



COLLÈGE
DE FRANCE
—1530—

Chaire Galaxies et Cosmologie

ETOILES et TROUS NOIRS

Les amas d'étoiles, formation et dissolution

Les Pléiades

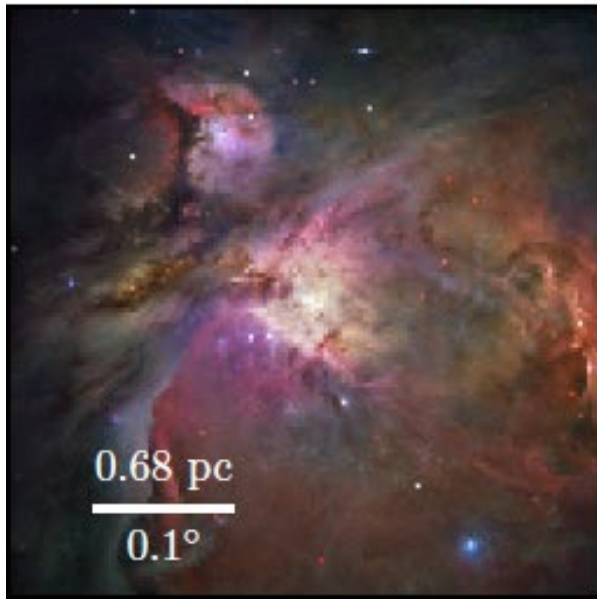


Françoise Combes

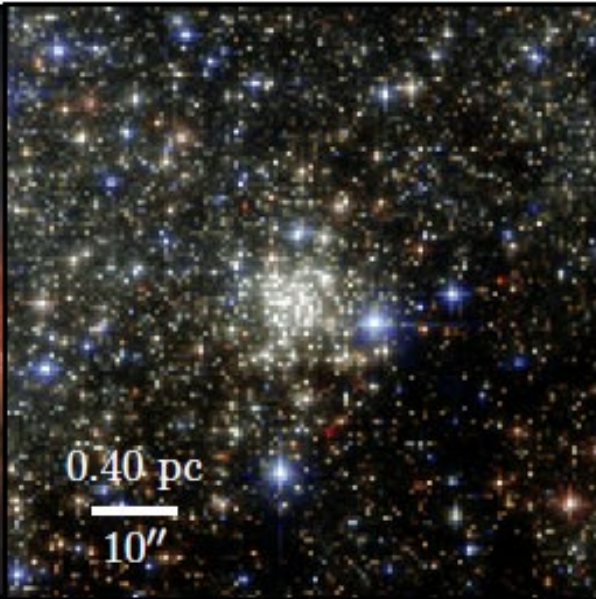


Laboratoire d'Étude du Rayonnement et de la Matière en Astrophysique

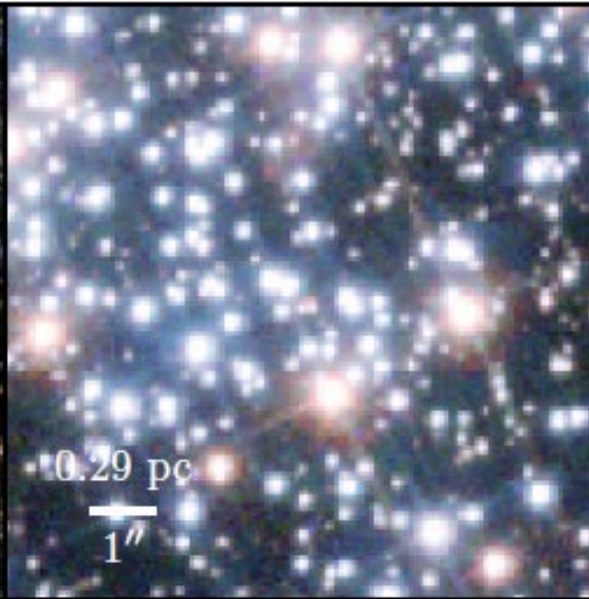
ONC, $T < 3$ Myr



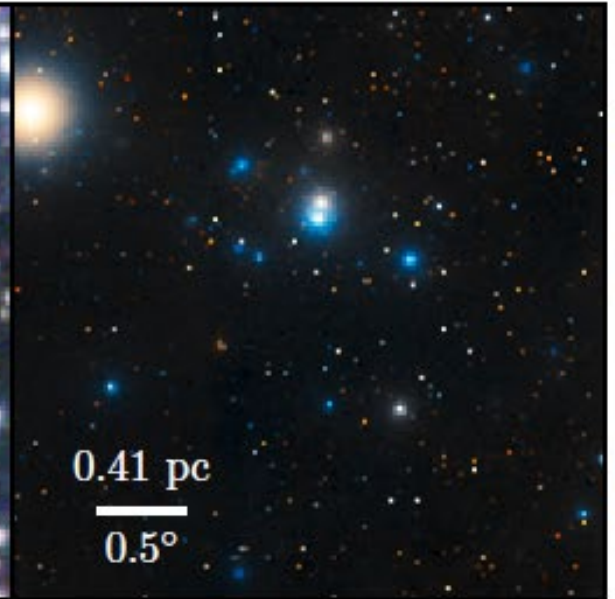
Arches, $T \approx 2 - 3$ Myr



NGC 265, $T \approx 250$ Myr

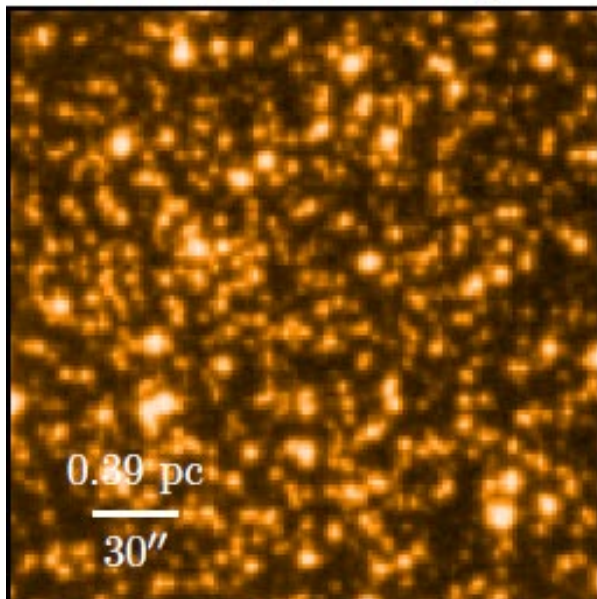


Hyades, $T \approx 625$ Myr

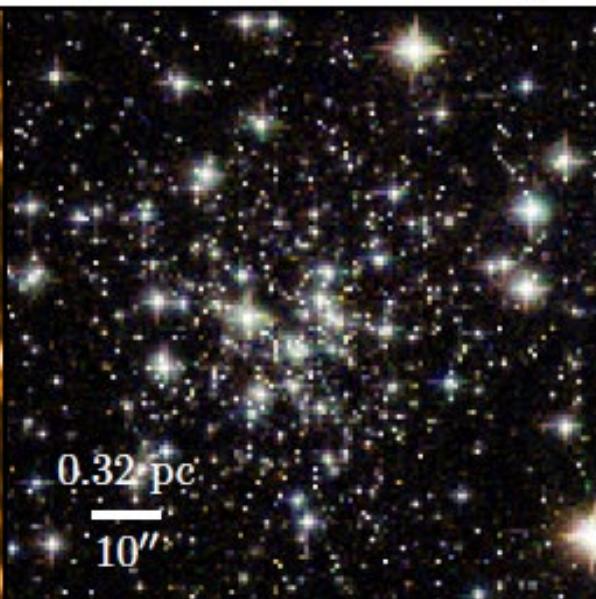


Grande diversité dans 3pc x 3pc

Coll 261, $T \approx 7$ Gyr



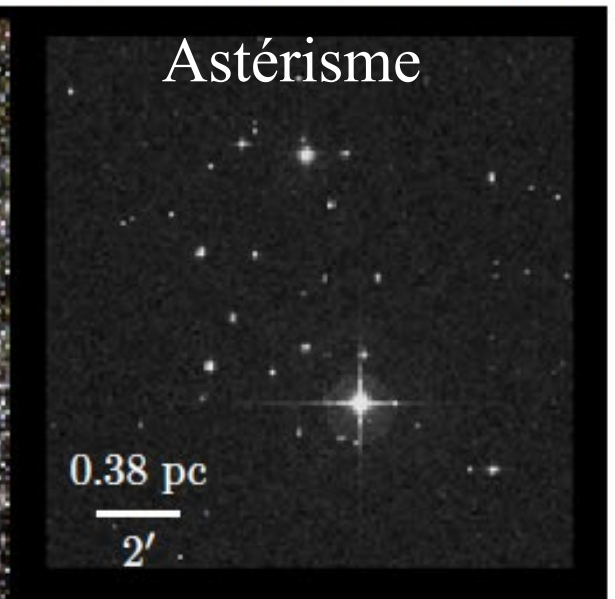
NGC 6535, $T > 10$ Gyr



47 Tuc, $T > 10$ Gyr



NGC 1252: Fake News



Qu'est-ce qu'un amas d'étoiles?

Deux grandes catégories: amas ouvert (OC), jeune (~ 100 Myr), $N \sim 100$ ou amas globulaire (GC), dense, riche ($N \sim 10^5$), âge > 10 Gyr

Pourtant une grande gamme, continue entre ces deux extrêmes:
Formation hiérarchique, dans un nuage de gaz < 10 Myr

Multi-échelles

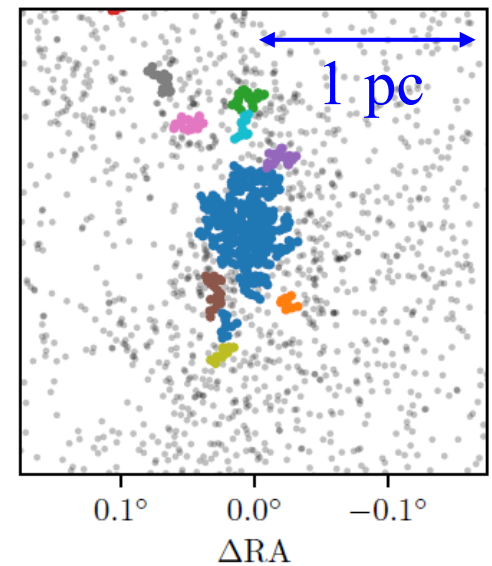
Puis le gaz est chassé par les supernovae, et les vents stellaires

Va se dissoudre si $t_{\text{cr}} = R/\sigma < t_{\text{ff}} = (G\rho_*)^{-1/2} \rightarrow \sigma > R (G\rho_*)^{1/2}$

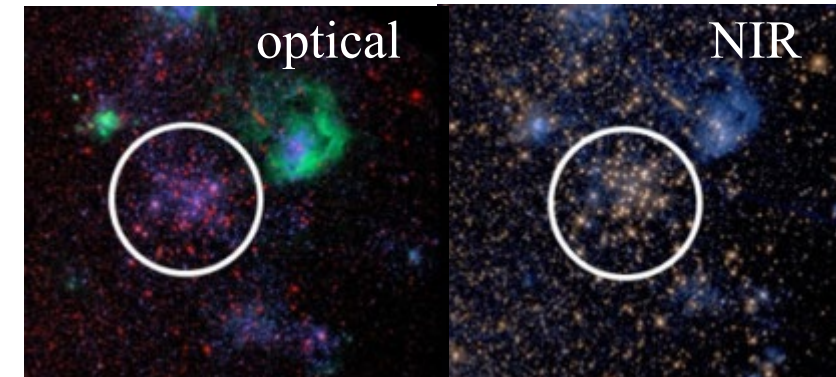
Modes et époques de formation ? GC halo, OC disque

Environnement: pourquoi les galaxies naines ont des GC de $10^6 M_{\odot}$ alors que la Voie lactée $< 10^5 M_{\odot}$

