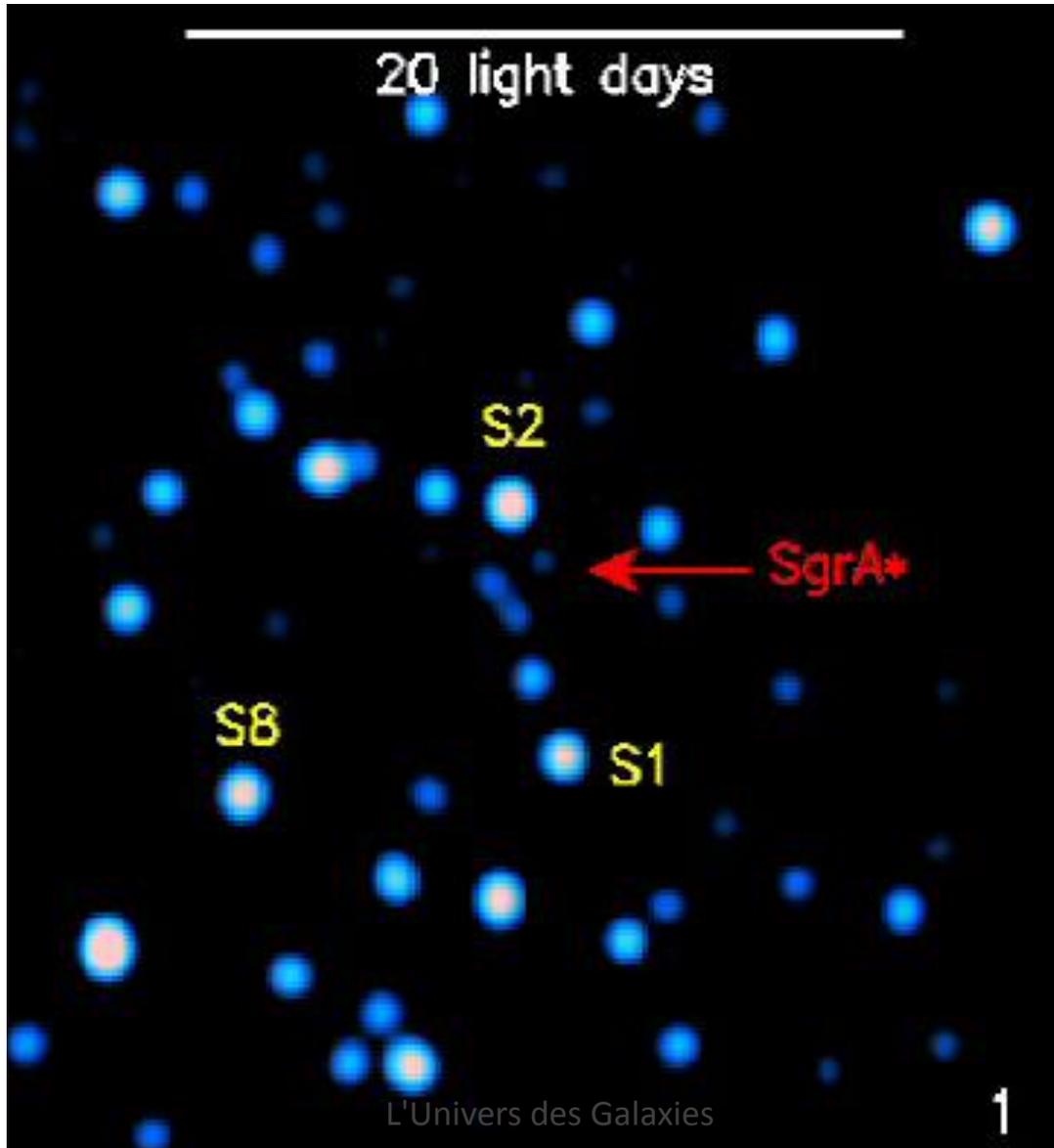


www.eso.org

Les orbites des étoiles ont permis de mesurer
la masse et la taille du trou noir central
de la Voie Lactée



Le trou noir central peut absorber une étoile,
ce qui produit une flash de lumière



Estimation de la masse du trou noir de la Voie Lactée (Sgr A*)

- Nous pouvons utiliser la 3^{ème} loi de Kepler pour l'étoile S2.

Données sur S2:

- Masse = $15 * M_{\text{Soleil}}$
- Période : 15,2 ans
- Demi-grand axe : 5,5 jours-lumière
- Orbite képlérienne avec SgrA* à un des deux foyers
- Vitesse au péricentre : 5 000 km/s (~ 200 fois $v_{\text{Terre}} = 25$ km/s)
Vitesse à l'apocentre : 8 fois plus faible ~ 625 km/s
- Distance au péricentre : 17 heures-lumière! (~ 124 UA)
et celle à l'apocentre : ~ 10 jours-lumières

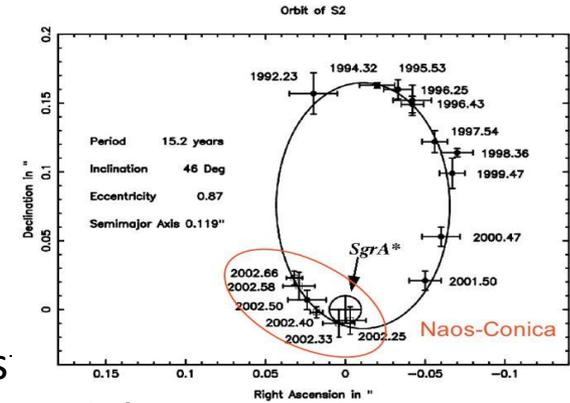
Estimation de la masse du trou noir de la Voie Lactée (Sgr A*)

Rappelons la loi de Kepler :

$$\frac{T^2}{a^3} = \frac{4\pi^2}{GM}$$

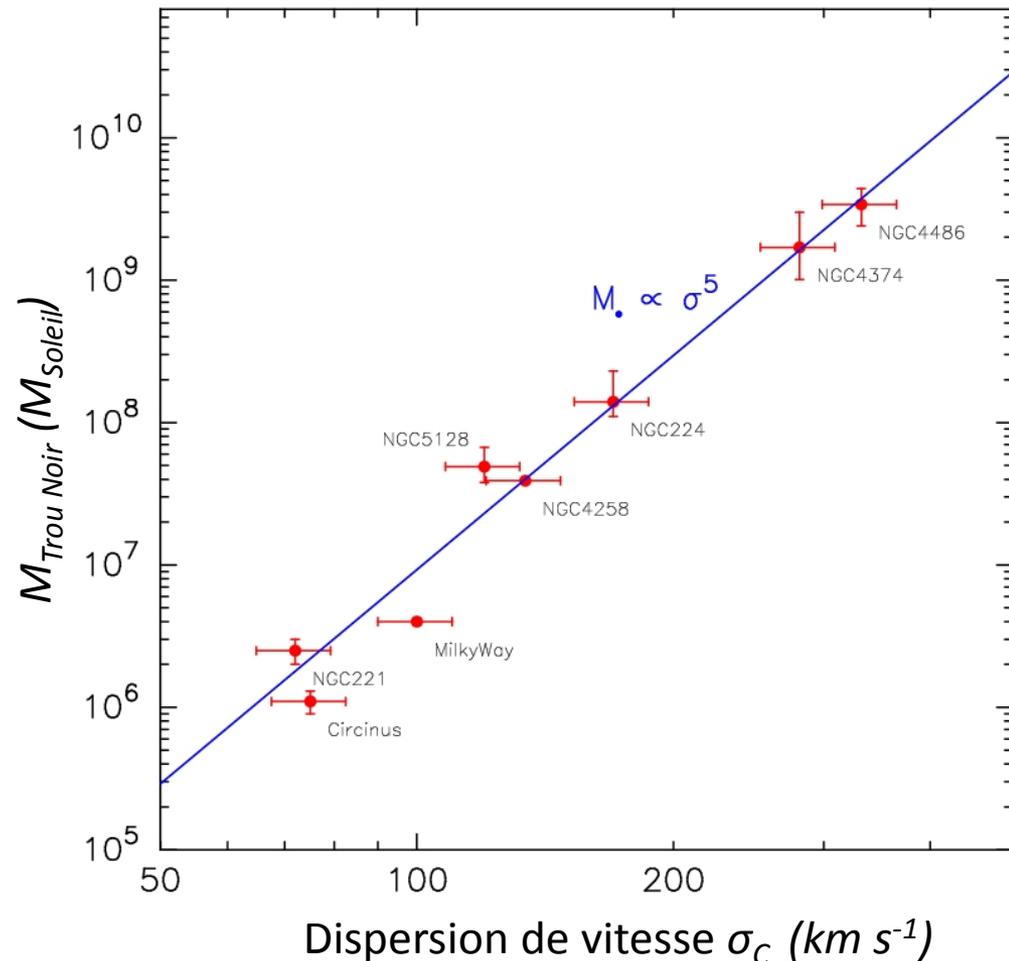
- a = demi-grand axe de l'orbite = 5.5 jours-lumière
- T = période de révolution = 15.2 ans
- G est la constante gravitationnelle = $6.67 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$
- Lorsque l'on choisit comme unités année pour le temps et unité astronomique (distance Soleil – Terre), les masses s'expriment en masse solaire.

