# « Propriétés et évolution des galaxies »

David Elbaz (delbaz@cea.fr)

Service d'Astrophysique - CEA Saclay Tel: 01 69 08 54 39

Formation d'étoiles: efficacité et starbursts

Master Recherche M2 Astronomie & Astrophysique Enseignement thématique des parcours M2 – Galaxies http://david.elbaz3.free.fr/master\_m2

# The enigma of star formation in the Milky Way



#### Interstellar Gas and Star Creation

By

SIDNEY VAN DEN BERGH

(Eingegangen am 29. Juni 1957)

If no external supply is available, the gaz in the solar vicinity will be exhauted about **700 million years** from now

SFR(MW) ~ 7,5  $M_{\odot}yr^{-1}$ (Diehl *et al.* 2006 Nature) Molecular gas (H<sub>2</sub>): 10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$ Neutral gas (HI): 5x10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$ 

ightarrow Gas refilled (e.g. infall, return gas fraction)	= Van den Bergh (1957)
$ ightarrow$ SFR reduced with reduced gas content: SFR ~ $ ho_{ m gas}$	= Schmidt (1959)

#### THE GLOBAL SCHMIDT LAW IN STAR-FORMING GALAXIES

ROBERT C. KENNICUTT, JR.<sup>1</sup> Steward Observatory, University of Arizona, Tucson, AZ 85721 Received 1997 October 6; accepted 1997 December 23

#### ABSTRACT

Measurements of H $\alpha$ , H I, and CO distributions in 61 normal spiral galaxies are combined with published far-infrared and CO observations of 36 infrared-selected starburst galaxies, in order to study



La loi de Schmidt (1959, ApJ 129, 243)

Si le SFR était constant, le gaz interstellaire contenu dans le voisinage solaire serait épuisé dans 700 millions d'années...

L'idée selon laquelle la densité de gaz interstellaire décroît en raison du taux de formation d'étoiles a été évoquée pour la première fois par Van den Bergh (1957, ApJ 125, 445). Deux explications sont possibles:

 soit le gaz interstellaire est réapprovisionné régulièrement = suggestion de Van den Bergh (1957)

- soit le SFR siminue avec la densité de gaz = suggestion de Schmidt (1959)

$$\Sigma_{\rm SFR} \sim (\Sigma_{\rm gaz})^{n}$$

Schmidt a comparé la distribution en densité surfacique de gaz interstellaire perpendiculairement au plan de la Voie Lactée à celle des étoiles et trouvé que si elles étaient reliées par une loi de puissance, celle-ci devait avoir:

n(Schmidt) ~ 1.5

Dans le voisinage solaire, ces densités sont de:

 $\Sigma_{gaz}$ = 11  $M_{\odot}pc^{-2}(=20\%~\Sigma_{tot})$ , où ont été comptabilisés le HI, HII(H<sup>+</sup>), H<sub>2</sub>, He.  $\Sigma_*$ = 30  $M_{\odot}pc^{-2}$ 

 $\Sigma_*(\text{Séq.Princ.}) = 25M_{\odot}pc^{-2}, \Sigma_*(\text{naines blanches}) = 4M_{\odot}pc^{-2}, \Sigma_*(\text{Géantes}\&\text{Superg.rouges}) = 1M_{\odot}pc^{-2}$ 

### La loi de Schmidt (1959, ApJ 129, 243)

#### THE RATE OF STAR FORMATION

MAARTEN SCHMIDT\* Mount Wilson and Palomar Observatories Carnegie Institution of Washington, California Institute of Technology Received October 29, 1958

#### ABSTRACT

It is assumed that the rate of star formation for population I varies with a power n of the density of interstellar gas and that the initial luminosity function is time-independent. Direct evidence on the value of n is found in the relative distribution, perpendicular to the galactic plane, of gas and young objects. For various values of n, computations were made of the initial luminosity function, the rate of star formation, the exchange of gas between stars and interstellar medium, the number of white dwarfs and their luminosity function, and the abundance of helium. It is concluded, from a comparison of the results with observational data, that n is around 2. The present rate of star formation, then, is five times slower than the average rate. The interstellar gas, of which the surface density on the galactic plane was taken to be 11  $\mathfrak{M}$ O per square parsec, loses  $1.4 \ \mathfrak{M}$ O/pc<sup>2</sup> per 10<sup>9</sup> years by the formation of stars but gains about one-third of this by ejection of gas from evolving stars. The present helium abundance of the interstellar gas may be explained if a star has burned, on the average, 53 per cent of its original hydrogen into helium at the time that ejection takes place. The ejected material was assumed to have a composition equal to the average composition of the star. The effect of star formation on the gas density in the galactic system and other galaxies is briefly discussed.