Orion



IC2574, galaxie naine



Plan de l'exposé

1- Formation des amas d'étoiles

Gravité+Turbulence supersonique

Champs magnétiques

2- Les super amas stellaires

Starbursts et amas globulaires

Noyaux de galaxies

3- Dissolution des amas

Friction dynamique

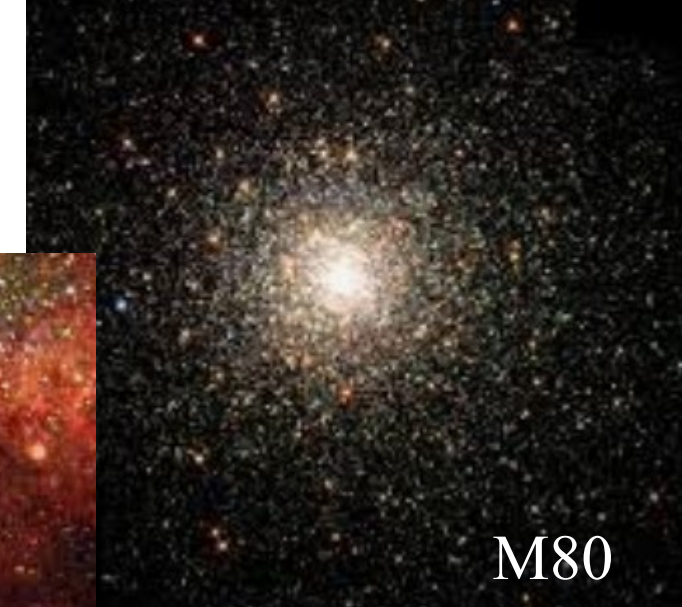
Cisaillement et marée



h & chi Persei



N1569



M80

Les différents amas

Orion

$T < 3\text{Myr}$

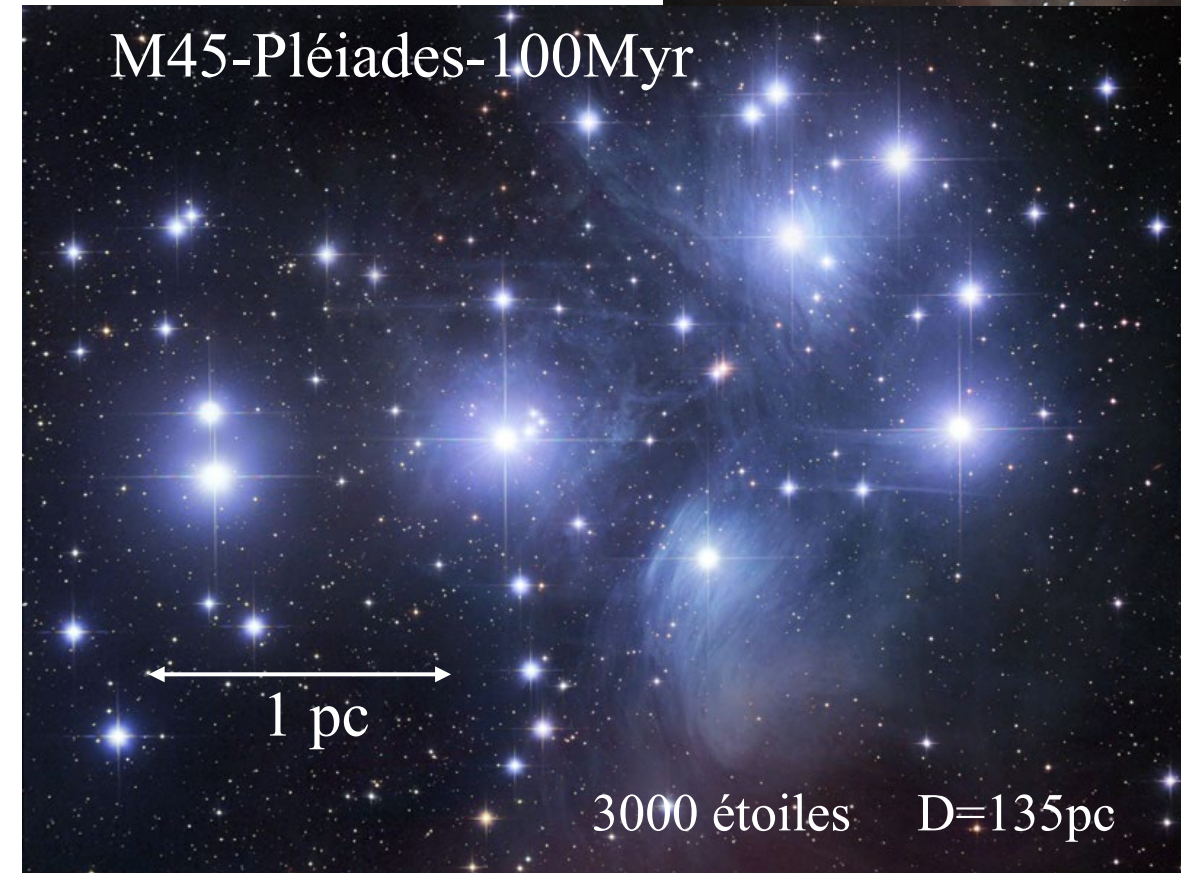
Amas ouverts, relativement jeunes 10-100Myr, gaz $t < 10\text{Myr}$

Le nombre d'étoiles dans les amas ouverts peut être juste une centaine

La dissolution peut survenir tôt, après 100 Myr, peu liés par la gravité
Plus jeunes, et proviennent de la PopI,
Gaz à forte métallicité

Intérêt d'observer des amas d'étoiles:

- étoiles de même âge
- à la même distance
- formées à partir du même gaz
- à la même métallicité



Nébuleuse par réflexion, nuage traversé

Les amas ouverts et associations

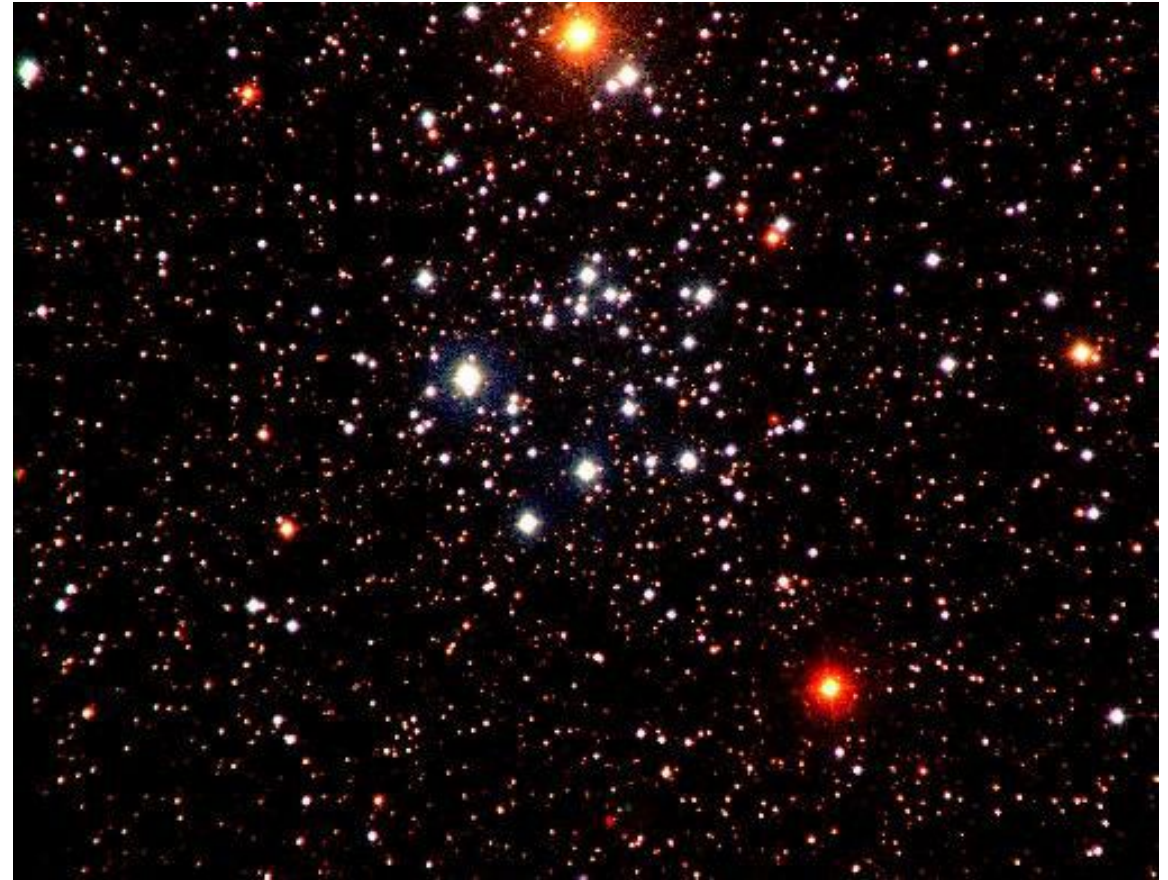
Les étoiles d'un amas ouvert dissous conservent une position et vitesse voisines
Ce sont des « moving groups », bien que non liés par gravité, leur souvenir reste **imprimé dans leur espace des phases**

Près de 2000 amas ouverts par GAIA
Lentement les étoiles se séparent

La gaz s'est dissocié depuis longtemps, car dissipatif

Possibilité de collisions: explique des associations avec différence d'âge

Amas ouvert: M50, non lié par la gravité



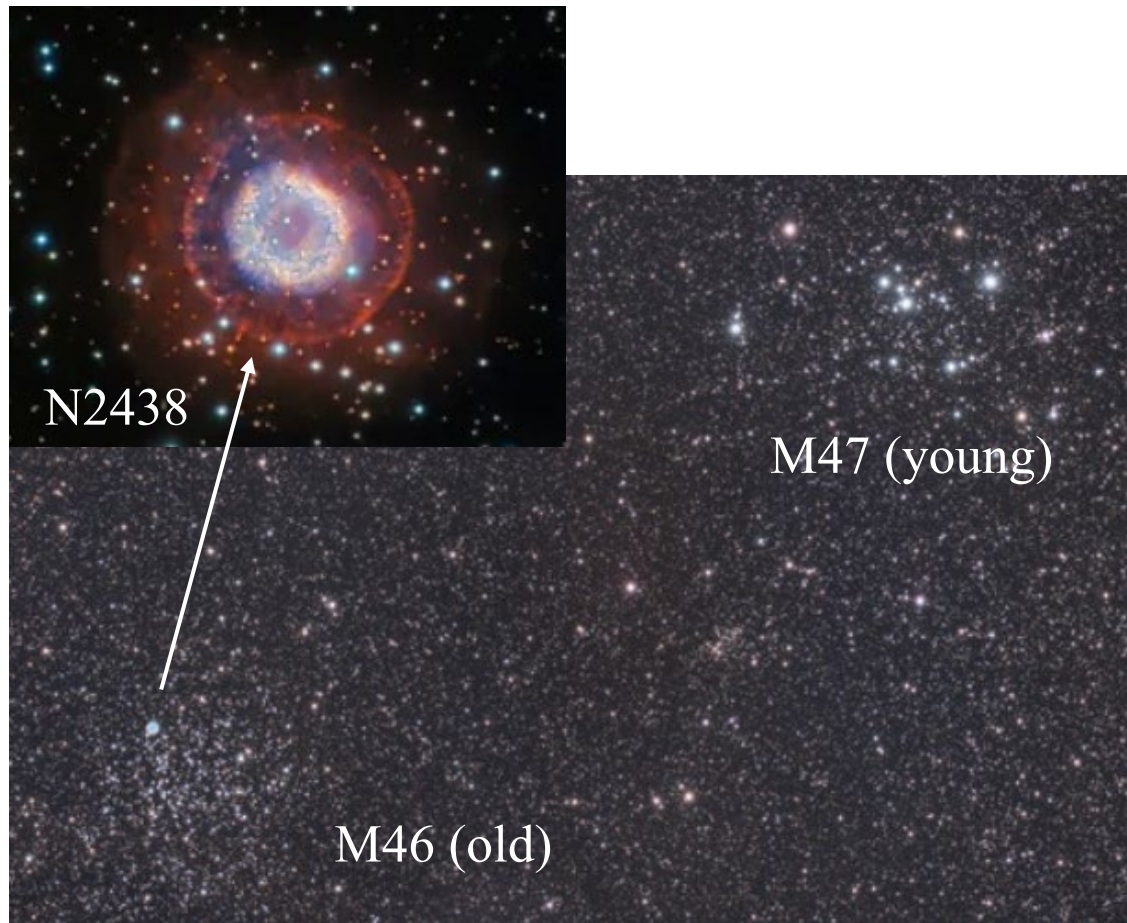
Des amas qui peuvent fusionner (ou non)

M46 1.7kpc, 251 Myr

M47 0.5kpc, 78 Myr

500 étoiles chacun

Champ de 1,5 degrés: NGC 869 (gauche) et NGC 884 (droite),
composés d'étoiles jeunes -- Séparation ~ 60 pc, âge 13 Myr,
produits dans la même région de formation d'étoiles



Les amas globulaires

Environ 150 GC dans la Voie lactée
300 dans Andromède, et plus jeunes

Nombre d'étoiles $\sim 100\,000$

Grande densité au centre

Liés gravitationnellement

Equilibre Viriel

PopII, faible métallicité

Profil de King

Parfois plusieurs générations

d'étoiles se succèdent

Gaz éjecté des étoiles?



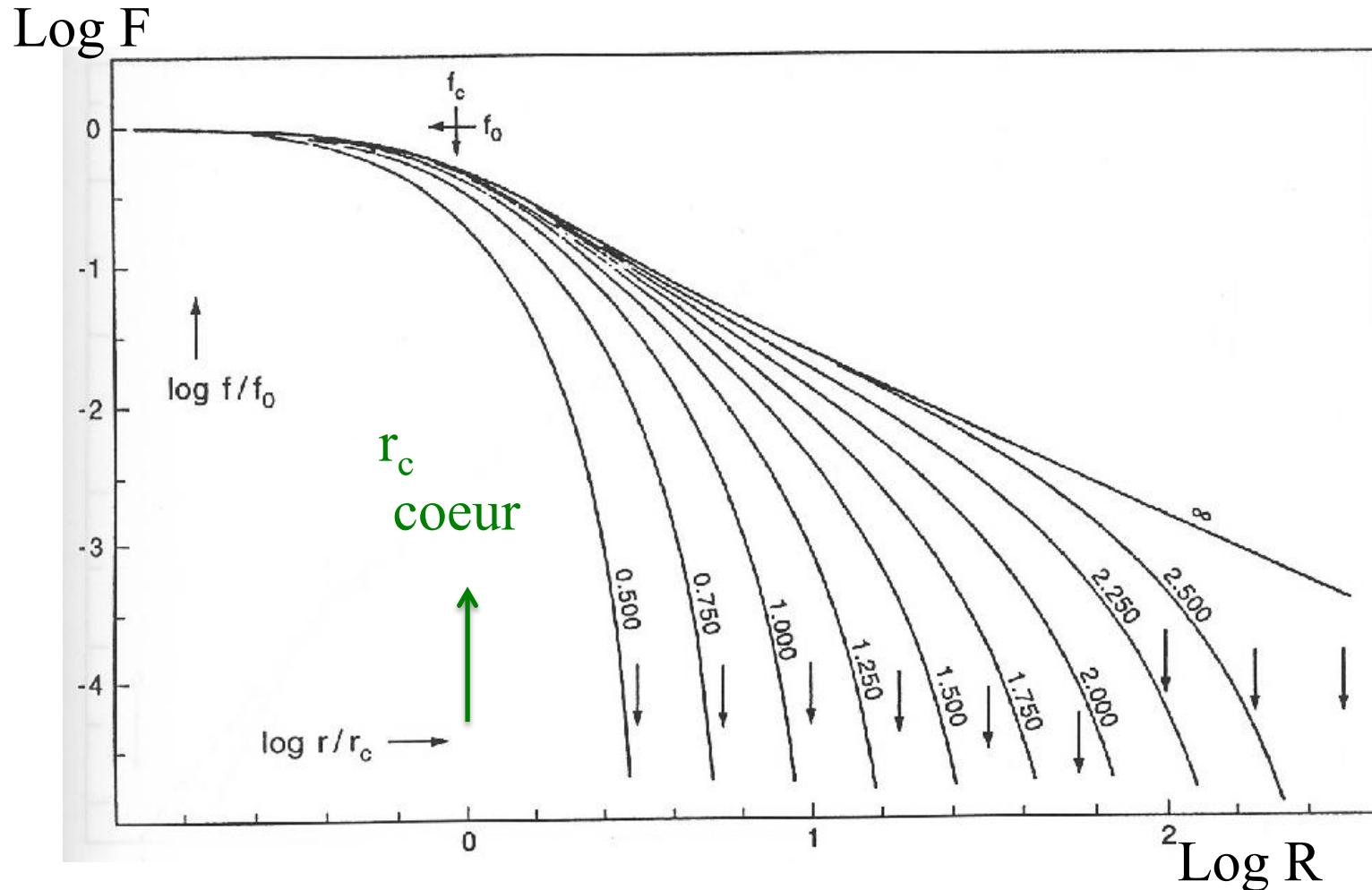
M92 HST

Profils de King

$$F(E) = 0 \quad E > E_0$$

$$F(E) = (2\pi \sigma^2)^{-1.5} \rho_0 [\exp(E_0 - E)/\sigma^2 - 1] \quad E < E_0$$