$$M_{BH} \gg \frac{a^3}{T^2} = \frac{(5.5 \cdot 24 \cdot 3600 \cdot 300000 / 150 \text{e6})^3}{(15.2)^2} = 3.72 \cdot 10^6 M_{\text{Soleil}}$$



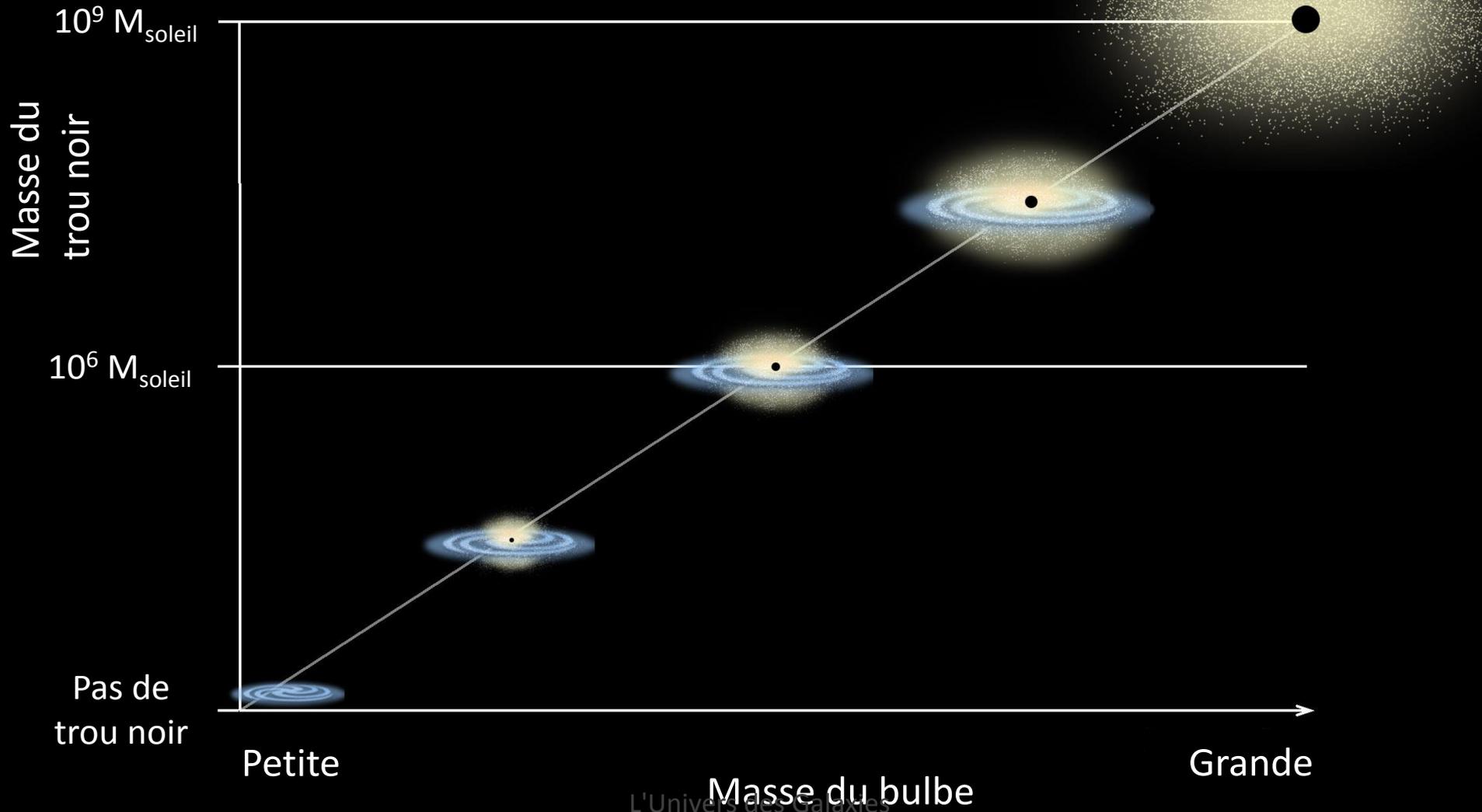
Des trous noirs supermassifs dans d'autres galaxies.

- La confirmation à partir de mesures dynamiques de l'existence de trous noirs supermassifs dans d'autres galaxies n'a pu être menée à bien que pour un nombre très limité de galaxies.
- Mais, des trous noirs supermassifs existent probablement dans la plupart des galaxies.
- Ce résultat provient de l'analyse de la masse des trous noirs en fonction de la dispersion de vitesse σ_c de la galaxie pour les galaxies dont le trou noir est confirmé (figure ci-contre) réalisée par Ferrarese & Merrit (2000, ApJ 539, L9) et Gebhardt et al. (2000, ApJ 539, L13).



Des trous noirs supermassifs dans d'autres galaxies.

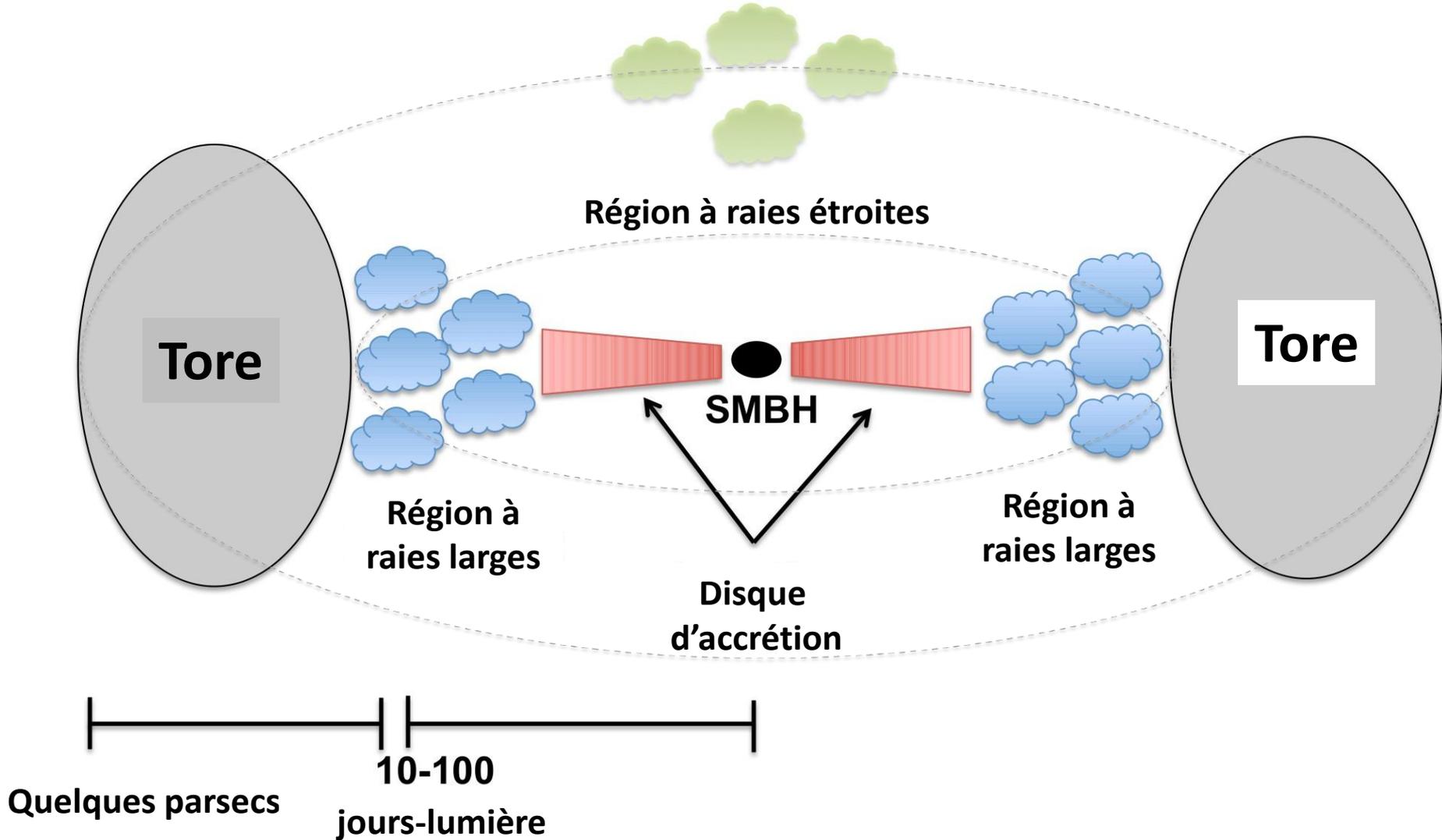
Correlation entre la masse du trou noir central
et la masse du bulbe des galaxies



Trous noirs et Noyaux Actifs de Galaxies

- Les noyaux actifs de galaxies (AGN) sont les sources de lumière les plus intenses dans l'univers.
 - La source d'énergie de ces AGNs est l'accrétion de matière par les trous noirs supermassifs.
-
-

Structure typique d'un AGN dont l'élément majeur est le trou noir supermassif.