Kennicutt a effectué une mesure similaire à celle de Schmidt sur des galaxies extérieures, mais en considérant chaque galaxie comme un point sur la courbe. Comme il est difficile d'accéder à des mesures en volume, on a accès à des mesures en projection, comme la densité de colonne de gaz et la densité de formation d'étoiles par unité de surface.

$$\Sigma_{SFR} = (2.5 \pm 0.7) \times 10^{-4} \left(\frac{\Sigma_{gas}}{1 \ M_{\odot} \ \mathrm{pc}^{-2}}\right)^{1.4 \pm 0.15} \ \mathrm{M}_{\odot}$$

On parle alors de la loi de Schmidt-Kennicutt (Kennicutt 1989, 1998).

Cette loi a été réalisée pour des SFR dérivés de la raie en émission  $H\alpha$  et de l'émission infrarouge des galaxies. Elle est valable sur toute la gamme des valeurs mesurées pour le SFR des galaxies.



La loi de Schmidt a été mesurée par Kennicutt pour des galaxies extérieures. On parle de loi de Schmidt-Kennicutt.

$$\Sigma_{SFR} = (2.5 \pm 0.7) \times 10^{-4} \ \left(\frac{\Sigma_{gas}}{1 \ M_{\odot} \ \mathrm{pc}^{-2}}\right)$$

Cette loi a été réalisée pour des SFR dérivés de la raie en émission  $H\alpha$  et de l'émission infrarouge des galaxies. Elle est valable sur toute la gamme des valeurs mesurées pour le SFR des galaxies.





La loi de Schmidt a été mesurée par Kennicutt pour des galaxies extérieures. On parle de loi de Schmidt-Kennicutt.

$$\Sigma_{SFR} = (2.5 \pm 0.7) \times 10^{-4} \left(\frac{\Sigma_{gas}}{1 \ M_{\odot} \ \mathrm{pc}^{-2}}\right)$$

Cette loi a été réalisée pour des SFR dérivés de la raie en émission  $H\alpha$  et de l'émission infrarouge des galaxies. Elle est valable sur toute la gamme des valeurs mesurées pour le SFR des galaxies.

Ce coefficient est proche de celui attendu dans le cadre d'une théorie simple où le taux de formation d'étoiles est proportionnel à la densité de gaz et inversement proportionnel au temps de chute libre:







8

La loi de Schmidt a été mesurée par Kennicutt pour des galaxies extérieures. On parle de loi de Schmidt-Kennicutt.

$$\Sigma_{SFR} = (2.5 \pm 0.7) \times 10^{-4} \left(\frac{\Sigma_{gas}}{1 \ M_{\odot} \ \mathrm{pc}^{-2}}\right)^{1.4 \pm 0.15} \ \mathrm{M_{\odot} \ yr^{-1} \ kpc^{-2}}$$

Alternativement, elle peut être expliquée par l'effet catalytique d'ondes spirales ou de barres dans les galaxies disques (et par des régions plus compactes dans les starbursts)

$$\Sigma_{
m SFR} \propto rac{\Sigma_{
m gas}}{ au_{
m dyn}} \propto \Sigma_{
m gas} \, \Omega_{
m gas} \; ,$$

where  $\tau_{dyn}$  refers in this case to the local orbital timescale of the disk, and  $\Omega$  is the angular rotation speed. Models of this



# Problème

Les premières mesures donnaient des valeurs de n variant entre 0<n<4. Beaucoup de galaxies S0 et Sa contiennent de grandes quantités de gaz et très peu de formation stellaire.

De même dans les régions externes des galaxies spirales et irrégulières.

Comment expliquer cela ?