Energie E: intégrale du mouvement
 Après relaxation, équilibre Maxwellien
 Distribution de Boltzmann, $\propto \exp(-E/kT)$
 Energie cinétique $kT \propto \sigma^2$



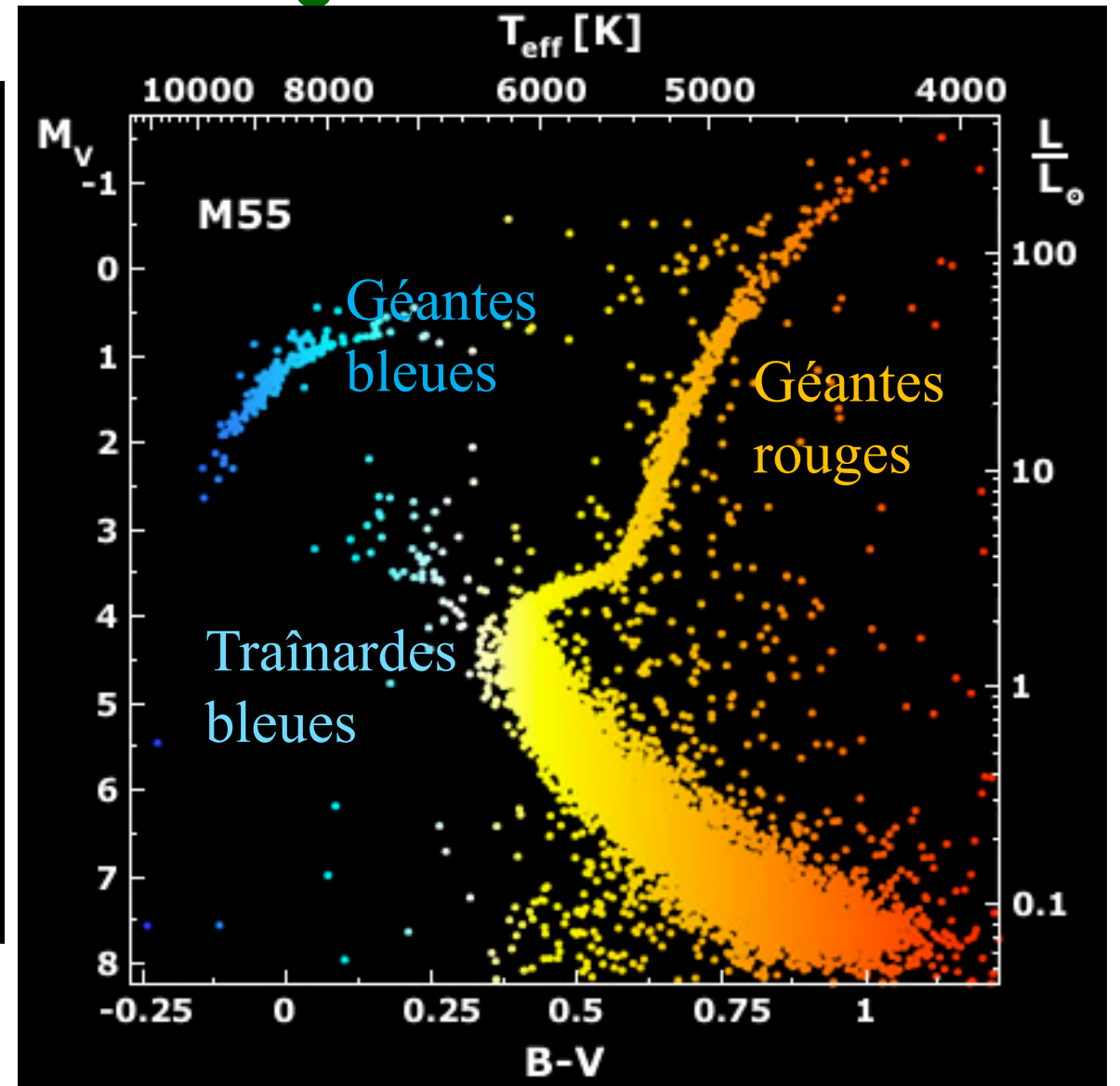
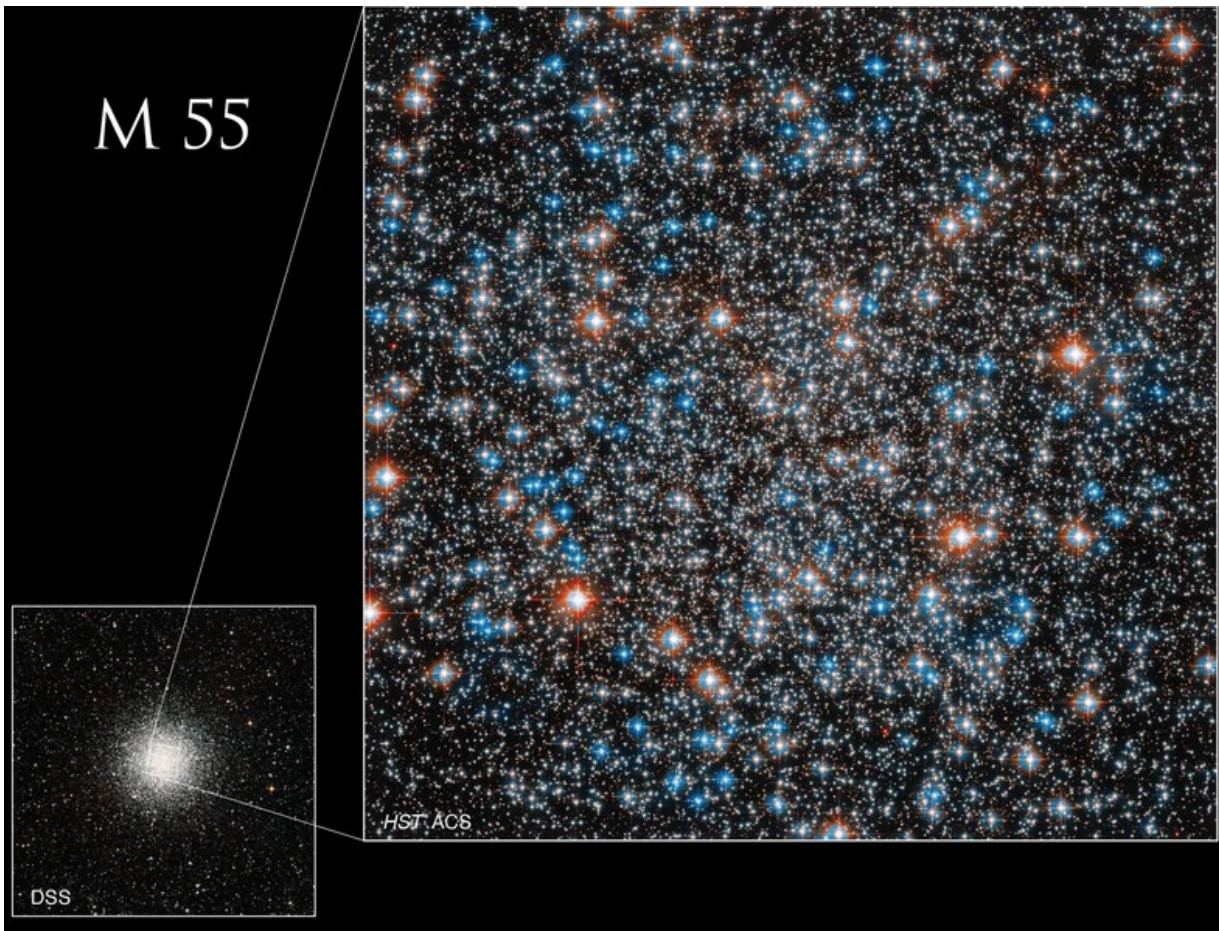
Concentration $C = \log(r_t/r_c)$

r_t = tidal radius

r_c = core radius

Troncature au rayon de marée

Diagramme HR d'un amas globulaire

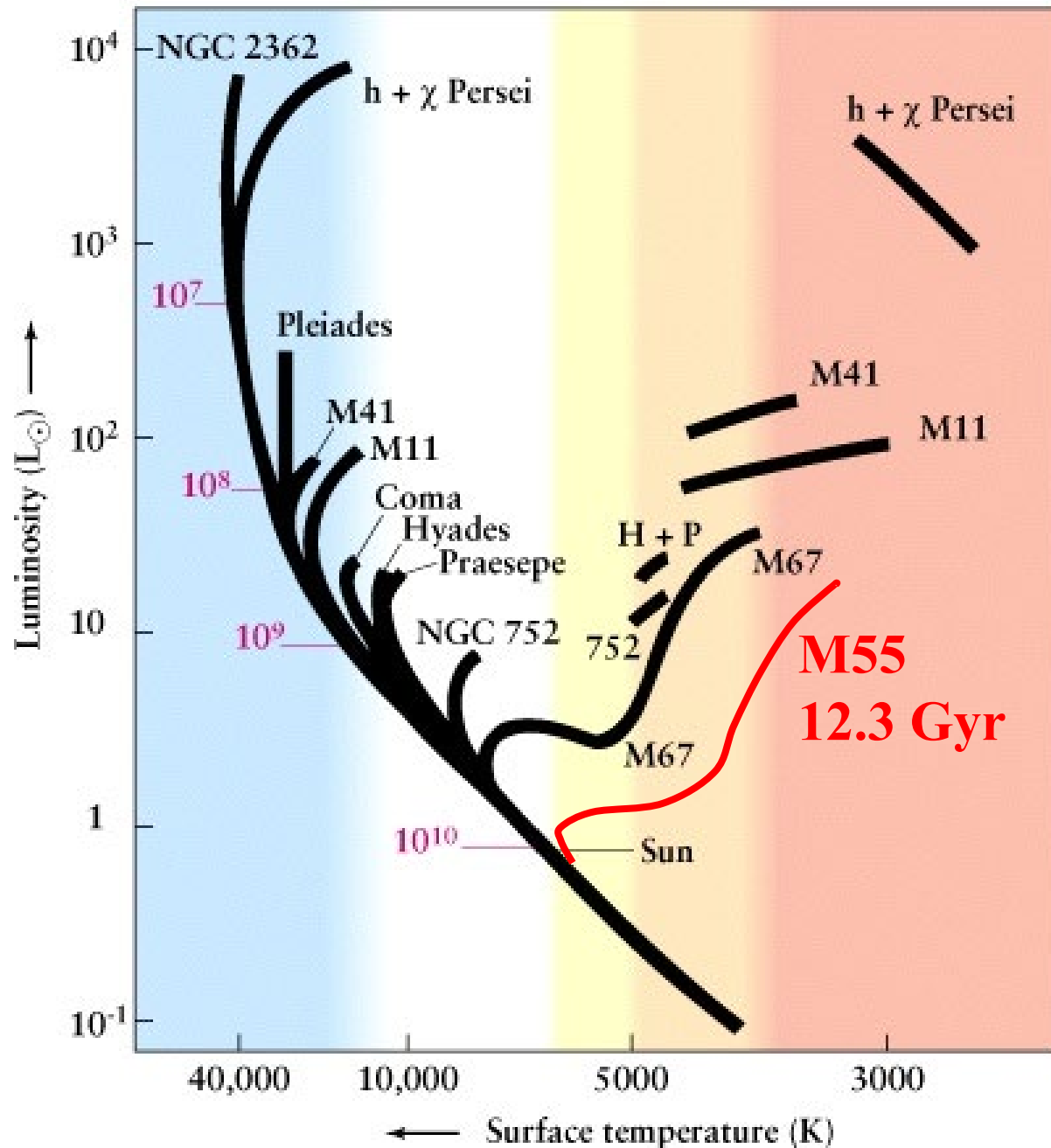


Blue-stragglers: collisions d'étoiles

Mochejska et al 2001



Age des amas & turn-off



Les amas ouverts, plus jeunes, contiennent encore des étoiles O, B tels N2362, h et chi Persei