Qu'est-ce que la formation stellaire ?

- La formation stellaire est le processus par lequel les régions denses et froides dans les nuages moléculaires du milieu interstellaire se condensent pour former de nouvelles étoiles.
- Un nuage interstellaire reste en équilibre hydrostatique si la pression de l'énergie cinétique du gaz est en équilibre avec l'énergie potentielle des forces gravitationnelles.
- Une perturbation (explosion de supernova proche, par exemple) va changer cet équilibre et conduire à la formation d'étoiles.

Zoom sur la nébuleuse de la tête de cheval dans Orion : une zone de formation d'étoiles



www.spacetelescope.org

Comment se forment les étoiles ?

Crédit: NASA/JPL-Caltech



Le taux de formation stellaire

(Star Formation Rate = SFR)

Le taux de formation stellaire ou SFR = Ψ est la masse en étoiles formée dans une région (p.e. une galaxie) par unité de temps :

$$\Psi(t) = \frac{dM_{\star}}{dt} = -\frac{dM_{\text{gaz}}}{dt}$$

où M_{\star} est la masse en étoiles et M_{gaz} est la masse de gaz.

Dans la Voie Lactée, le taux de formation stellaire est $\sim 2 M_{\odot} / \text{yr}$

Mais, il peut être beaucoup plus important dans d'autres galaxies et en particulier dans celles en phase de flambée de formation stellaire (ou *starburst*) à pour atteindre $> 1000 M_{\odot} / \text{yr}$.

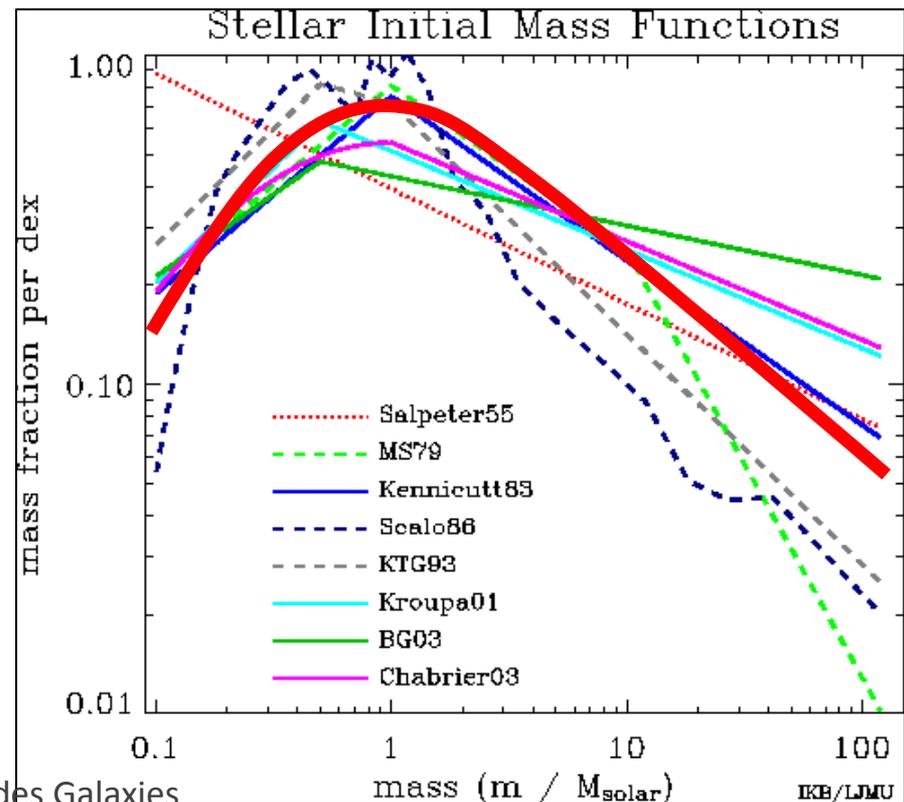
La fonction initiale de masse (IMF)

- La distribution en masse des nouvelles étoiles n'est pas aléatoire. Elle suit une distribution que l'on appelle la fonction initiale de masse (IMF = Initial Mass Function).

$$\int_{m_{\text{low}}}^{m_{\text{up}}} m\phi(m)dm = \int_{m_{\text{low}}}^{m_{\text{up}}} \xi(m)dm = 1$$

Où $m_{\text{low}} = 0.1M_{\odot}$ et $m_{\text{up}} = 120M_{\odot}$

- Nous ne savons pas si l'IMF est constante ou non.
- Plusieurs estimations existent l'allure globale est la même:
 - Peu d'étoiles très massives
 - Beaucoup d'étoiles de faible masse



Le théorème du Viriel : condition pour former une étoile à partir d'un nuage de gaz

Supposons un nuage de gaz sphérique de rayon R , de masse M .

Le théorème du Viriel décrit un système en équilibre (un nuage de gaz). Si l'énergie totale d'un système est E , son énergie potentielle gravitationnelle est U :

$$E = \frac{1}{2} U$$

L'énergie totale est la somme de l'énergie cinétique K + l'énergie potentielle U :

$$K + U = E \Rightarrow K + U = \frac{1}{2} U \Rightarrow K + \frac{1}{2} U = 0 \Rightarrow 2K + U = 0$$

Dans les nuages de gaz, l'énergie cinétique K est due au mouvement des atomes. S'il y a N atomes dans le nuage :

$$K = N \times \frac{3}{2} kT \text{ avec } k, \text{ constante de Boltzmann}$$

L'énergie potentielle : $U = -\frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$

Le théorème du Viriel nous donne donc :

$$3NkT = 3 \frac{M k T}{m_H} = \frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$$

Le théorème du Viriel : trois hypothèses

$$3 M k T / m_H = 3/5 GM^2 / R$$

1. Si le système est stable, il vérifie le théorème du Viriel
2. Si le terme de gauche est supérieur à celui de droite, l'énergie cinétique « gagne » et le nuage est en expansion.
3. Si le terme de droite est supérieur à celui de gauche, la gravité « gagne » et le nuage s'effondre sur lui-même pour former une étoile.

La masse de Jeans

- Nous cherchons la condition pour qu'un nuage de gaz s'effondre sur lui-même, c'est-à-dire :

$$3 M k T / m_H = 3/5 GM^2 / R$$

- Pour un nuage de gaz sphérique de densité constante :

$$R = (3M / 4\pi\rho)^{1/3}$$

- Ce qui donne finalement pour la masse de Jeans :

$$M_J = (5k / m_H G)^{3/2} (3/4\pi)^{1/2} (T^3 / \rho)^{1/2}$$

- Tout nuage plus massif que M_J s'effondrera sur lui-même pour former une étoile. 

La masse de Jeans : application numérique

$$M_J = (5k / m_H G)^{3/2} (3/4\pi)^{1/2} (T^3 / \rho)^{1/2}$$

ou bien avec $\rho = nm_H$

$$M_J = (1/m_H)^2 (5k / G)^{3/2} (3/4\pi)^{1/2} (T^3 / n)^{1/2}$$

et $m_H = 1.67 \cdot 10^{-27}$ kg, $k = 1.38 \cdot 10^{-23}$ J/K et $G = 6.67 \cdot 10^{-11}$ N/m²/kg²

	Nuage diffus HI	Coeur de nuage moléculaire
Température	50K	150K
Densité	$5 \cdot 10^8 \text{ m}^{-3}$	10^{14} m^{-3}
Masse de gaz	1 – 100 M_{Soleil}	10 – 1000 M_{Soleil}
M_J	$\sim 500 M_{\text{Soleil}}$	$\sim 6 M_{\text{Soleil}}$
Etat	stable	instable

Autres résultats

Le temps de chute libre $t = (1 / G\rho)^{1/2} \sim 3 \times 10^{12}$ sec. Il faut donc environ 100 000 ans pour que le nuage de gaz s'effondre et forme une étoile.