Nous allons voir qu'il existe un seuil en densité surfacique du gaz interstellaire:

la formation stellaire suit de manière universelle la loi de Schmidt-Kennicutt (sauf aux très petites échelles)...

...mais celle-ci ne s'applique qu'au-dessus d'un seuil en densité.

Cette figure montre les profils radiaux en gaz (neutre, HI, et moléculaire, CO, qui trace la molécule H<sub>2</sub>, plus difficile à mesurer de manière directe) et en formation stellaire (raie en émission H $\alpha$ ). Le profil de gaz total est la somme de HI et CO (H<sub>2</sub>).

La dépression près du centre de la galaxie peut être due à une chute de la formation stellaire ou à un effet d'extinction croissant vers le centre galactique. Cette distribution de l'émission en Hα suivant un profil exponentiel et une chute vers le centre est typique des disque des galaxies spirales.

Notez bien que le profil de gaz continue de décroître de manière continue jusqu'à 260", tandis que le profil de Hα s'arrête brutalement à 150". Un tel "seuil en densité" est observé aussi dans les galaxies irrégulières, spirales et dans le voisinage solaire.



FIG. 4.—Radial profiles of H I, CO, H $\alpha$ , and red continuum surface brightness in NGC 4254. Data are plotted on a relative scale, but the H I and CO profiles are normalized to a common surface density scale. The truncation of the H $\alpha$  profile at a radius of 150" is real.

## Le seuil en densité



## Le seuil en densité



#### David Elbaz – ET12 master M2 2016

15

Dans une galaxie spirale, le mouvement dynamique est cohérent en majorité: la vitesse de rotation du Soleil autour du centre de la Voie Lactée est : V~220 km/s la dispersion de vitesses des étoiles du disque n' est que de :  $\sigma_v \sim 45$  km/s Seules la dispersion de vitesses et la rotation différentielle s' opposent à l' effondrement gravitationnel.

Dans une galaxie elliptique, le mouvement dynamique est désordonné en majorité: la dispersion de vitesses est de :  $\sigma_v \sim 200-300$  km/s

A densité de gaz donnée, il est donc plus difficile pour une instabilité gravitationnelle de se développer dans une elliptique que dans une spirale, d'où la densité critique d'allumage de la formation d'étoiles dix fois plus élevée dans une galaxie elliptique.

Pour un disque dans une galaxie possédant un fort bulbe stellaire, la rotation est très grande et s'oppose donc efficacement à l'effondrement gravitationnel.

La valeur de la densité critique répond à la formule du critère dynamique de Toomre pour l'effondrement d'instabilités gravitationnelles. David Elbaz – ET12 master M2 2016

## Le seuil en densité et le critère d'instabilité de Toomre

Le critère de Toomre : si  $Q = \kappa c_S / \pi G \Sigma < 1.4$  ou  $\Sigma > 0.7 \Sigma_{crit}$  où  $\Sigma_{crit} = \kappa c_S / \pi G$  (Kennicutt 1989) alors il y aura formation d'étoiles.

Plus la rotation est forte ( $\kappa$  fort) et/ou la vitesse du son est forte (vit.son c<sub>s</sub>) plus la densité doit être élevée.



#### Le cas des galaxies lenticulaires (SO)

Le seuil en densité de la loi de Schmidt-Kennicutt permet d'expliquer pourquoi les galaxies lenticulaires (SO) qui possèdent une masse de gaz importante de gaz ne forment pas d'étoiles: la densité de colonne d'hydrogène y est très faible:

N(HI)<10<sup>21</sup> atomes cm<sup>-2</sup> ou  $\Sigma$ (HI)<<10  $M_{\odot}$ pc<sup>-2</sup>. De plus ces galaxies ont souvent de grandes vitesses de rotation qui impliquent des fortes densités critiques, i.e. la densité du gaz interstellaire doit être très élevée pour que celui-ci s'effondre sous l'effet de la gravité.



FIG. 17.—Radial behavior of the ratio of H I surface density to the critical density for gravitational stability, for five gas-rich S0 galaxies studied by van Driel. The radial coordinate is normalized to the isophotal radius of the disk. The horizontal line denotes the stability parameter  $\alpha = 0.67$  which best fits the observed star formation thresholds in Sc galaxies.