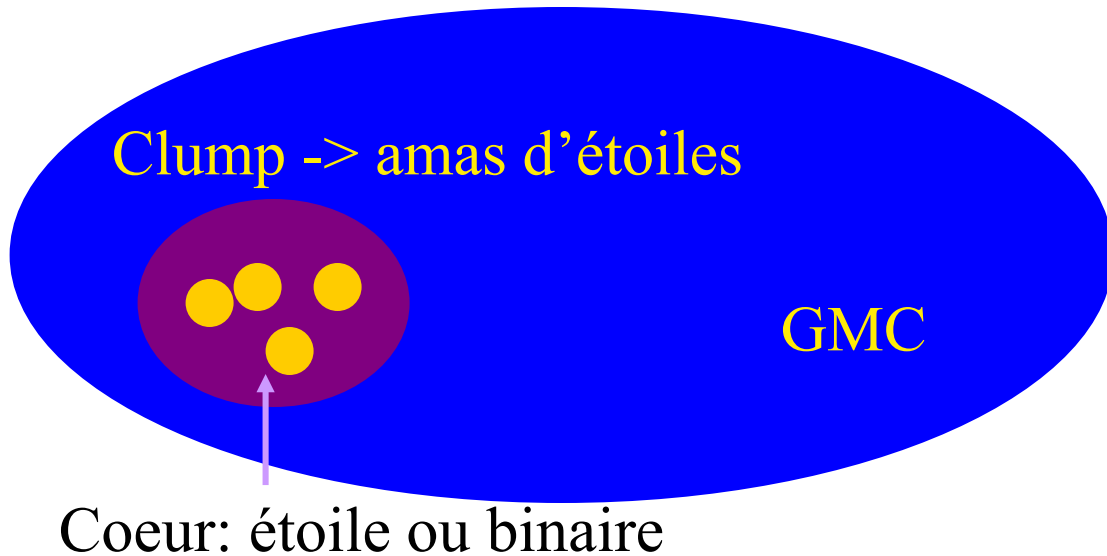
Le plus vieux M67 (2.6 Gyr) se compare avec certains amas globulaires

NGC2362
8 Myr



Formation des amas

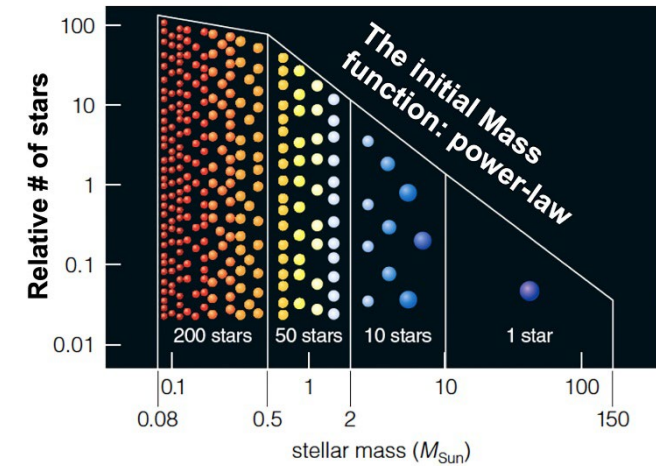
Les étoiles se forment en amas, à l'intérieur d'un nuage moléculaire géant (GMC)



Toute une distribution de masses se forme, selon l'IMF

Très peu de masse dans les étoiles les plus massives (O, B), mais ce sont elles qui sont la source du feedback, vents stellaires, SN rejet d'éléments lourds, métallicité et refroidissement

→ Formation contagieuse d'étoiles



Les amas sont d'abord détectés **en infrarouge**, car obscurcis par leur cocon de poussière

Proto-amas enfouis dans les nuages de poussière

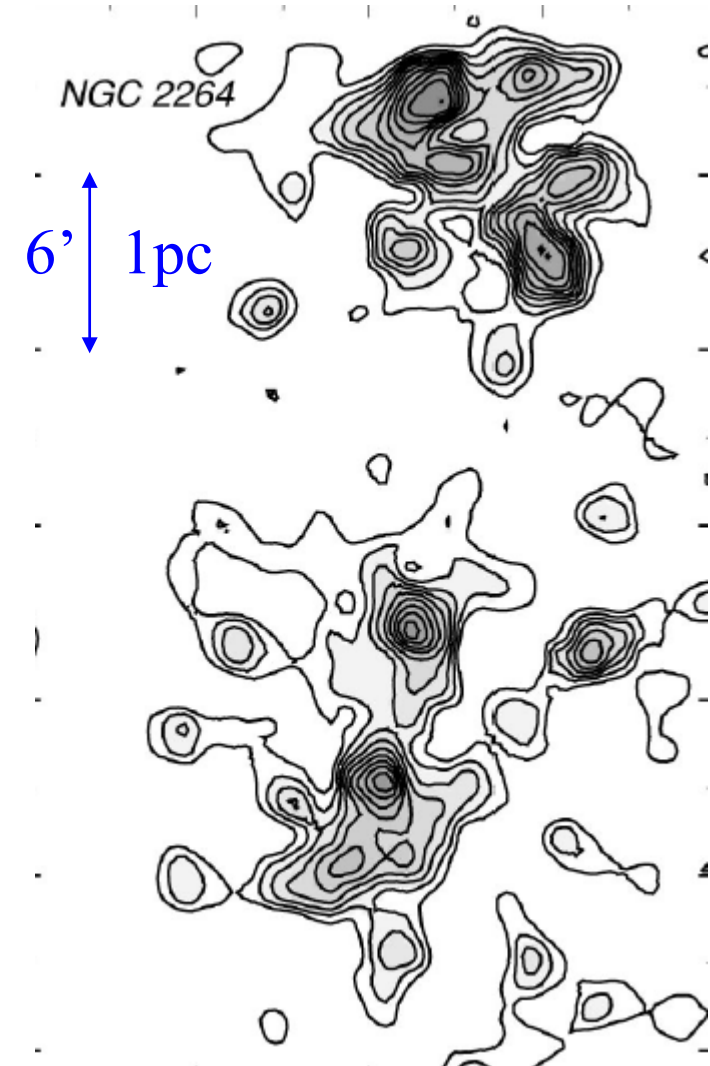
Contours de
 Σ -étoiles

70-90% des étoiles se forment dans ces amas (*Lada & Lada 2003*)
Le nombre de proto-amas (infrarouge) est 10 fois supérieur au nombre d'amas stellaires visibles → grande mortalité infantile!

Seulement 4-7% des proto-amas survivent leur sortie des nuages, pour devenir des amas ouverts comme les Pléiades

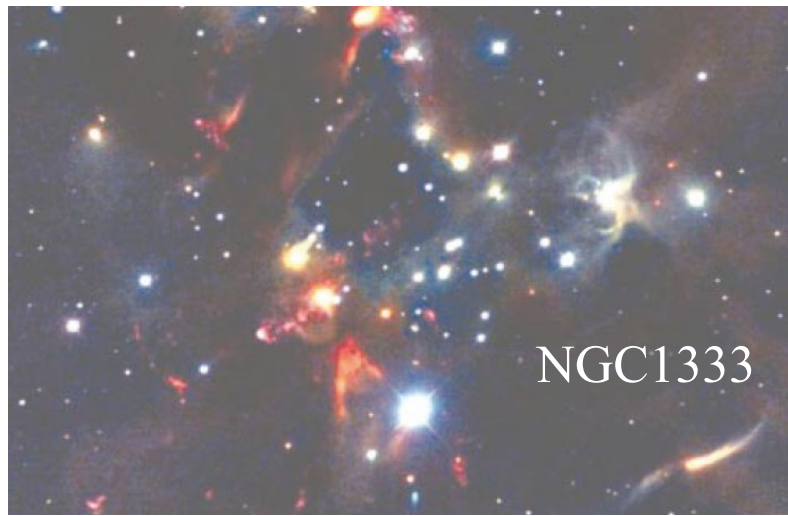
90% des étoiles se forment dans des amas riches de qqes centaines
La durée de vie dans les nuages moléculaires est < 10 Myr
Leisawitz et al 1989

Après 5 Myr, les étoiles se désolidarisent des nuages
Vitesse relative 10km/s Aussi les nuages de $10^4 M_{\odot}$ sont détruits par le feedback



Structure hiérarchique

Distribution en masses des proto-amas

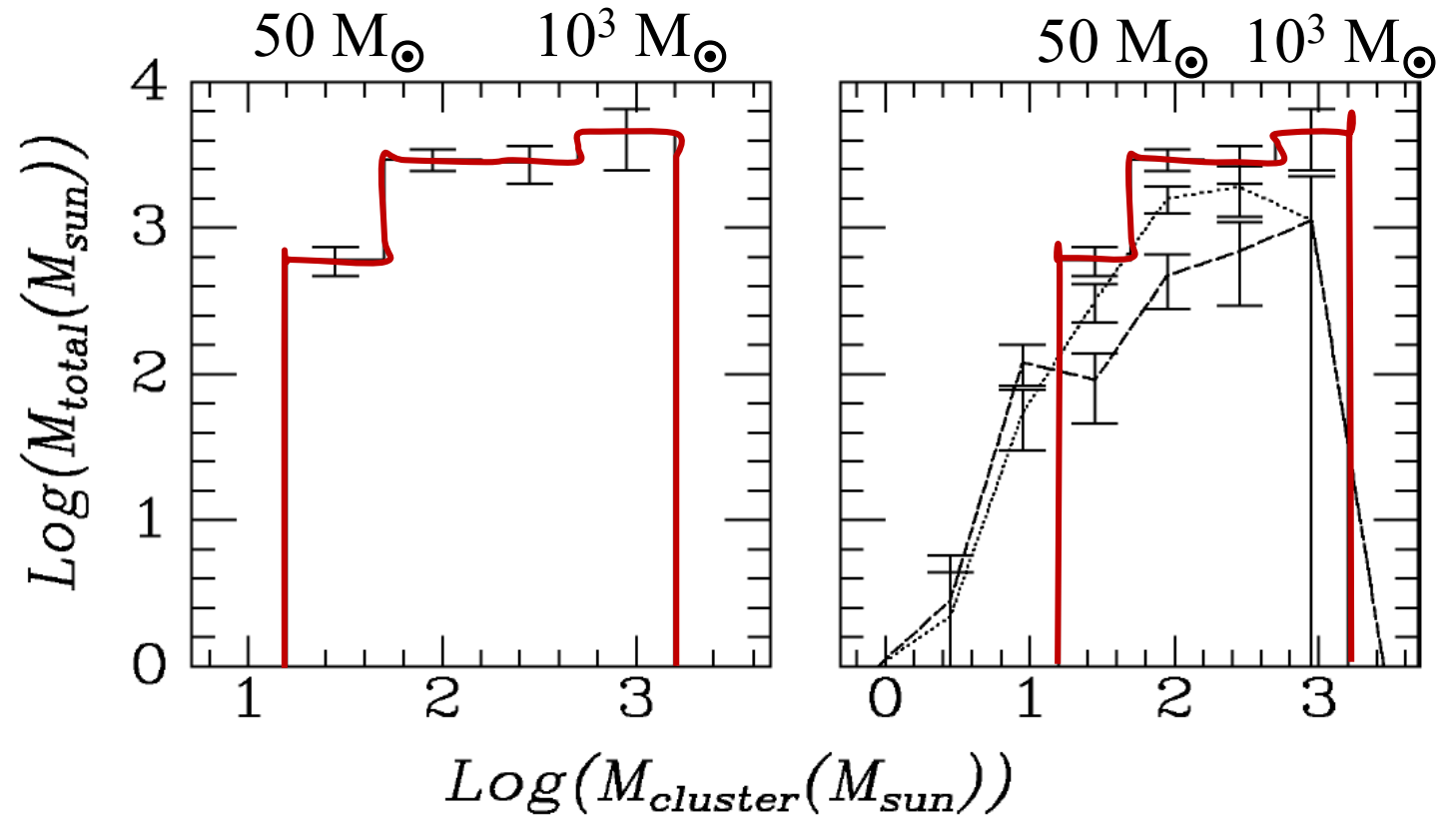


Entre 50 et 1000 M_{\odot} ,
distribution plate de $N \propto M_c$, en log
 $\rightarrow dN/dM \sim M^{-2}$

Au voisinage du Soleil
 \rightarrow Chute en deçà de 50 M_{\odot}

Cette loi de puissance $dN/dM \sim M^{-2}$
ressemble à celle des nuages GMC
 \rightarrow Même efficacité de SF?