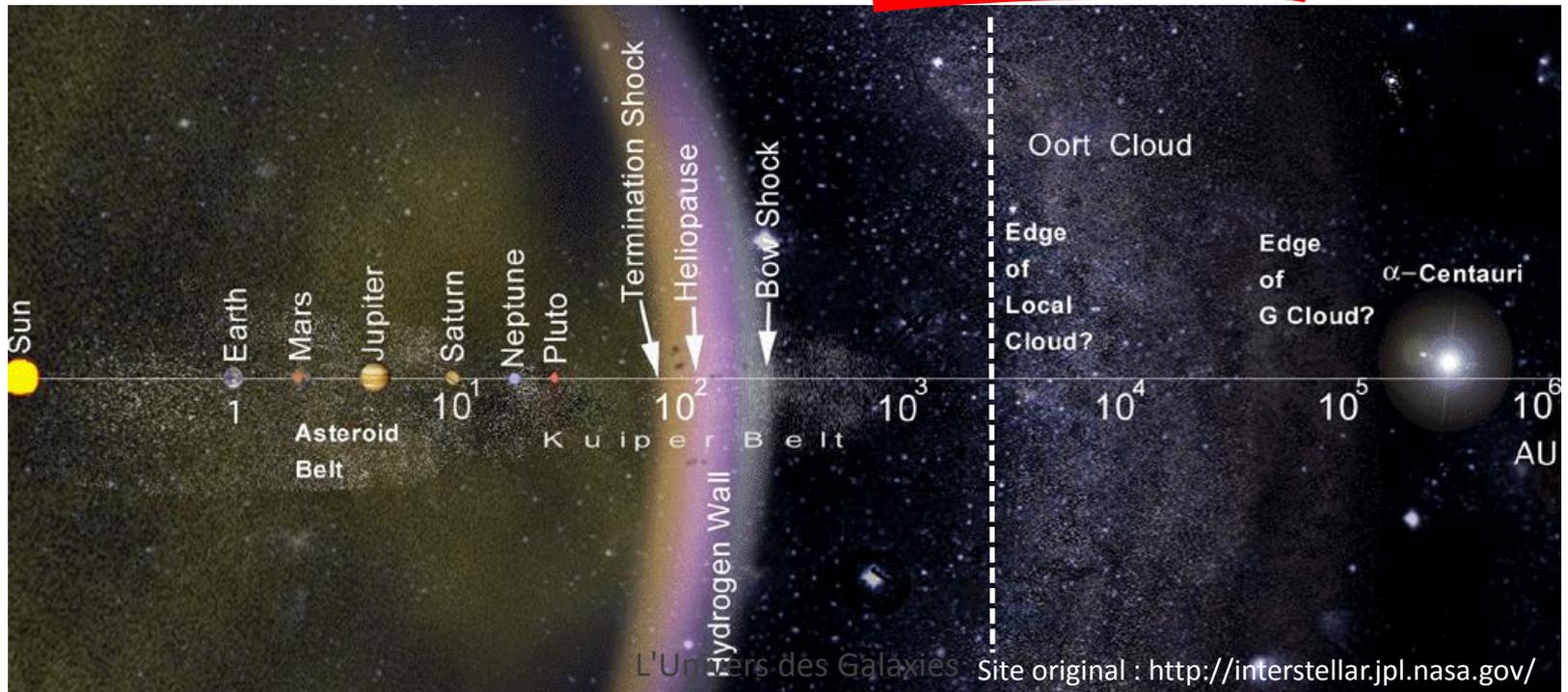
Pour un nuage sphérique $M_J = 4/3 \pi \rho R_J^3$ et donc $R_J = (3M_J / 4 \pi \rho)^{1/3}$

Pour le coeur du nuage moléculaire :

$$R_J = (3M_J / 4\pi\rho)^{1/3} = (3MJ / 4\pi n m_H)^{1/3}$$

$$R_J = 2.6 \cdot 10^{14} \text{ m} = 1800 \text{ UA}$$

$$R_J = 0.027 \text{ année-lumière} = 10 \text{ jours-lumière}$$



Indicateurs de la formation stellaire

- La mesure du taux de formation stellaire (SFR) des galaxies est l'un des objectifs les plus importants de l'astrophysique moderne puisqu'il est lié à l'histoire de l'univers.
- Des indicateurs de SFR utilisent des données sur l'ensemble du domaine spectral des rayons X à la radio.
- La très grande majorité de ces indicateurs tracent la formation des étoiles les plus massives.

Indicateurs de la formation stellaire

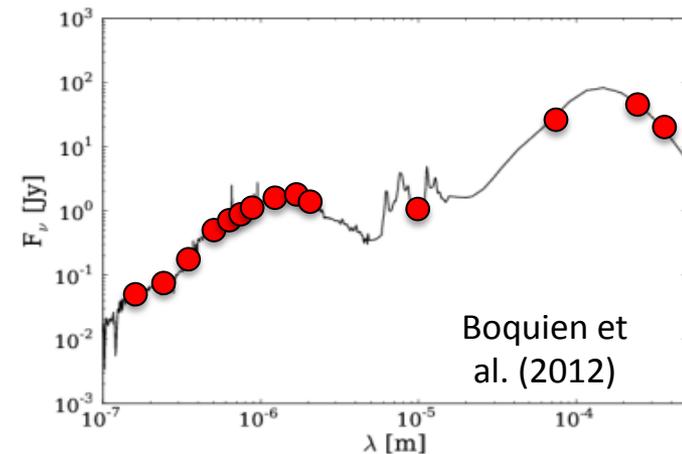
Indicateur	Pour	Contre	Motivation	Domaine de masse des étoiles	Echelle d'âges des étoiles
Rayons X	Emission X pas affectée par les poussières	<ul style="list-style-type: none"> •Pollution par l'émission des AGNs •Limites de détection 	<ul style="list-style-type: none"> •A basse énergie (0.5 – 2.0 keV) émission thermique du gaz diffus provenant des Snae et des binaires X •A basse énergie (2 – 10 keV) émission des binaires X à haute masse 	$> 8 M_{\text{soleil}}$	$< 50 \text{ Myr}$
Ultraviolet (91.2 – 300nm)	Aisément accessible à haut redshift	Très sensibles à l'atténuation par les poussières	Mesure directement l'émission des étoiles jeunes et massives	Étoiles intermédiaires (3 – 10 M_{soleil})	100 Myr
Raies en émission (0.4 – 2.5 μm)	Lien direct avec la formation stellaire récente	<ul style="list-style-type: none"> •Atténuation potentielle par les poussières •Spectroscopie : cher en temps d'observation 	Raies de recombinaison (Balmer et Paschen) et raies interdites (p.e. [OII])	$> 10 M_{\text{soleil}}$	5 - 10 Myr
Infrarouge lointain (5 μm – 1mm)	Zones de formation stellaire récentes enveloppées par les poussières	<ul style="list-style-type: none"> •Chauffage des poussières par étoiles vieilles •Limites de détection 	Retraitement des photons UV par les grains de poussières	Étoiles intermédiaires (3 – 10 M_{soleil})	100 Myr
Radio	Emission radio pas affectée par les poussières	Lien indirect avec la formation stellaire	Emission non thermique des rayons cosmique accélérés dans les champs magnétiques des résidus de Snae		$< 100 \text{ Myr}$

Ajustements de Distributions Spectrales d'Énergie (SED)



Indicateur	Pour	Contre	Motivation	Domaine de masse des étoiles	Echelle d'âges des étoiles
Ajustement de SEDs	Ensemble de l'information spectrale prise en compte	Nécessite une bonne couverture spectrale pour être efficace	Prend en compte toutes les contributions ci-dessus et tient compte de l'atténuation par les poussières	Ensemble des populations stellaires utilisées	Toute l'histoire accessible via les différentes populations stellaires

- Différents processus physiques laissent une empreinte sur la forme globale et détaillées des spectres.
- Une analyse détaillée d'une SED est nécessaire
- L'ajustement d'une SED (« SED fitting ») permet de dériver l'ensemble des paramètres physiques d'une galaxie en comparant la SED à des modèles.
- C'est une approche panchromatique (différente de la précédente).
- Le logiciel CIGALE (<http://cigale.lam.fr>), par exemple, prend en compte un large éventail de phénomènes physiques pour créer des modèles réalistes de l'émission des galaxies.