La densité surfacique de gaz diminuant au cours du temps, du fait du SFR, les galaxies spirales locales ne devraient plus former d'étoiles au bout de quelques milliards d'années. Cela suggèrerait que nous nous situons à une époque très particulière dans l'histoire des galaxies, juste avant qu'elles ne s'éteignent.

Une alternative serait qu'elles soient réapprovisonnées en gaz par "infall" de gaz "extérieur", mais il faudrait que cet infall nourrisse les galaxies de plusieurs  $M_{\odot}yr^{-1}$ , dans le cas des galaxies Sc lumineuses, ce qui est énorme. Ceci est d'autant plus problématique que les populations stellaires des galaxies spirales locales et leurs abondances suggèrent qu'elles ont vécu une formation stellaire relativement constante au cours du temps...

Du fait que N>1 dans  $\Sigma_{SFR} \sim (\Sigma_{gaz})^N$  (N= 1.4±0.15), il en résulte que le SFR par unité de masse de gaz, appelé efficacité de formation d'étoiles (SFE), augmente avec la densité de gaz ou encore:

$$\begin{split} \Sigma_{\rm SFR} &= {\rm SFR/surface\ et\ } \Sigma_{\rm gaz} = {\rm f}_{\rm gaz} \times {\rm M}_{\rm gaz+\acute{e}toiles}/{\rm surface\ o`u\ f}_{\rm gaz} = \%\ {\rm gaz} \\ {\rm donc:\ } \Sigma_{\rm SFR} &= {\rm SFR\ x\ } \Sigma_{\rm gaz} / \ [{\rm f}_{\rm gaz} \times {\rm M}_{\rm gaz+\acute{e}toiles}] \sim (\Sigma_{\rm gaz})^{1.4} \end{split}$$

→ SFE=SFR/M<sub>gaz</sub> ~  $(\Sigma_{gaz})^{0.4}$ 

Taux de formation d'étoiles spécifique (sSFR):

$$sSFR = SFR/M_{(gaz+*)} = SFR/M_{gaz} \times M_{gaz}/M_{(gaz+*)} \sim f_{gaz} \Sigma_{gaz}^{0.4}$$

1/sSFR= temps pour doubler la masse d'une galaxie.

Dans le passé, sSFR plus élevé car  $\rm f_{gaz}$  plus élevée et Lors de fusions de galaxies le sSFR augmente plus encore à cause de  $\Sigma_{gaz}$ 



# Efficacité de formation d'étoiles (SFE)

On appelle SFE, le SFR par unité de masse de gaz: SFE = SFR/ $M_{gaz}$ 

Le SFE est un meilleur indicateur de la physique de formation d'étoiles car il ne dépend pas de la taille des galaxies, il est cependant plus difficile à mesurer car il requière la mesure de la masse de gaz contenue dans les galaxies distantes.

Les travaux de Kennicutt qui ont permis de mettre en évidence la loi précédente ont utilisé des observations de gaz relativement peu dense (n(H<sub>2</sub>) $\geq$ 500 cm<sup>-3</sup>). Une étude récente de Gao & Solomon (2004) a été effectuée à l'aide d'un autre traceur du gaz, la molécule HCN, dont l'émission vibrationnelle requière une plus grande densité du gaz pour être émise (n(H<sub>2</sub>) $\geq$ 3x10<sup>4</sup> cm<sup>-3</sup>).



# Efficacité de formation d'étoiles (SFE) et gaz dense

- La molécule de CO présente une corrélation non linéaire avec la luminosité infrarouge totale utilisée comme estimateur du SFR (N=1.7)
- •La molécule HCN, qui trace le gaz dense: corrélation linéaire SFR ~  $M_{gaz}$
- •L'efficacité de conversion du gaz dense en étoiles semble donc être universelle !
- •Ce qui change d'une galaxie à l'autre est la fraction de gaz dense (>3x10<sup>4</sup> cm<sup>-3</sup> pour HCN vs for >500 cm<sup>-3</sup> CO). Celle-ci est particulièrement élevée dans les galaxies lumineuses en infrarouge, dont la formation d'étoiles est allumée par des fusions de galaxies.