Lada & Lada 2003



Tous les amas
connus dans MW

Uniquement amas
500pc près du Soleil
 \rightarrow plus complet pour les
petites masses

Physique de la formation

Les nuages moléculaires sont à l'équilibre du Viriel

Energie cinétique = énergie potentielle

Dispersion de vitesse $\sigma \rightarrow \sigma^2 = 2/5 G M/R$

Pression $\propto \rho\sigma^2$ $P \propto M/R^3$ $M/R \propto \Sigma^2$ ou $\Sigma = M/\pi R^2$

$$\bar{P}/k = 4.3 \times 10^8 \Sigma^2 K cm^{-3}$$

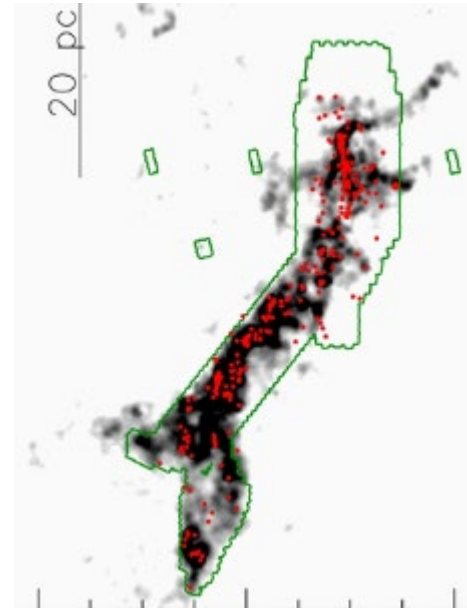
Amas enfouis



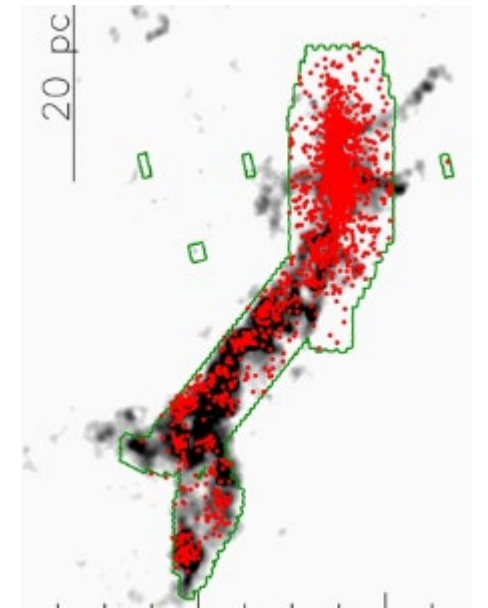
N6334 en JHK

Amas enfouis
âge < 10 Myr

$\sigma \sim 10$ km/s



Proto-stars (class 0)



Young stars (class II)

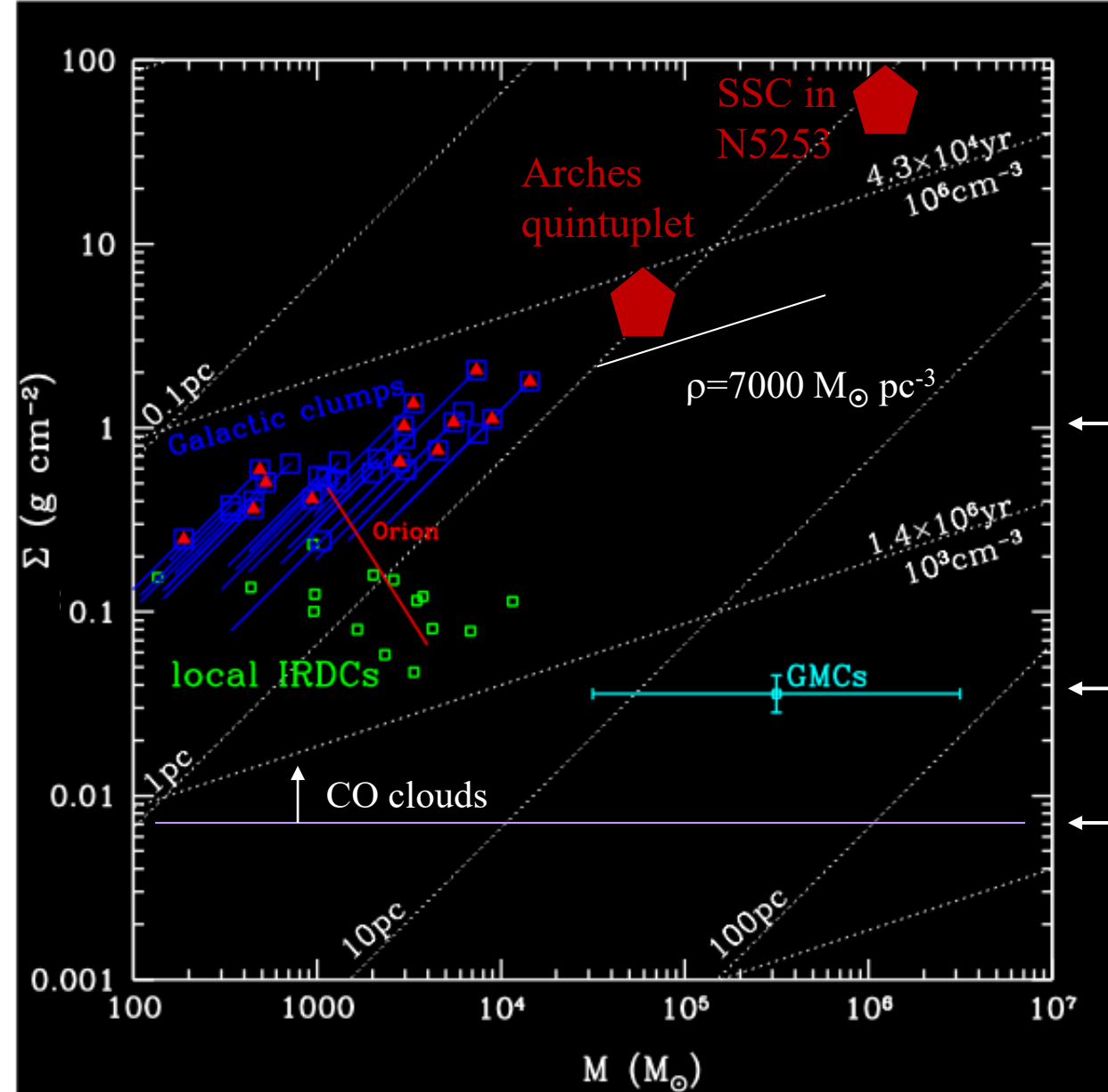
Densité de surface vs. masse des amas

$$\Sigma \equiv \frac{M}{\pi R^2} \propto \rho^{2/3} M^{1/3}$$

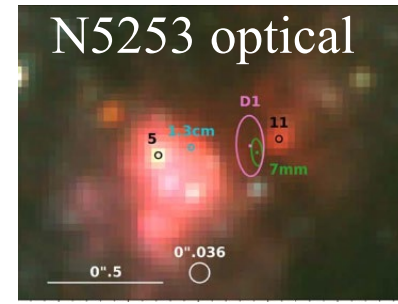
$$\Sigma = 1 \text{ g/cm}^2 = 4 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$$

$$\bar{P}/k = 4.3 \times 10^8 \Sigma^2 \text{ K cm}^{-3}$$

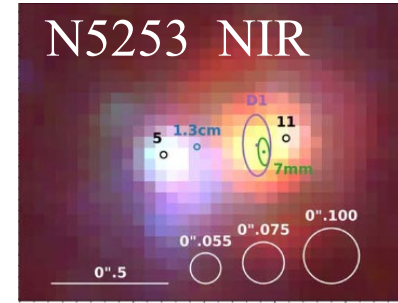
$$t_{ff} = \left(\frac{3\pi}{32G\rho} \right)^{1/2}$$



← $A_V = 200$
 $N_H = 4.2 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$
 $\Sigma = 4800 \text{ M}_\odot \text{ pc}^{-2}$



← $A_V = 7.5$
 $N_H = 1.6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$
 $\Sigma = 180 \text{ M}_\odot \text{ pc}^{-2}$



← $A_V = 1.4$
 $N_H = 3.0 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$
 $\Sigma = 34 \text{ M}_\odot \text{ pc}^{-2}$

Jonathan Tan
2004

Smith, L et al 2020

Formation et fusion d'amas

Les nuages s'effondrent en filaments, qui produisent des cœurs denses,
Puis les sous-amas peuvent fusionner en amas d'étoiles
L'IMF plein n'est obtenu que dans les régions les plus denses

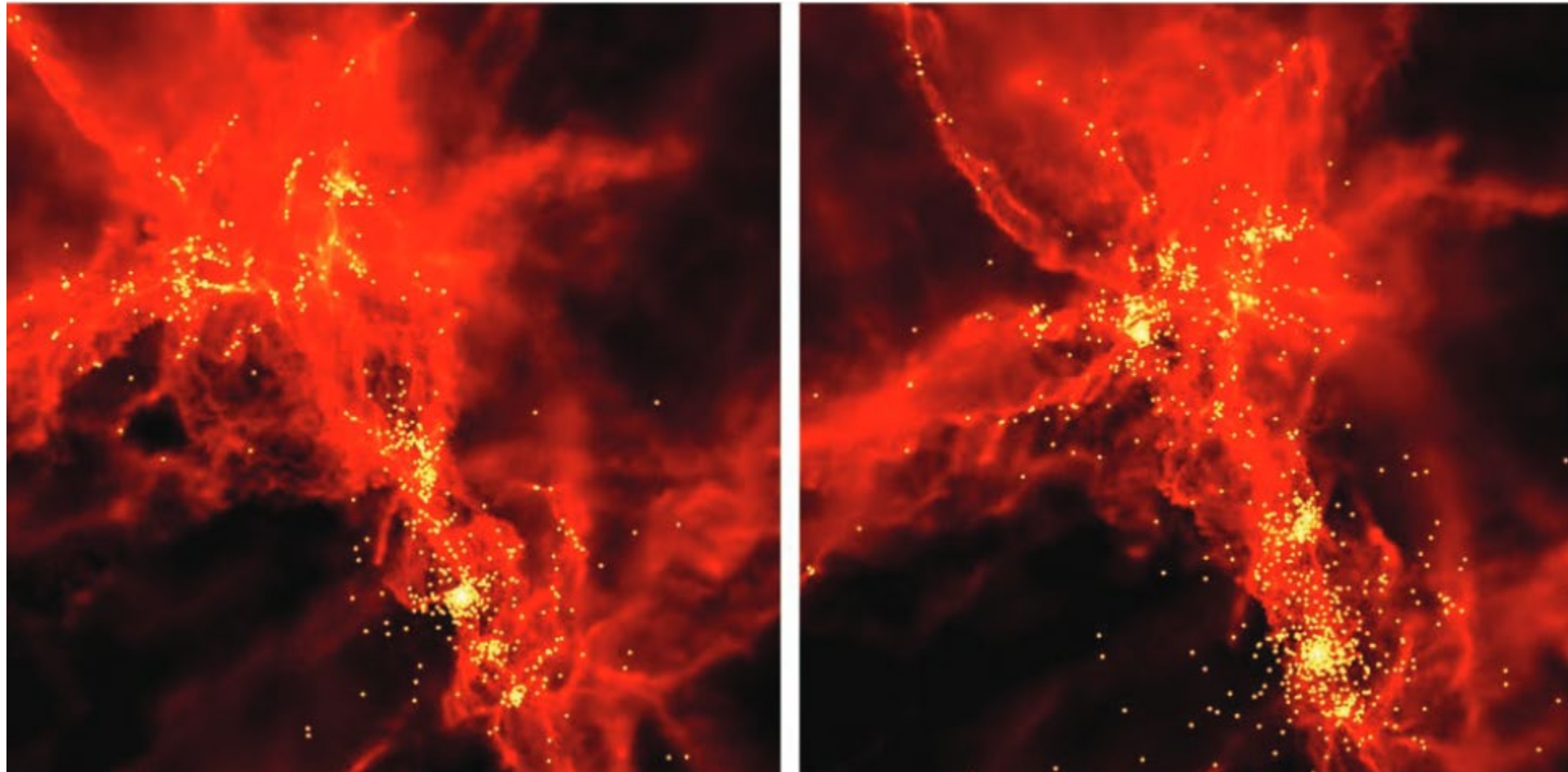
Bonnell et al 2011

Nuage $10^4 M_{\odot}$
2500 étoiles

$\langle \text{SFE} \rangle \sim 4\%$

En fait de 1 à 40%
selon la densité

Finalement, SF dure
un t_{dyn} pour les
régions liées



Evolution des amas enfouis

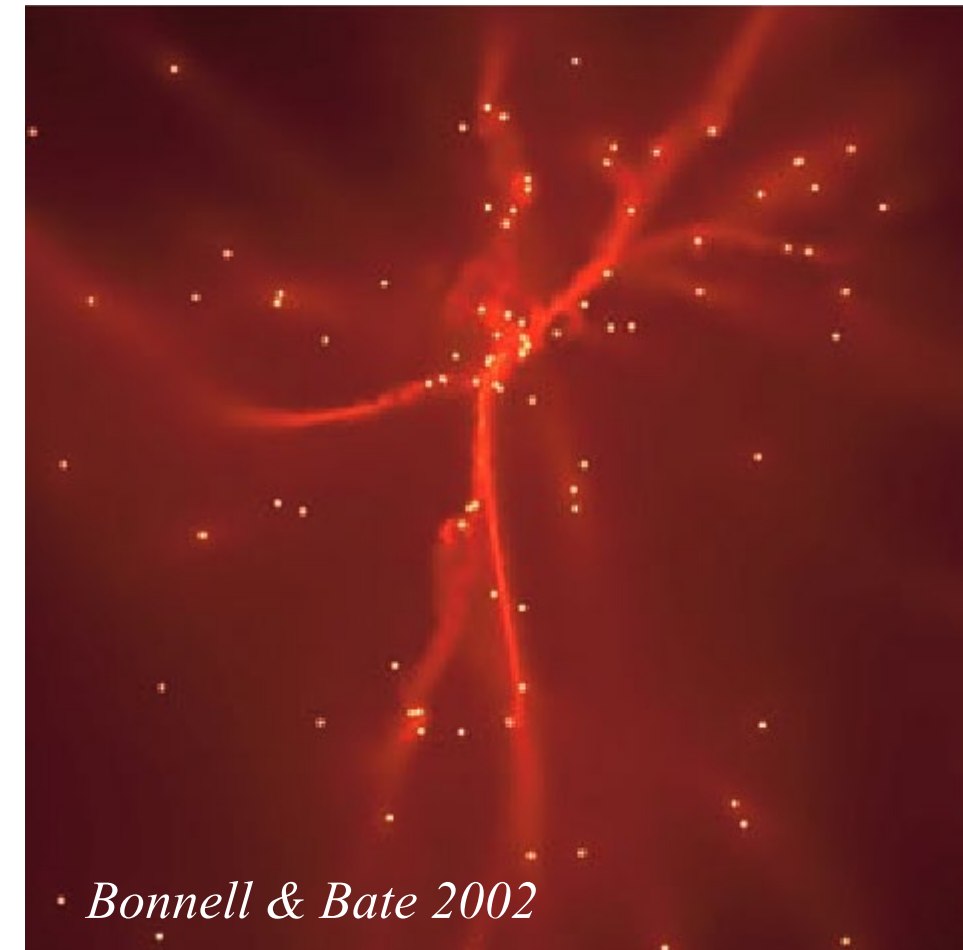
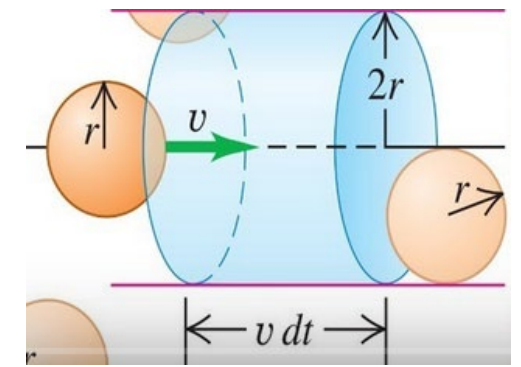
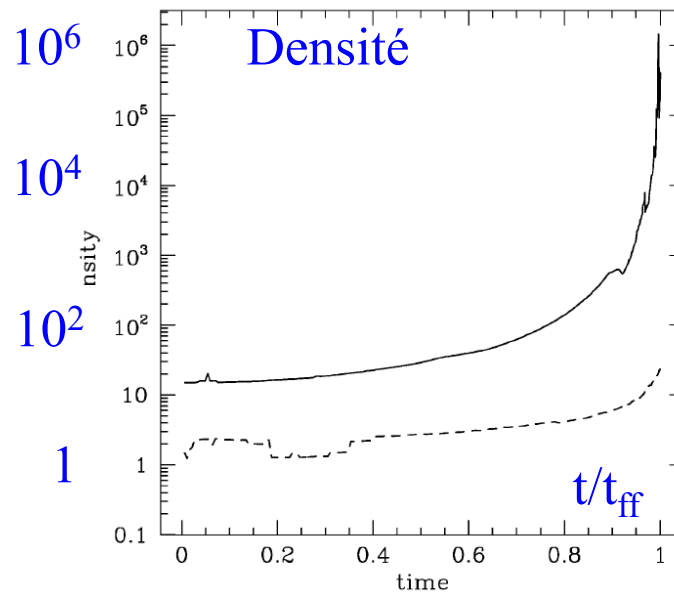
Accrétion de gaz → effondrement des cœurs à haute densité