Adapté d'un document du Spitzer Science Center



L'Univers des Galaxies



Formation d'un amas stellaire à partir d'un nuage de gaz.

La formation des étoiles, aujourd'hui

La simulation de la formation d'étoiles à partir d'un nuage de gaz a été réalisée par M. Bates de l'université de Exeter (GB).

Le premier film (couleurs rouge-jaune-blanc) montre l'évolution de la densité de gaz en fonction du temps. Le second (couleurs noir-bleu-rouge-jaune-blanc) montre l'évolution de la température en fonction du temps.

Ces simulations sont basés sur un nuage correspondant à 500 fois la masse du Soleil dans un nuage moléculaire de 0.8 parcsec (2.6 années lumière).

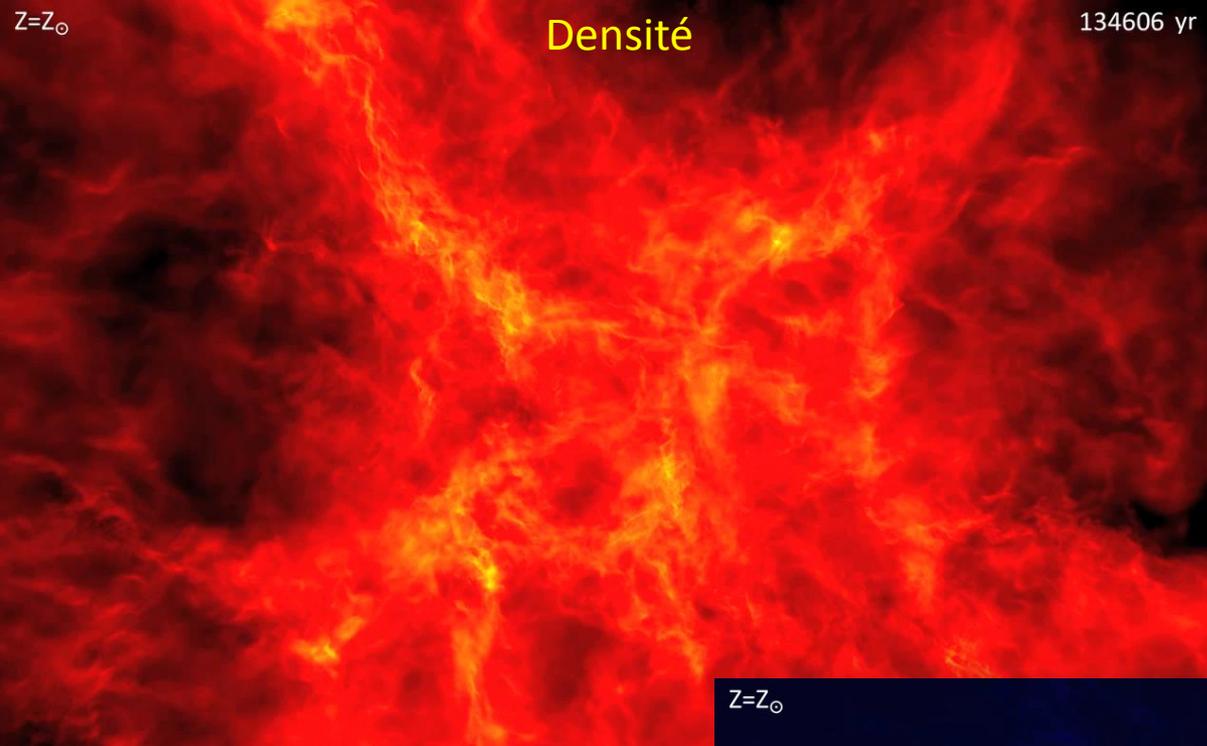
La température initiale est de 10 K (-263°C) et la simulation dure 285 000 ans.

Le calcul a été réalisé en supposant 35 millions de particules et il a fallu 6 millions heures CPU sur 256 processeurs.

$Z=Z_{\odot}$

Densité

134606 yr



$Z=Z_{\odot}$

134606 yr



Le refroidissement des nuages : une question cruciale pour former les étoiles

La formation est gouvernée par deux phénomènes dominants :

1) la gravité et 2) la température.

- Lorsque leur équilibre est perturbé, une phase de contraction commence qui dure environ 100 000 ans et qui peut se terminer par la formation d'une (ou de plusieurs) étoile.
- Pendant la contraction, la densité du gaz croît, les collisions entre atomes et molécules sont plus fréquentes et la température augmente (de 15K à une dizaine de millions).
- Cet échauffement est un problème sérieux car le gaz chaud a tendance à s'étendre. Ce qui peut empêcher la formation des étoiles... à moins que cet excès de chaleur ne soit évacué du nuage.

- Le gaz est refroidi par collision entre molécules. L'énergie cinétique est alors converti en énergie potentielle et stockée dans les puis évacuée du nuage par les photons.
- Atomes et molécules sont des refroidisseurs efficaces s'ils
 1. émettent les photons rapidement après une collision
 2. sont présents en grande quantité dans le nuage.

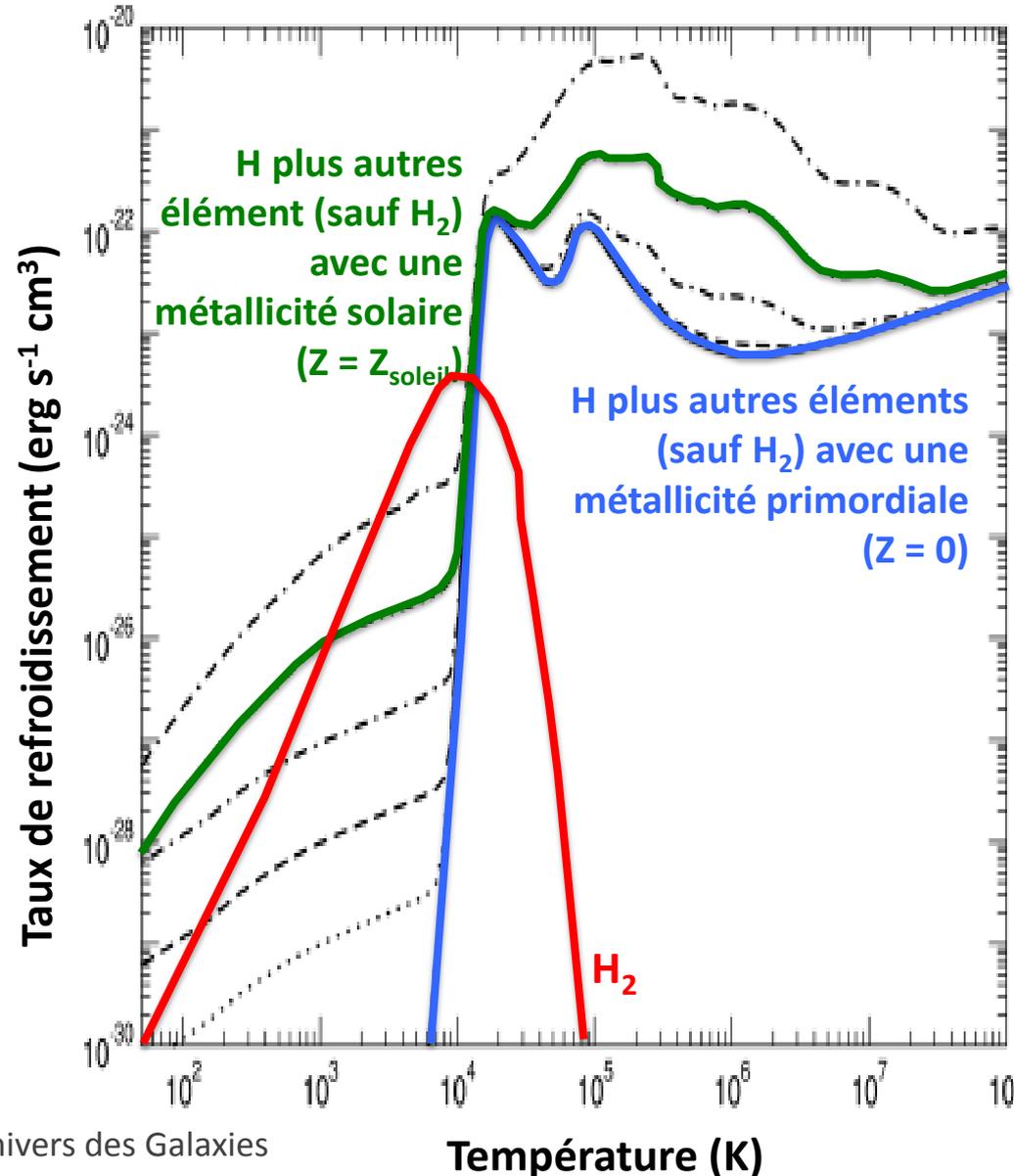
La formation d'une étoile est liée à la composition du nuage parent.