### Milieu interstellaire et gaz moléculaire

Le milieu interstellaire, ISM, est une structure compliquée, probablement fractale constituée en première approximation de nuages denses, baignant dans un milieu internuages uniforme dilué.

Dans l'univers primordial, la formation de H<sub>2</sub> est inefficace car c'est une réaction à 3 corps: H<sup>-</sup> + H  $\rightarrow$  H<sub>2</sub> + e<sup>-</sup> H<sub>2</sub><sup>+</sup> + H  $\rightarrow$  H<sub>2</sub> + H<sup>+</sup>

Dès la formation des premières étoiles et l'enrichissement en métaux de l'ISM, les "métaux" (éléments plus lourds que l'He) réfractaires vont participer à la production de grains de poussière que ce soit dans les explosions de supernovae (la survie de ces grains de poussière soumis au bombardement d'électrons, *sputtering*, reste très débattue), dans les enveloppes des étoiles AGB ou dans l'ISM lui-même.

Dès que la poussière a été formée, à des densités N(H)≥100 particules cm<sup>-3</sup>, l'hydrogène est principalement sous la forme de molécules  $H_2$  du fait de la formation efficace de  $H_2$  sur les grains de poussière et de son auto-écrantage ou *self-shielding*:

la photodissociation de  $H_2$  par les rayons UV stellaires est empêchée par le fait que  $H_2$  est optiquement épais aux UV, i.e. les rayons UV sont efficacement absorbés par  $H_2$  (forte épaisseur optique) ce qui protège les molécules  $H_2$  au-delà de la zone où les UV peuvent les photodissocier, la zone PDR (photo-dissociation region).

# Observation de la raie de H<sub>2</sub>

Tous les nuages denses sont donc des nuages moléculaires et c'est à l'intérieur de ces nuages moléculaires que naissent ensuite les étoiles.

 $H_2$  particulièrement difficile à observer (raies autour de 1100 Å dans l'UV ou dans le moyen IR) et l'on déduit son abondance d'autres indicateurs. La raie S(1) de la transition 1–0 se trouve à 2.122 mm et est observée dans des chocs puissants dans les vents stellaires par exemple.



# Le gaz moléculaire dans les galaxies

Le meilleur traceur du gaz moléculaire est l'émission produite par la molécule de monoxyde de carbone, <sup>12</sup>CO car c'est une molécule stable, la plus abondante après  $H_2$ , et qui possède un faible moment dipolaire. Les niveaux rotationnels sont donc facilement excités et thermalisés via les collisions avec  $H_2$ , i.e. à des densités relativement faibles.

Le seuil en densité au-delà duquel une transition rotationnelle est produite de façon substantielle est:  $N(H_2) \ge A/C$  où A est le coefficient d'Einstein d'émission spontanée et C est le coefficient du taux collisionnel. Le coefficient A est proportionnel à m<sup>3</sup>, où m est le moment dipolaire, donc plus ce moment est faible, plus l'emission de la raie de CO sera émise à des densités faibles en H<sub>2</sub>.

Typiquement:

 $N(H_2) \approx 300 \text{ cm}^{-3} \text{ pour J} = (1-0) \text{ à } \approx 3000 \text{ cm}^{-3} \text{ pour J} = (4-3) \text{ or } (5-4).$ 

Les transitions de J plus élevés requièrent une température minimale pour que les excitations collisionnelles soient suffisantes.

On utilise la raie de CO pour remonter à  $H_2$  grâce à un facteur de conversion :

X=N(H<sub>2</sub>)/I<sub>CO</sub> ou plus généralement  $\alpha_{CO}$  = M<sub>gaz</sub>/L<sub>CO</sub>

Dans ce facteur de conversion, l'intensité de la raie en émission de CO considérée est celle de la transition rotationnelle entre le niveau 1 et le fondamental, CO(1-0), observée à 2.6 mm. La raie CO 1-0, qui trace la majeure partie de la masse, est parfois déduite de l'observation de transitions plus élevées car celles-ci sont plus facilement observables pour les galaxies distantes en raison du décalage spectral et la difficulté consiste alors à savoir comment convertir une luminosité d'une transition supérieure en luminosité 1-0 pour ensuite appliquer le facteur de conversion. La Figure 2 montre quelques exemples de galaxies pour lesquelles plusieurs transitions rotationnelles ont été observées.