→ formation des étoiles les plus massives

→ Aussi collisions entre étoiles

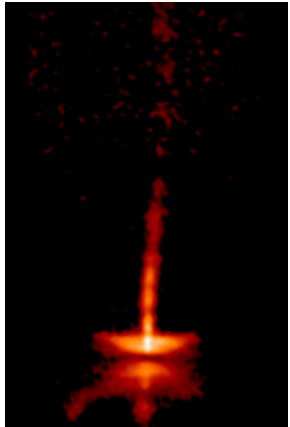
$$\frac{1}{t_{\text{coll}}} = 16\sqrt{\pi}n v_{\text{disp}} R_*^2 \left(1 + \frac{GM_*}{2v_{\text{disp}}^2 R_*} \right)$$

Relativement long et peu efficace, sauf au sein des amas denses



Bonnell & Bate 2002

Destruction des nuages/amas

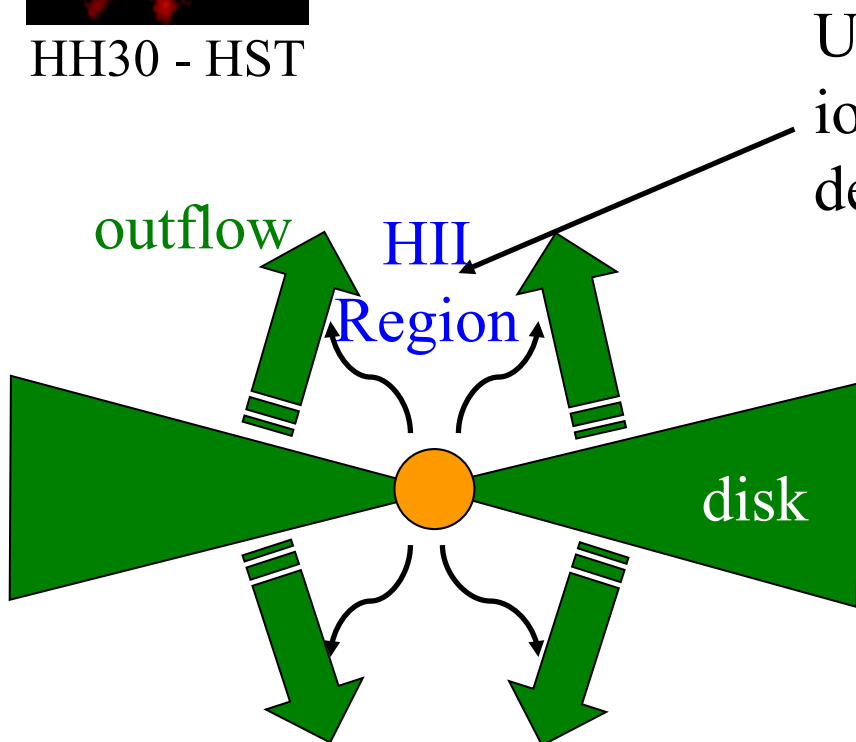


HH30 - HST

Feedback de la formation stellaire

Le vent du disque permet de collimater l'outflow

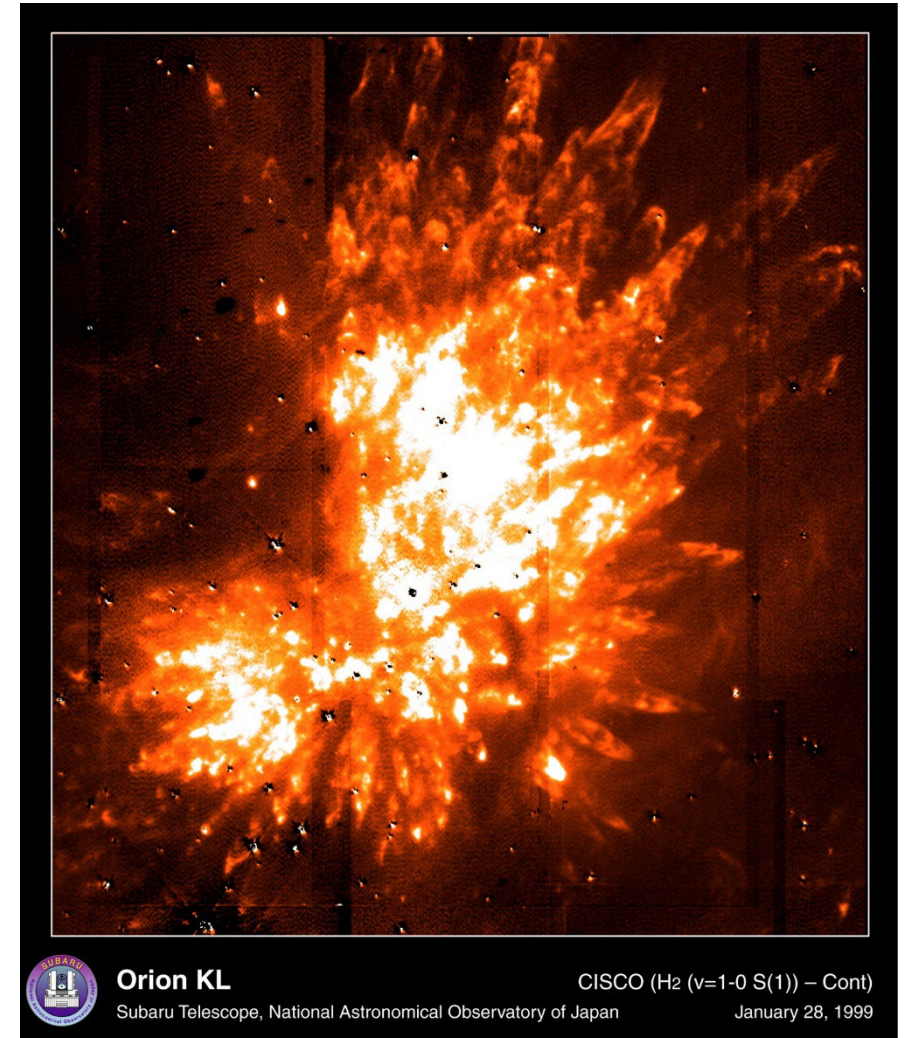
Flots bipolaires: gaz moléculaire entraîné



Une étoile massive peut ioniser la partie centrale de l'outflow

H₂ excité par les chocs

Kaifu et al. (2000)



Orion KL

Subaru Telescope, National Astronomical Observatory of Japan

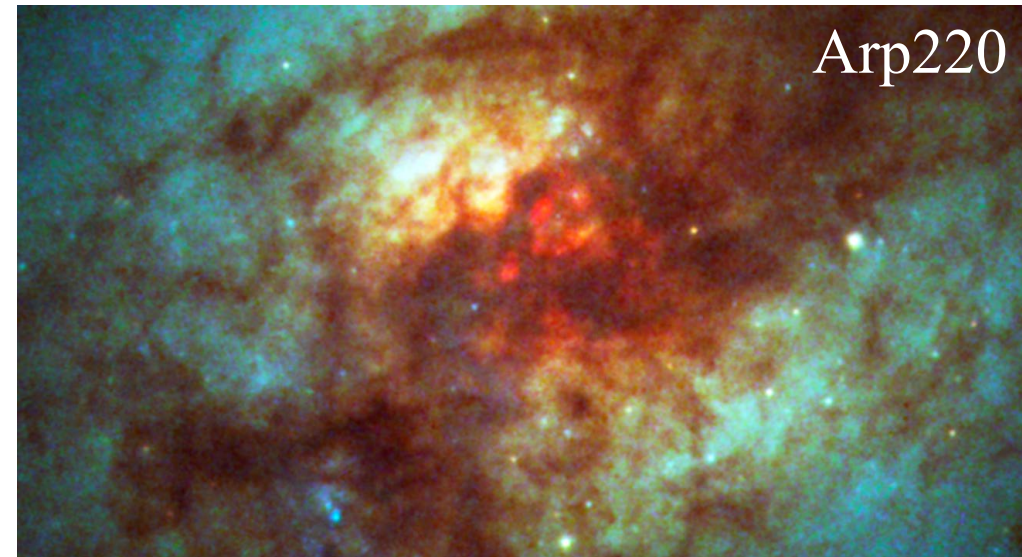
CISCO (H₂ (v=1-0 S(1)) - Cont)

January 28, 1999

Formation des amas globulaires

Dans notre Galaxie, les amas globulaires sont très vieux 8-10 Gyr PopII, disque épais et halo stellaire
Leur population diminue, 1000 → 160 aujourd'hui, par interaction de marée avec le disque et le bulbe de la Voie lactée

Leur formation est étudiée dans les galaxies proches
Fusion de galaxies, prototype les Antennes



Simulation de la formation des GC

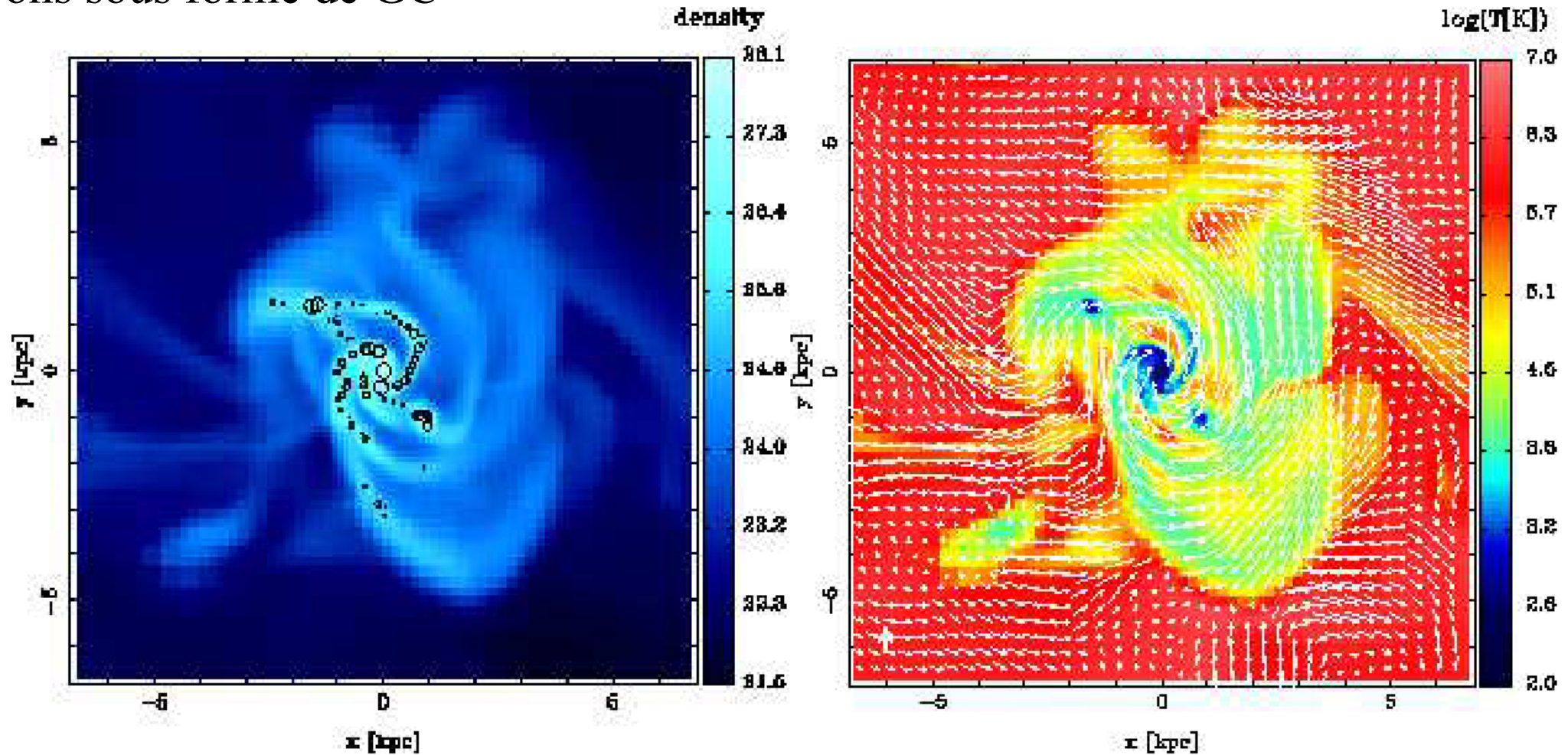
Meilleure époque $z=3-5$ (début $z=12$)
 2×10^{-4} des baryons sous forme de GC