- H et He sont, de loin, les éléments les plus abondants dans l'univers mais, ce sont des refroidisseurs peu efficaces aux températures faibles caractéristiques des nuages moléculaires.
- Les molécules d'eau (H_2O), de monoxyde de carbone (CO), d'oxygène moléculaire (O_2) et l'atome de carbone sont très efficaces.

Le refroidissement du gaz

- Le refroidissement du gaz est crucial pour former des étoiles.
- Aujourd'hui, il est assuré par H_2O , CO et O_2 .
- Mais, pour les 1ères étoiles, l'oxygène n'existait pas...
- H est efficace à $T > 10^4\text{K}$
- Mais, à $T < 10^4\text{K}$, H_2 correspondant aux 1ères étoiles, a été le principal refroidisseur.

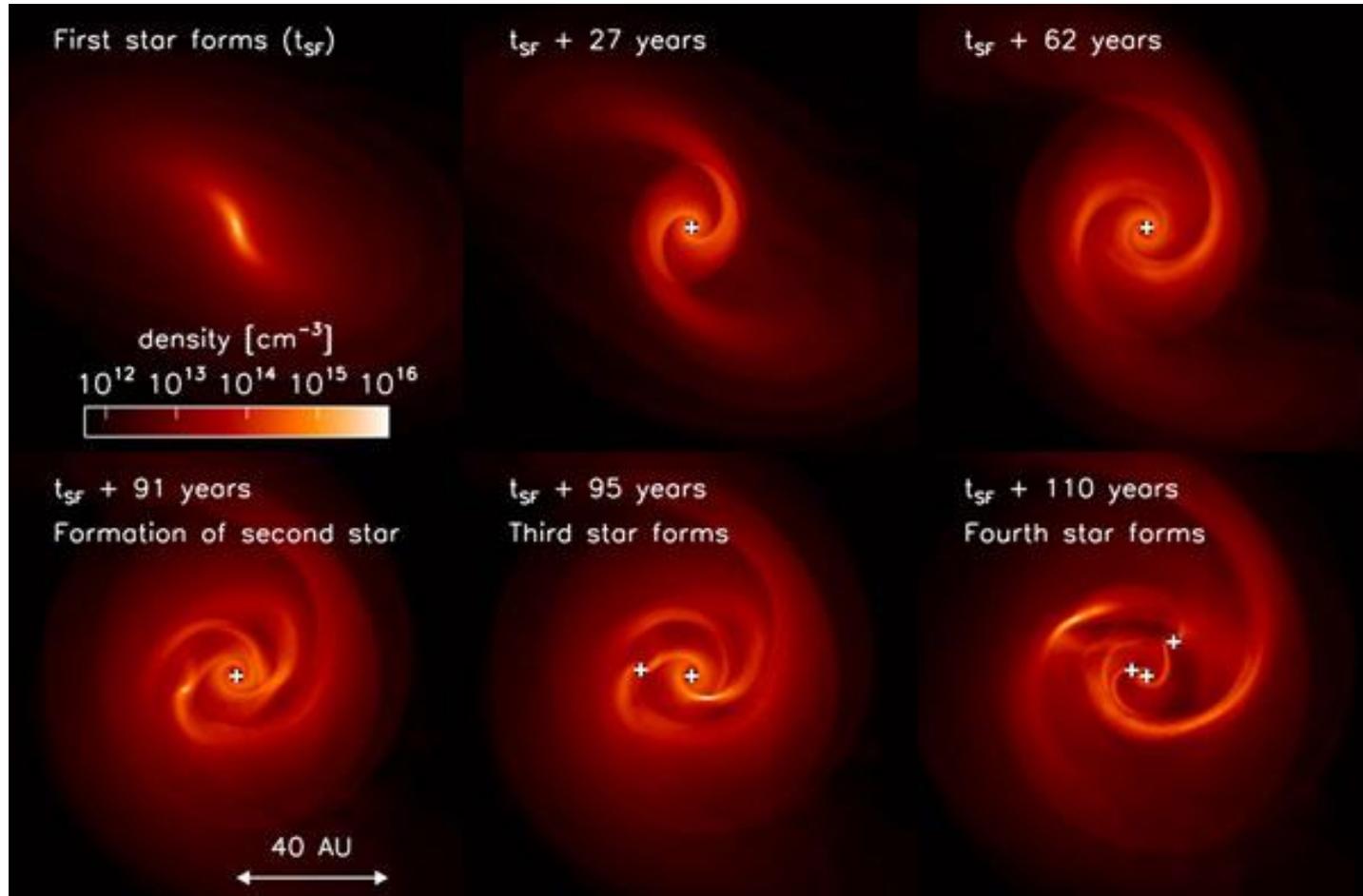
Taux de refroidissement (sauf H_2) pour du gaz avec une densité $n_{\text{H}} = 1\text{cm}^{-2}$ et des métallicités $Z = 0$ (bleue continue), $10^{-3} Z_{\odot}$ (pointillés), $10^{-2} Z_{\odot}$ (tirets), $10^{-1} Z_{\odot}$ (point-tiret), $1 Z_{\odot}$ (verte point-point-tiret) et $10 Z_{\odot}$ (point-tiret-tiret) calculé par Smith et al. (MNRAS 2008, 385, 1443). Le refroidissement due à la molécule H_2 est en trait rouge continu (Bromm 2012).



Etoiles de Pop III : fragmentation des disques (Clark et al. 2010)

- Le gaz primordial ne contenant pas d'éléments lourds, on pensait que le refroidissement n'était pas efficace. Ce qui aurait produit des étoiles très massives ($M \sim 1000 M_{\text{soleil}}$).

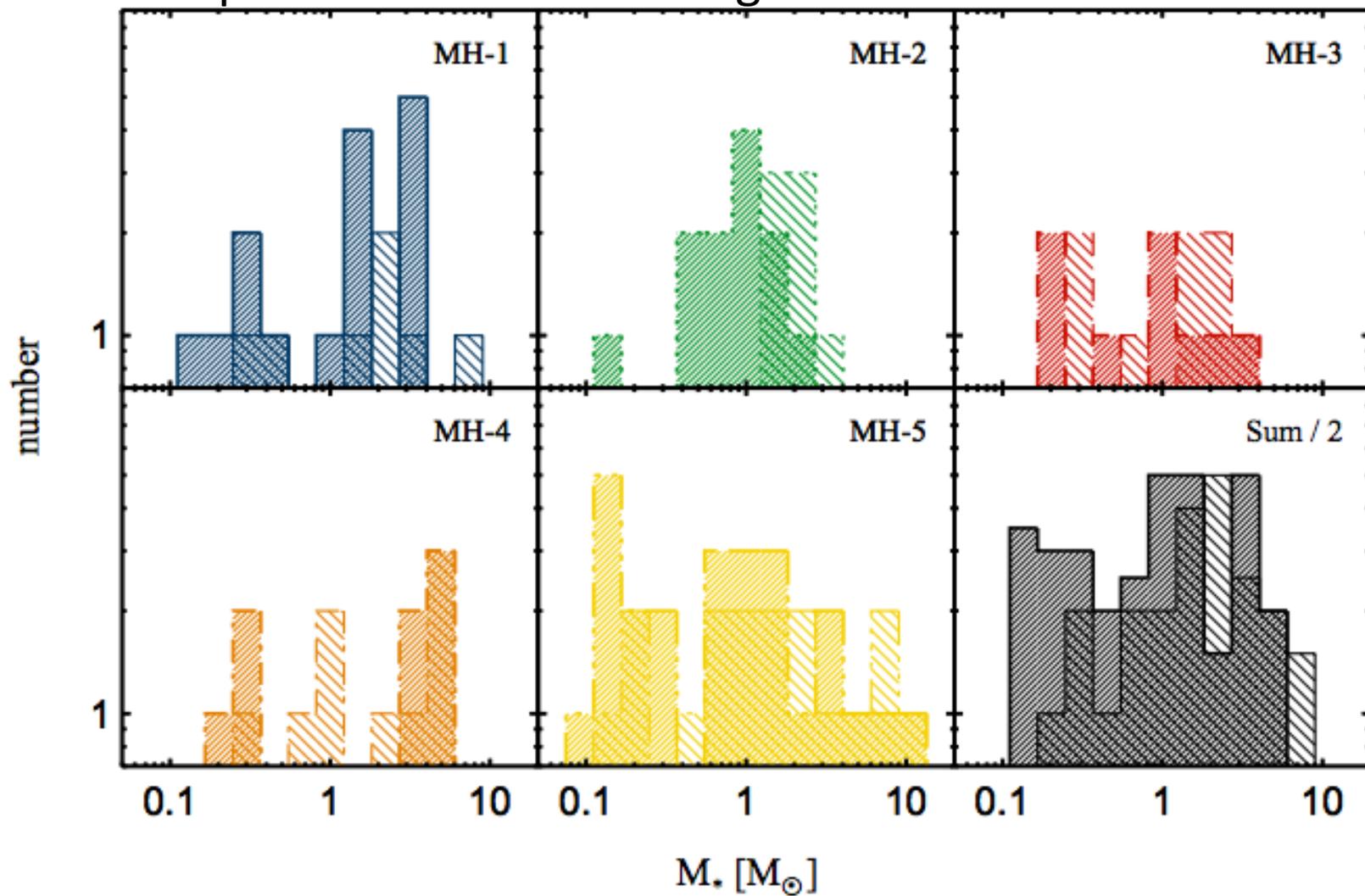
- Mais, les disques d'accrétion autour des proto-étoiles ont tendance à se fragmenter.