Weiss et al 2005; 2007 David Elbaz - ET12 master M2 2016 X ou  $\alpha_{\text{co}}$  varie d'une galaxie à l'autre en fonction :

-du flux UV qui photodissocie à la fois le CO et H<sub>2</sub> et chauffe le milieu principalement par effet photoélectrique sur les grains de poussière

-du flux de rayons cosmiques de basse énergie (quelques MeV) qui chauffent l'intérieur du nuage. D'autres mécanismes reliés au champ magnétique et à la turbulence doivent aussi jouer un rôle.

-de l'abondance en éléments lourds, qui résulte en une plus faible quantité de poussière (site de nucléation des molécules) donc moins de formation de molécules et moins d'écrantage des photons UV.

A la transition entre l'ISM et la région HII, se trouve une région de transition où les molécules sont photodissociées, que l'on appelle PDR pour photo-dissociation region.

La photodissociation de  $H_2$  et CO est produite par l'absorption de photons far-UV.

Quand l'abondance de ces molécules est suffisamment grande, les photons UV sont absorbés par les molécules en produisant des raies d'absorption. Le milieu devient ainsi optiquement épais aux UV et les molécules qui se trouvent à l'intérieur sont protégées contre les UV, on parle de "self-shielding".

Comme  $H_2$  est plus abondant que CO, cette molécule bénéficie d'un plus grand "self-shielding » que le CO et existe ainsi dans des régions moins denses, tout simplement parce que  $H_2$  est plus abondant que le CO.



#### $H_2$ et CO

La poussière mélangée au gaz joue aussi un rôle important en:

(i) absorbant les photons UV

(ii) donnant naissance aux molécules de H<sub>2</sub> qui se reforment à la surface des grains.

Les régions de faible densité d'un nuage moléculaires n'étant pas auto-écrantées, elles sont complètement photo-dissociées, en commençant par le CO (plus fragile) puis le H<sub>2</sub>.

Le seuil de densité de colonne au-dessous de laquelle la photo-dissociation du H<sub>2</sub> est totale est de :

N(H)=5x10<sup>20</sup> atomes cm<sup>-2</sup>

Celle du CO est plus faible



 $H_2$  et CO

Dans la Voie Lactée, le facteur de conversion vaut:  $\alpha_{CO}$  (MW) = 4.6 M<sub>o</sub> (K km s<sup>-1</sup> pc<sup>2</sup>)<sup>-1</sup>

où la masse de gaz est déduite du théorème du viriel.

On suppose donc ici que la majorité du gaz est sous la forme de H<sub>2</sub> et que le gaz est auto-gravitant.

 $\alpha_{co} = M_{gaz}/L(CO) = 2.6 n(H_2)^{0.5}/T_b$ 

où  $n(H_2)$  est la densité en nombre de  $H_2$  (cm<sup>-3</sup>) et  $T_b$  est la température caractéristique de la raie de CO (voir Solomon & Vanden Bout 2005, ARAA 43, 677).

Dans les ULIRGs, où le taux de formation d'étoiles est supérieur à typiquement 170 M<sub>o</sub> yr<sup>-1</sup>, une valeur de 4.6 pour  $\alpha_{CO}$  conduit à une surestimation de la masse de gaz, car celle-ci atteint alors des valeurs supérieures à la masse dynamique de la région d'où provient le CO. On a alors mis en place une autre description de la distribution du CO dans ces galaxies: au lieu d'être localisé dans des nuages virialisés, le CO des ULIRGs serait distribué dans le milieu inter-nuages. La largeur de la raie de CO est alors reliée à la masse dynamique totale de la région, incluant le gaz et les étoiles (et pas uniquement à la masse du gaz auto-gravitant). Il en résulte que la valeur effective de  $\alpha_{CO}$  est plus faible que 2.6 n(H<sub>2</sub>)<sup>0.5</sup>/T<sub>b</sub>.