$$M_{GC} = 3 \times 10^6 M_{\odot} (M_h / 10^{11} M_{\odot})^{1.1}$$

$$dN/dM \propto M^{-2}$$

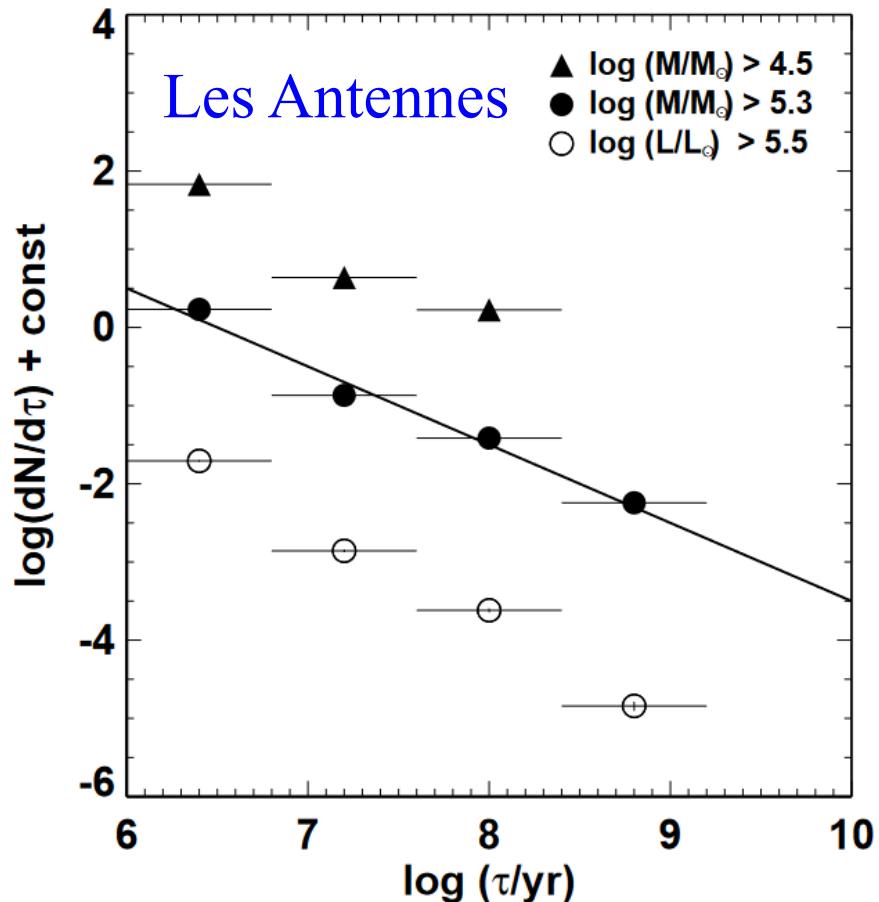
Distribution
comparable à
la Voie lactée

De $10^4 M_{\odot}$
à $10^7 M_{\odot}$
Selon la densité
de gaz



Amas globulaires en formation

Les Antennes: jeunes amas d'étoiles (en rose),
Contenant des dizaines/centaines de milliers
d'amas globulaires en formation
10% d'entre eux vont survivre, et se condenser
→ Amas globulaires



$$dN/dM \propto M^{-2}$$

Forte mortalité infantile

Fall et al 2005



Seules les interactions de galaxies peuvent projeter
et compresser le gaz pour former simultanément
en un seul lieu autant d'étoiles **Super Star Clusters= SSC**

Formation des amas globulaires

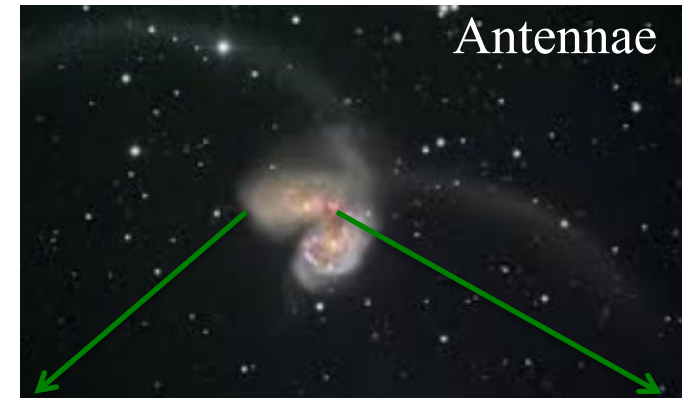
Des milliers d'amas denses d'étoiles se forment dans les interactions de galaxies



NGC1850-double amas (4Myr) du Grand Nuage de Magellan

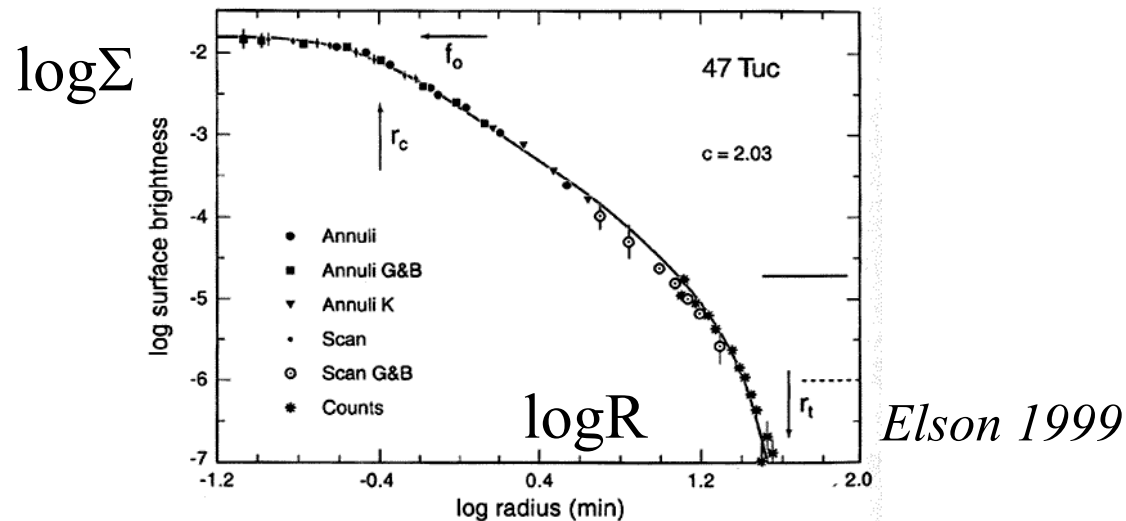
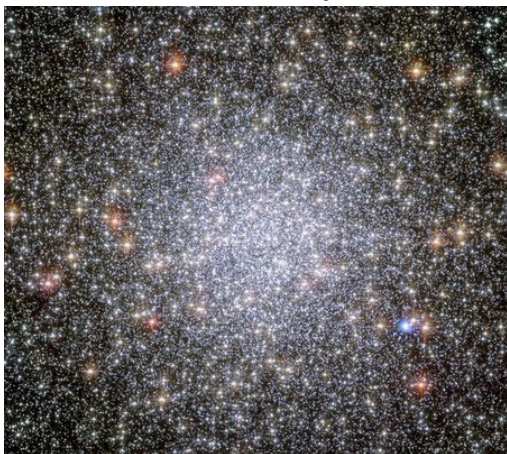
Romaniello et al 2006

Le gaz est soufflé par des SN-II



Equilibre, après relaxation violente

47 Tuc, 13 Gyr



Super amas stellaires



Super Star Clusters (SSC)

Les plus massifs et les plus denses
amas d'étoiles jeunes, résultats d'une
intense dissipation d'énergie

Masse stellaire $> 10^4 M_{\odot}$

$R_{1/2} < 5-7$ pc

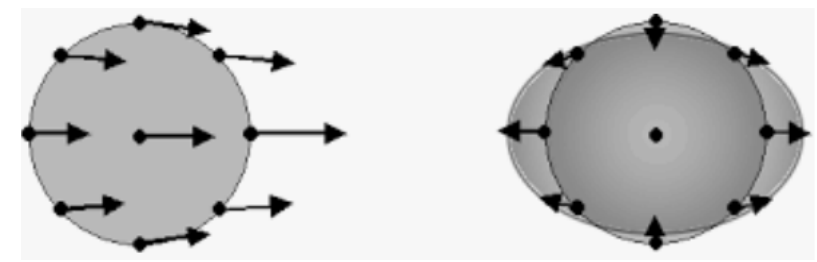
Densité ($< R_{1/2}$) = $10^4-10^6 M_{\odot}/\text{pc}^3$

Age qq 100Myr

Bien rassemblés dans les régions
critiques des galaxies en interaction

M82: galaxie perturbée (M81 group)

SSC favorisé dans le noyau

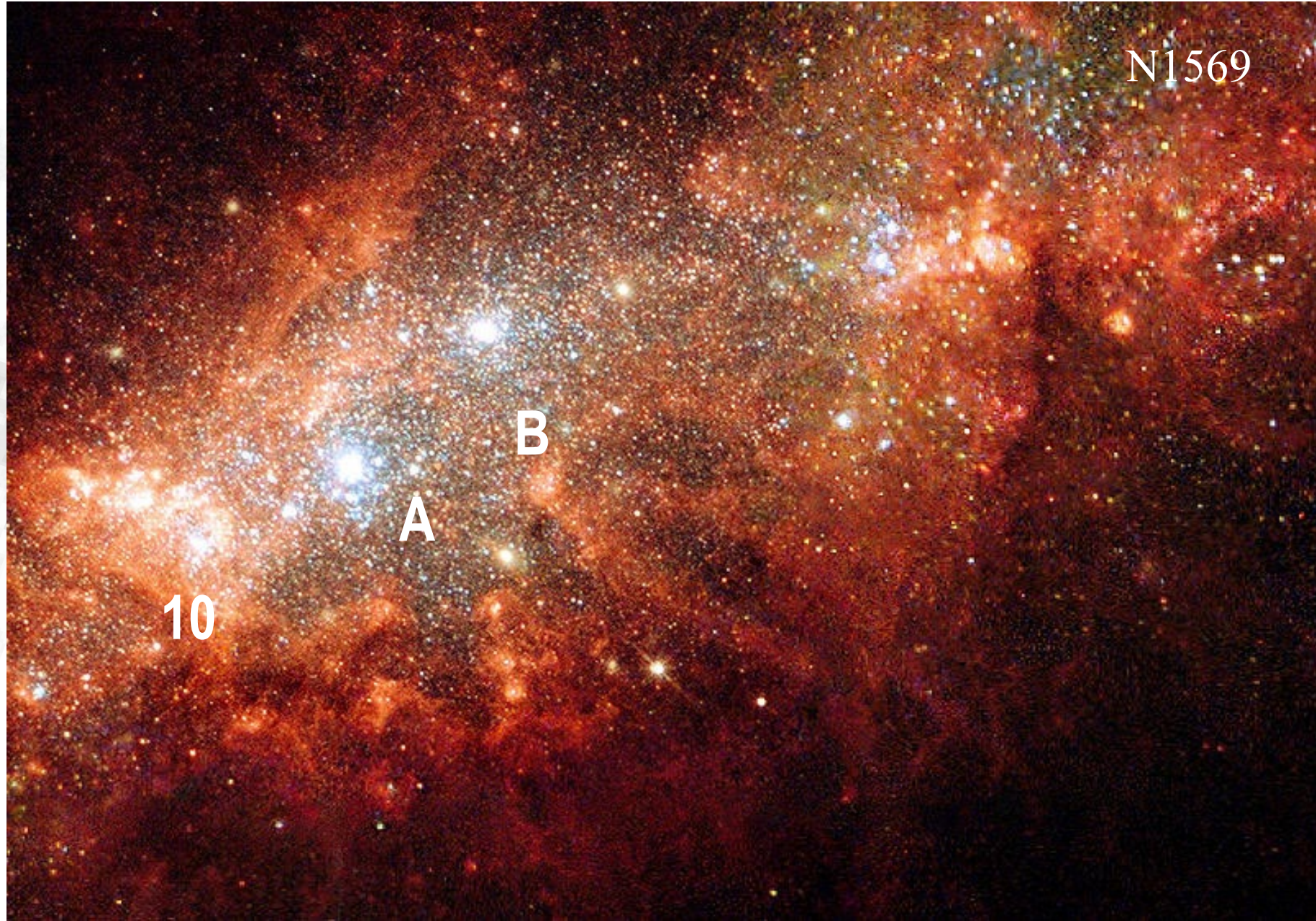


$F(R) = -GM(R)/R^2$ si $\rho \propto r^{-\alpha}$, $F(R) \propto R^{(1-\alpha)}$

Quand $\alpha < 1$ forces compressives (F croît avec R)



Double amas?