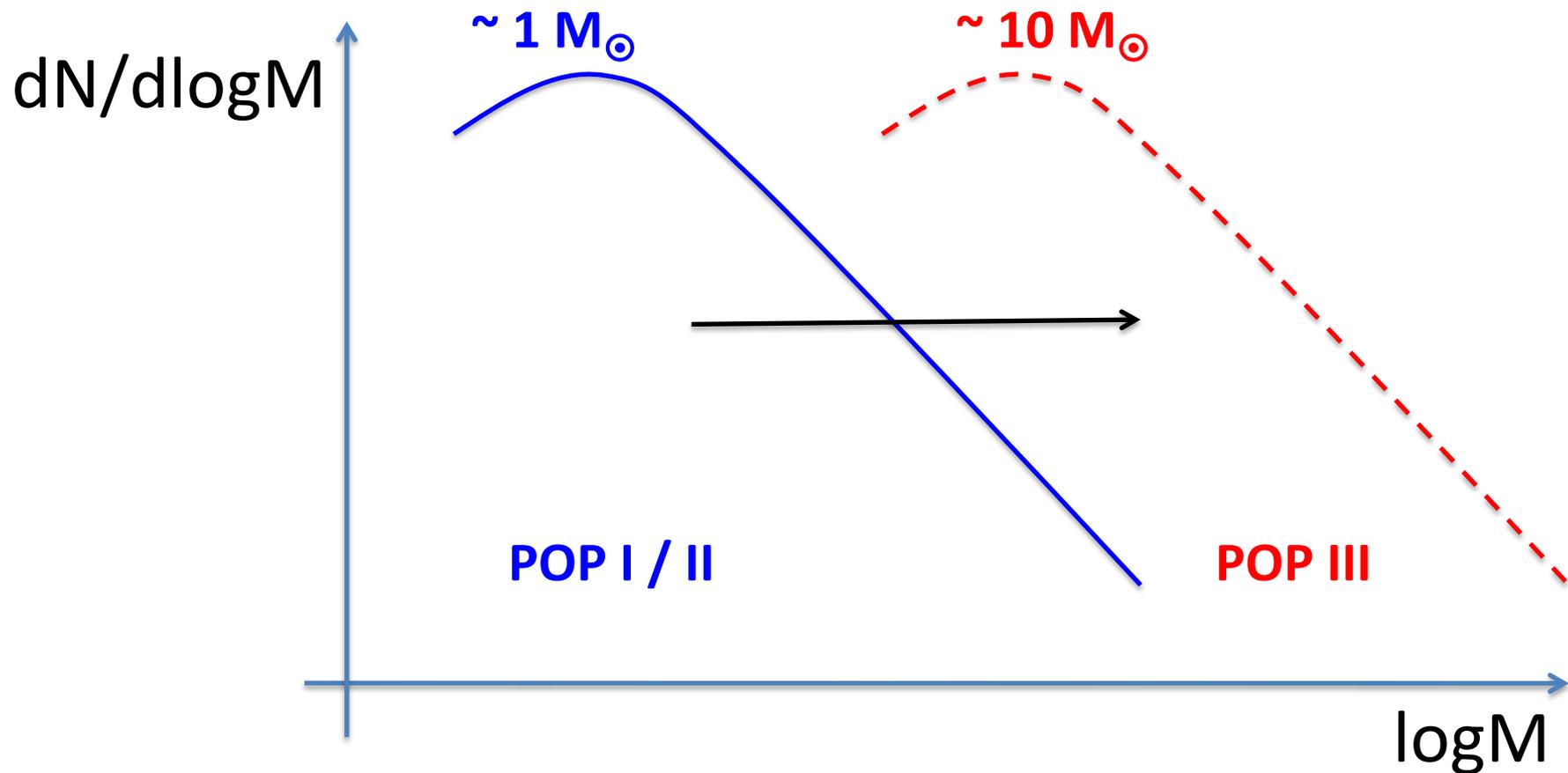
Ce qui produirait plusieurs étoiles de petite taille séparées par quelques unités astronomiques (distance Terre – Soleil = 150 millions de km).

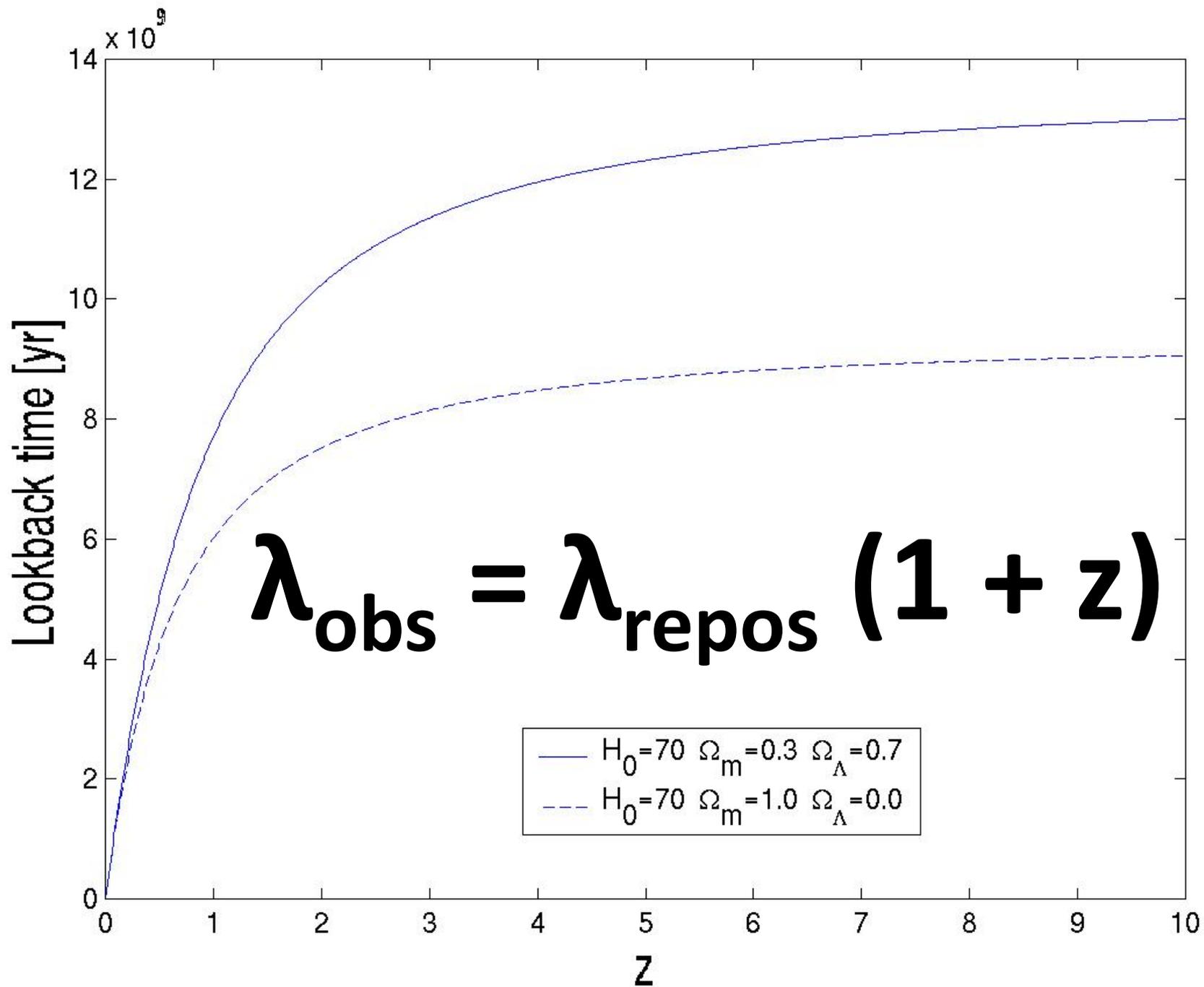
Simulations de la masse des étoiles primordiales (pop III) par Greif et al. (2011, ApJ, 737, 75)