L'étude de la dynamique du gaz moléculaire dans les galaxies ULIRGs a permis de calculer une masse de gaz près de 5 fois plus faible que celle déduite du  $\alpha_{co}$  standard de la Voie Lactée, i.e. ~5x10<sup>9</sup> Msol et un facteur de conversion de:  $\alpha_{co}$ (ULIRGs) = 0.8 M<sub>o</sub> (K km s<sup>-1</sup> pc<sup>2</sup>)<sup>-1</sup>

Ce facteur a été utilisé de façon systématique pour les galaxies distantes, mais de nouvelles études montrent que certaines galaxies distantes requièrent une valeur de a<sub>co</sub> plus proche de celle de la Voie Lactée (Daddi et al. 2010)



Bigiel et al. (2008): loi de Schmidt-Kennicutt pour 7 galaxies spirales proches résolues

#### Le gaz moléculaire dans les galaxies



David Elbaz – ET12 master M2 2016

#### La loi de Schmidt-Kennicutt est-elle universelle ?



Mais à des densités supérieures, comme celles mesurées avec la molécule HCN :  $N(H_2) \ge 3 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ on trouve une loi unique, avec une pente de 1, c-a-d une efficacité universelle de conversion du gaz en étoiles à ces densités.

C'est donc la fraction de gaz dense qui compte: pour une densité surfacique de H<sub>2</sub>, ou pour une masse de H<sub>2</sub>, ce qui différencie les galaxies en 2 régimes est probablement la fraction de ce gaz qui atteint des hautes densités.

SFR, SFE driven by efficiency of dense gas production, hence ~large scales where gravity auto-regulates itself through turbulence
few pc scales: P.Andre (13):
SFR = 15% dense molecular gas (HCN traced, >2x10<sup>4</sup> part.cm<sup>-3</sup>) → pre-stellar cores x 30% mass in pre-stellar cores form stars in 1 Myr

SFR= 4.5x10<sup>-8</sup> M<sub>dense</sub> M<sub>☉</sub>yr<sup>-1</sup>

<500 pc scales: C.Lada (12): SFR=  $4.6x10^{-8} M_{dense} M_{\odot}yr^{-1}$  for molecular clouds in MW





# Définition d'un "starburst"

On peut définir un temps caractéristique de conversion du milieu interstellaire d'une galaxie en étoiles:

t(consommation gaz)= Mgaz / SFR = 1 / SFE (efficacité SF) Ce temps est l'inverse de l'efficacité de formation d'étoiles. Il est plus intuitif que cette dernière.

# Définition #1: t(consommation gaz) << t(Hubble) => starburst

Pour les plus gros starbursts : t(consommation gaz)~ 1 Gyr !

Le starburst correspond à une phase d'activité supérieure à la moyenne intégrée sur l'histoire de la galaxie. On a pour cela défini un autre paramètre appelé "paramètre de taux de naissance" ou "birthrate parameter", b: b = SFR / <SFR> (ou encore "paramètre de Scalo")

#### Définition #2: b = SFR / <SFR> ≥ 2-3 => starburst (Heckman 2005)

# birthrate parameter "b" pour différents types de galaxies

Kennicutt et al. ApJ 272, 54 (1983)



David Elbaz – ET12 master M2 2016

# **Definition of a "starburst"**

t(gas consumption)= Mgas / SFR = 1 / SFE (SF efficiency) Definition #1: t(gas consumption) << t(Hubble) => starburst local LIRGs: t(gas consumption) ~ 1 Gyr !

• The Antennae: (LIRG)  $L_{IR}=1.1\times10^{11}L_{\odot} \longrightarrow SFR=19 M_{\odot}yr^{-1}$   $M(H_2)=3.9\times10^9 M_{\odot}$ Molecular gas exhausted in 200 Myr

• The Super-Antennae: (ULIRG)  $L_{IR}=1.1\times10^{12} L_{\odot} --> SFR= 190 M_{\odot}yr^{-1}$   $M(H_2)=3\times10^{10} M_{\odot}$ Molecular gas exhausted in 160 Myr *David Elbaz - ET12 master M2 2016* 







David Elbaz – ET12 master M2 2016







David Elbaz – ET12 master M2 2016

Dusty starbursts at z~0

Definition #2 of a starburst: exceptional event, i.e. b > 3 b=SFR/<SFR>= birthrate parameter