Après $t \sim 1000$ ans de fragmentation et d'accrétion

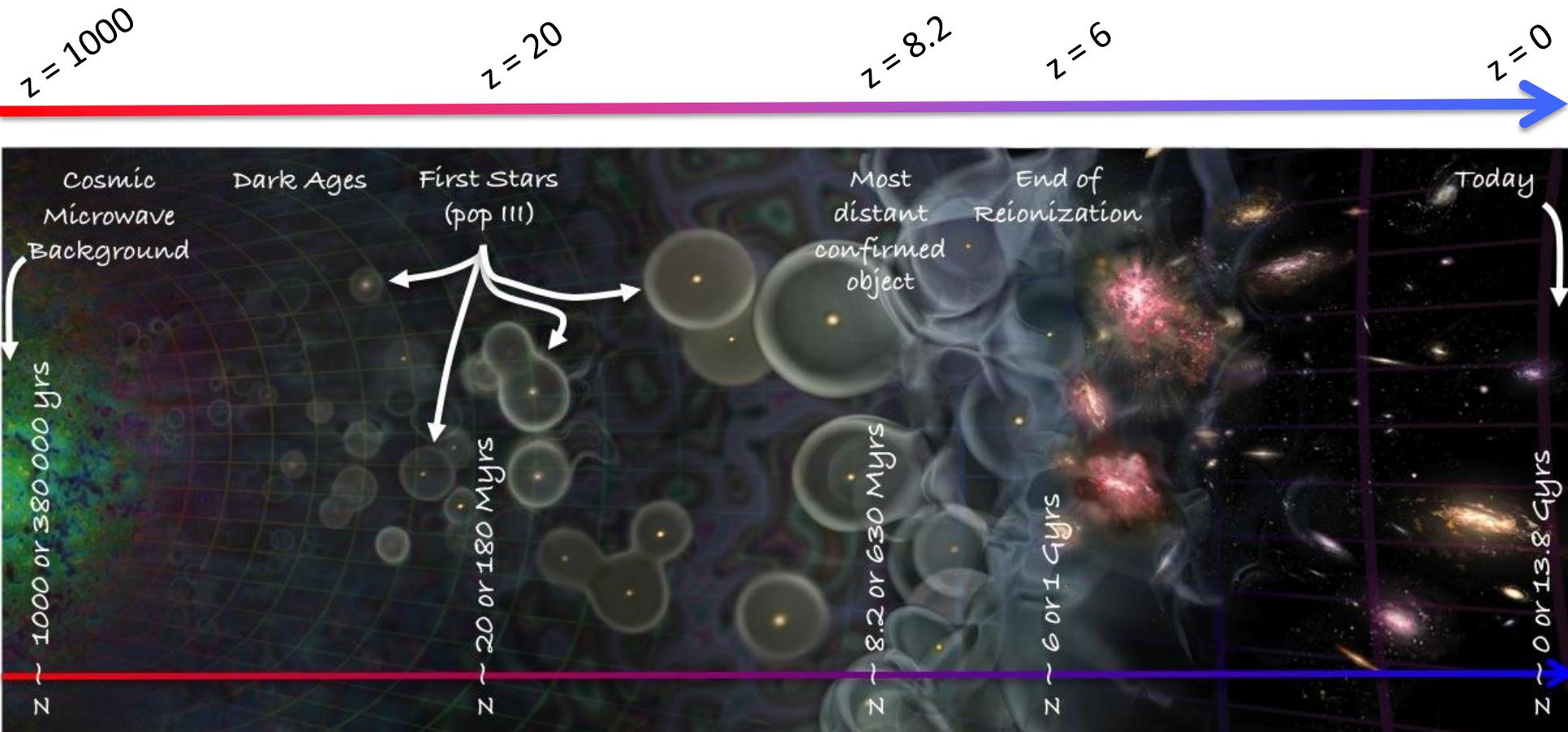


La distribution en masse des premières étoiles



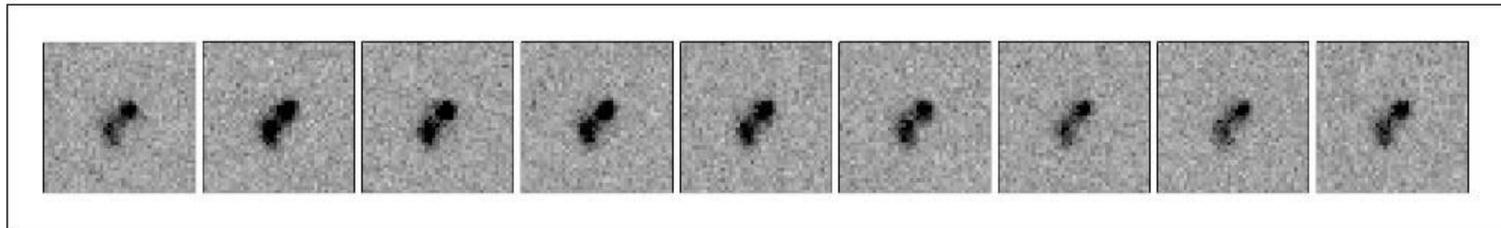
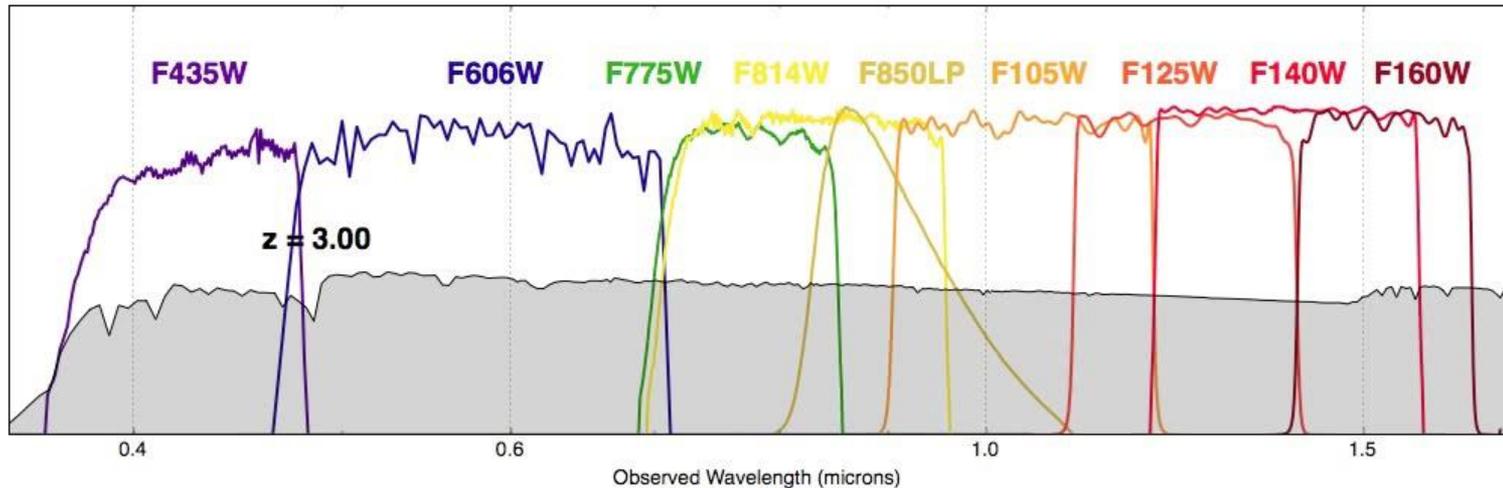


L'histoire de l'Univers



Quizz : Quel domaine de longueurs d'onde est l'avenir de l'astrophysique pour étudier le composante stellaire des galaxies à très grands redshift ?

ultraviolet - **visible** - **infrarouge proche**





Merci pour votre attention

Si vous voulez retrouver cela, vous pouvez aller
consulter le MOOC Astrophysique
« Du Système Solaire au Big Bang »
par Denis Burgarella,
Magali Deleuil & Jean-Claude Bouret...
avant le 26 juin pour vous inscrire.