Good proxy = specific SFR (SSFR) assuming same age: SSFR= SFR/M\* = SFR/<SFR> x 1/age SFR/M\* ~ 0.06 Gyr<sup>-1</sup> (MW)  $\rightarrow \tau \approx 20$  Gyr (time to x2 M\*) x 10 = 0.5 Gyr<sup>-1</sup> (M82)  $\rightarrow \tau \approx 2$  Gyr x 200 = 10 Gyr<sup>-1</sup> (Arp220)  $\rightarrow \tau \approx 0.1$  Gyr



## La « séquence principale » des galaxies





Starbursts provoqués par la fusion de galaxies: compression efficace dans les galaxies peu riches en gaz interstellaire

dispersion de vitesse (turbulence) galaxie isolée: 5 km/s fusion de galaxies: 50 km/s





Renaud, Bournaud +2014 Prix La Recherche 2015

fusion de galaxies riches en gaz interstellaire: compression inefficace du gaz interstellaire, peu d'effet !



#### Analogie entre la séquence principale des étoiles et des galaxies



Stars spend most of their life on the MS Massive stars exhaust quickly their reservoirs Stars loose a large % of their mass in winds Red stars (giants, AGB) are less common, more luminous and dusty Universal efficiency of light production :  $0.007 \ \Delta m \ c^2 \rightarrow light$ Massive stars produce massive black holes

Dying stars = 10<sup>9</sup> times more luminous



Galaxies spend most of their life on the MS Massive gals exhaust quickly their reservoirs Galaxies loose a large % of their mass in winds Starbursts are red, less common, more luminous and dusty Universal efficiency of light production : SFR = 4×10<sup>8</sup> M<sub>dense</sub> Massive galaxies produce supermassive BH

Dying galaxies more luminous ? (starbursts ?)

# The enigma of star formation in the Milky Way



#### **Interstellar Gas and Star Creation**

By

SIDNEY VAN DEN BERGH

(Eingegangen am 29. Juni 1957)

If no external supply is available, the gaz in the solar vicinity will be exhauted about **700 million years** from now

SFR(MW) ~ 7,5  $M_{\odot}yr^{-1}$ (Diehl *et al.* 2006 Nature) Molecular gas (H<sub>2</sub>): 10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$ Neutral gas (HI): 5x10<sup>9</sup>  $M_{\odot}$ 

$\rightarrow$ Gas refilled (e.g. infall, return gas fraction)	= Van den Bergh (1957)
$\rightarrow$ SFR reduced with reduced gas content: SFR ~ $\rho_{\rm gas}$	= Schmidt (1959)



A M<sub>\*</sub>=5x10<sup>10</sup> M<sub> $\odot$ </sub> galaxy at z~2 has M<sub>gas</sub>~5x10<sup>10</sup> M<sub> $\odot$ </sub>

Its characteristic star formation rate is : SFR ~ 90  $M_{\odot}yr^{-1}$ 

- $\rightarrow$  gas exhausted in <500 Myr : = time between z=2.2 and 1.9 !
- → Same problem than Van den Bergh (1957) for the Milky Way but true at all redshifts !...
- → implies gas replenishment, infall !

#### A virtual image of the high redshift Universe (z=4): Cold filaments feeding gas-rich galactic discs



HORIZON project (R.Teyssier et al.) MareNostrum simulation: 94 teraflops

# Cold streams in early massive hot haloes as the main<br/>mode of galaxy formation(2009) nature 457, 451

A. Dekel<sup>1</sup>, Y. Birnboim<sup>1,2</sup>, G. Engel<sup>1</sup>, J. Freundlich<sup>1,3</sup>, T. Goerdt<sup>1</sup>, M. Mumcuoglu<sup>1</sup>, E. Neistein<sup>1,4</sup>, C. Pichon<sup>5</sup>, R. Teyssier<sup>6,7</sup> & E. Zinger<sup>1</sup>



David Elbaz – ET12 master M2 2016

La séquence principale des galaxies: variation de l'efficacité de formation d'étoiles à partir des baryons du halo de matière noire