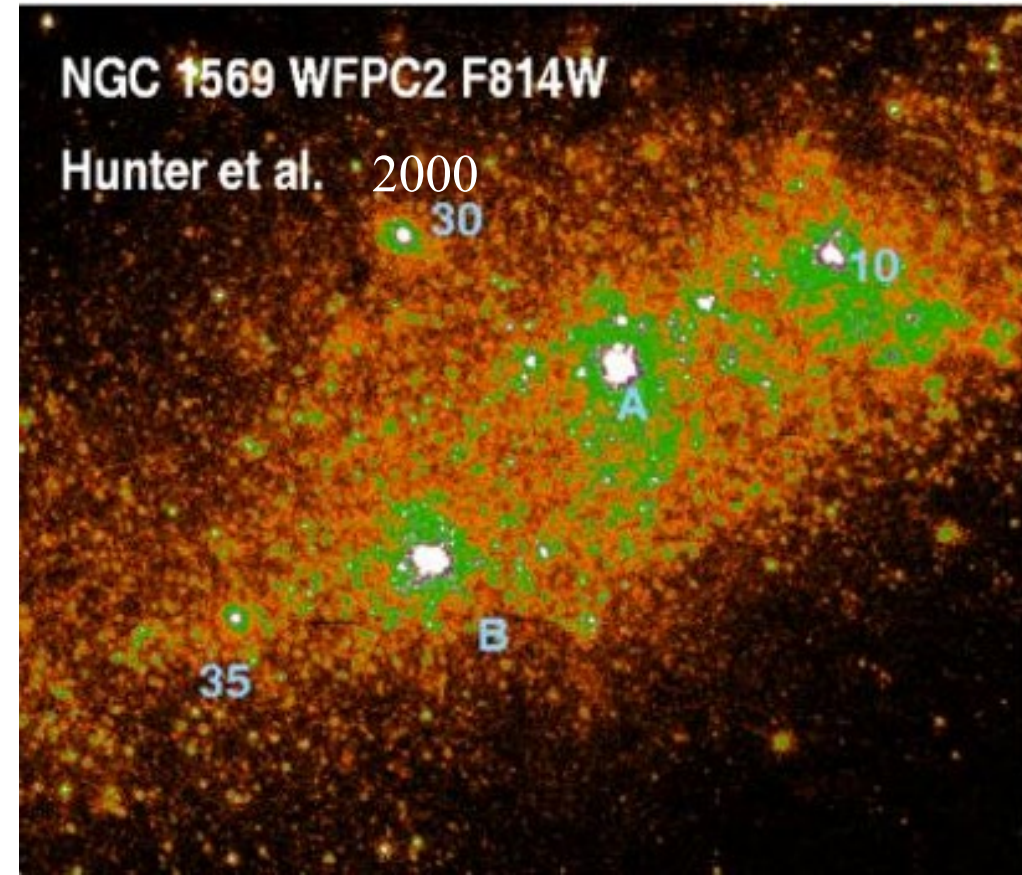
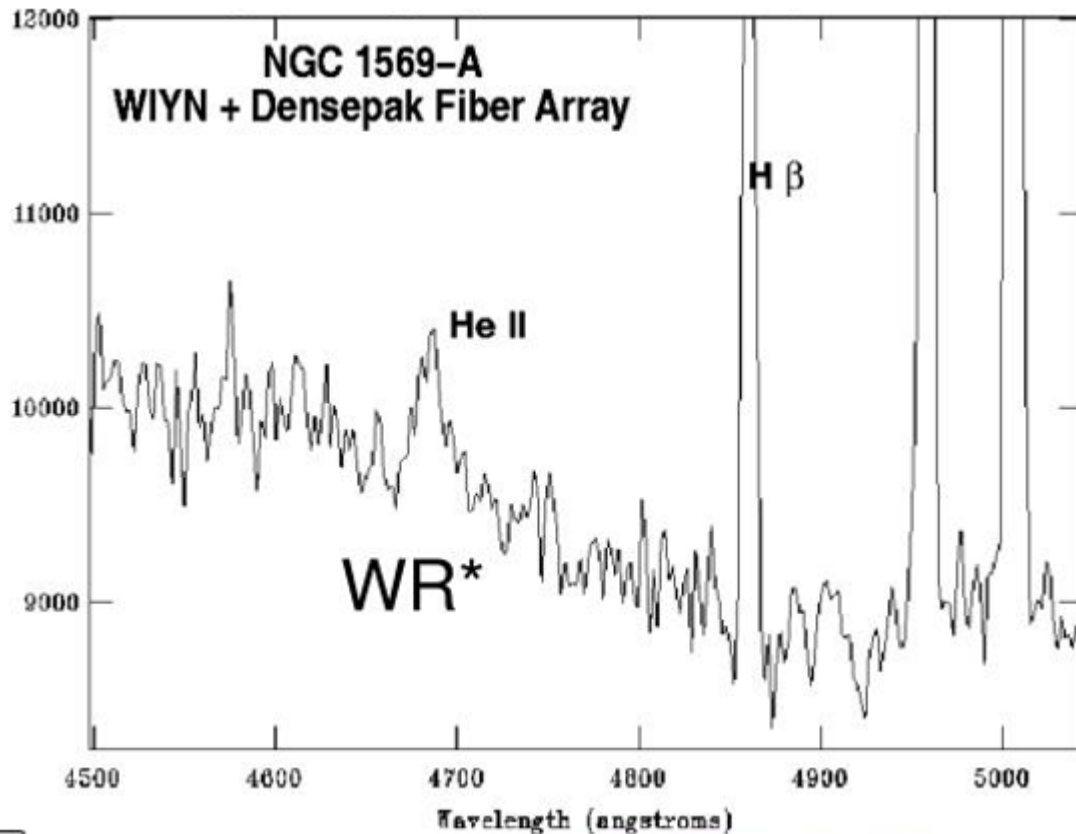


N1569A est en fait
2 amas, séparés par $0.2''$
RSG + WR pas le même
âge, $R_{1/2} = 1.6\text{pc}$
→ Amas globulaires

Super amas double dans NGC 1569

Spectre composite, un mix de grand âge ($> 10\text{Gyr}$), et aussi des étoiles très jeunes, de Wolf-Rayet, de masse $30\text{-}40 M_{\odot}$

Ces étoiles perdent leur enveloppe, avant d'explorer en SN \rightarrow HeII ionisé



Dynamique des étoiles: milieu sans collisions à grand N

Paradoxe: pas de collisions quand le nombre de particules est très grand $N \sim 10^{11}$ dans le disque de la Galaxie (R, h)



Rencontre à deux corps, où les étoiles échangent de l'énergie

le temps de relaxation à deux corps T_{rel} , par rapport au temps de traversée $t_c = R/v$ est:

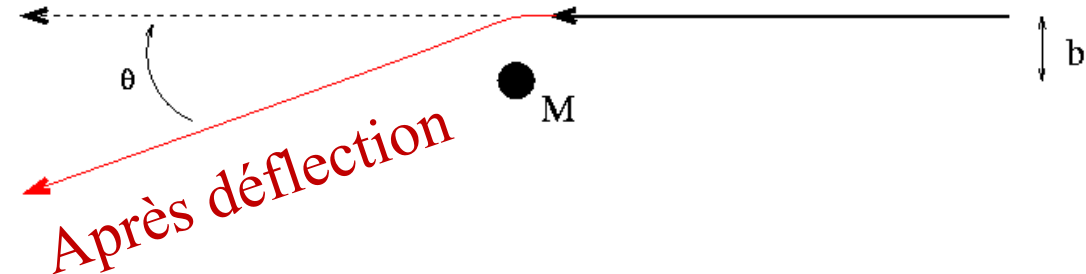
$$T_{rel}/t_c \sim h/R \ N/(8 \log N)$$

ordre de grandeur: $t_c \sim 10^8$ y $T_{rel}/t_c \sim 10^8 \rightarrow T_{rel} \sim 10^{16}$ yr \gg âge Univers

Le potentiel d'un nombre faible de corps est très "accidenté" et diffus, alors que $N \gg 1$, le potentiel est "lissé"

Collisions entre étoiles

Chemin original

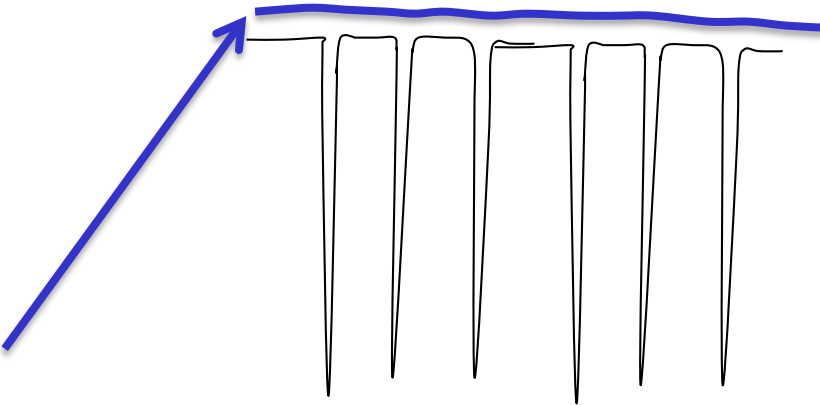


$$\delta E = -v_i^2/2 / (1+b^2v^4/4G^2m^2)$$

Trel pour $\delta E \sim E$

Faible N, nombreuses collisions
Potentiel très diffusif

Grand N, potentiel lissé



➔ Plus N est grand, moins il y a de collisions

Ségregation de masse des amas



| -50pc →

Temps de relaxation $t_{\text{relax}} \simeq \frac{0.1 N}{\ln N} t_{\text{cross}}$

Temps de traversée $t_{\text{cross}} \simeq \sqrt{\frac{R^3}{GM}}$

$R_{\text{ext}} \sim 50 \text{ pc}$, $M = 6 \cdot 10^5 M_{\odot}$, $N = 10^6$ étoiles,

→ $t_{\text{cross}} = 7 \cdot 10^6 \text{ yr}$ et $t_{\text{relax}} = 5 \cdot 10^{10} \text{ yr}$, $> \hat{\text{âge}} 10^{10} \text{ yr}$

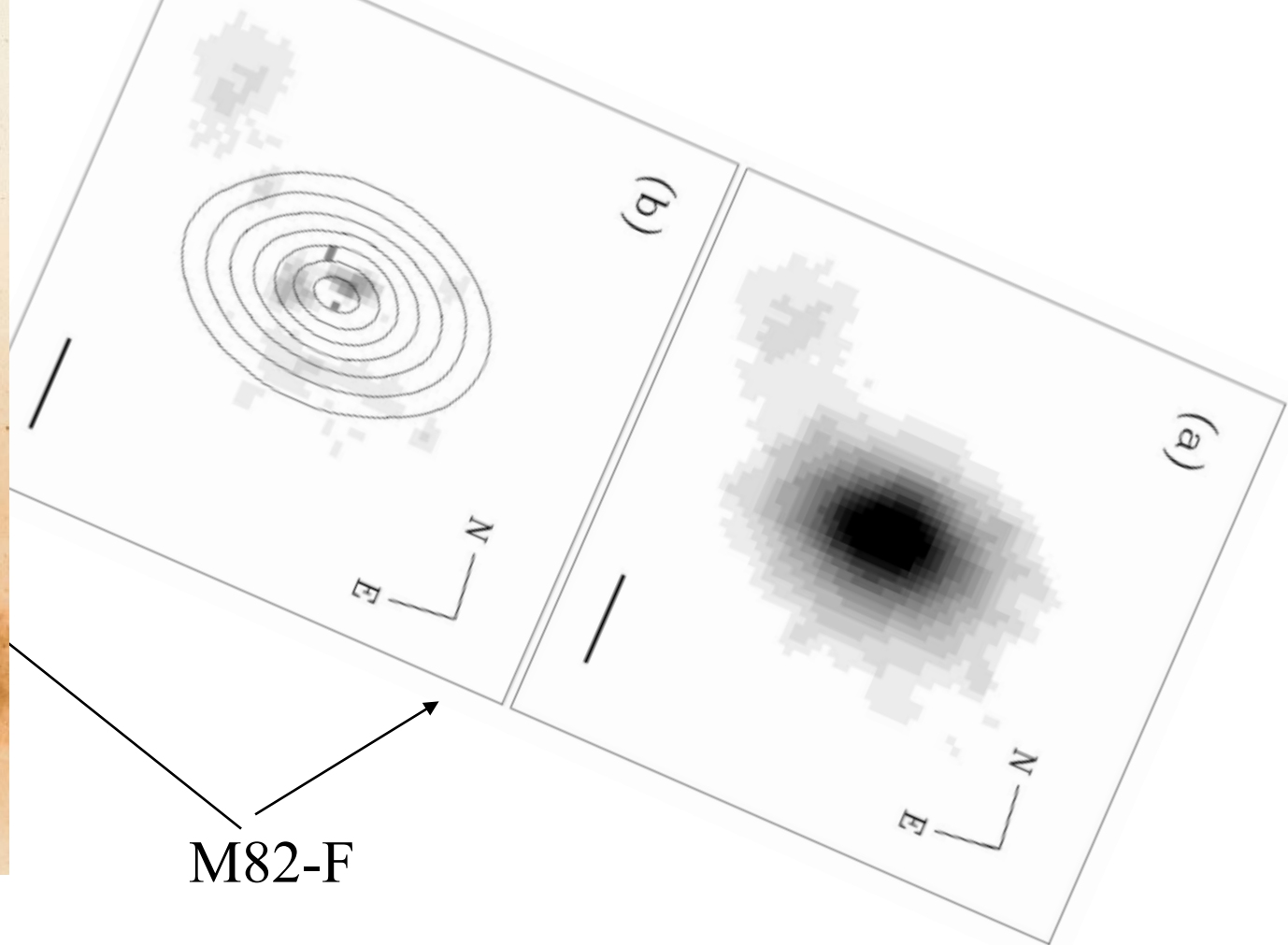
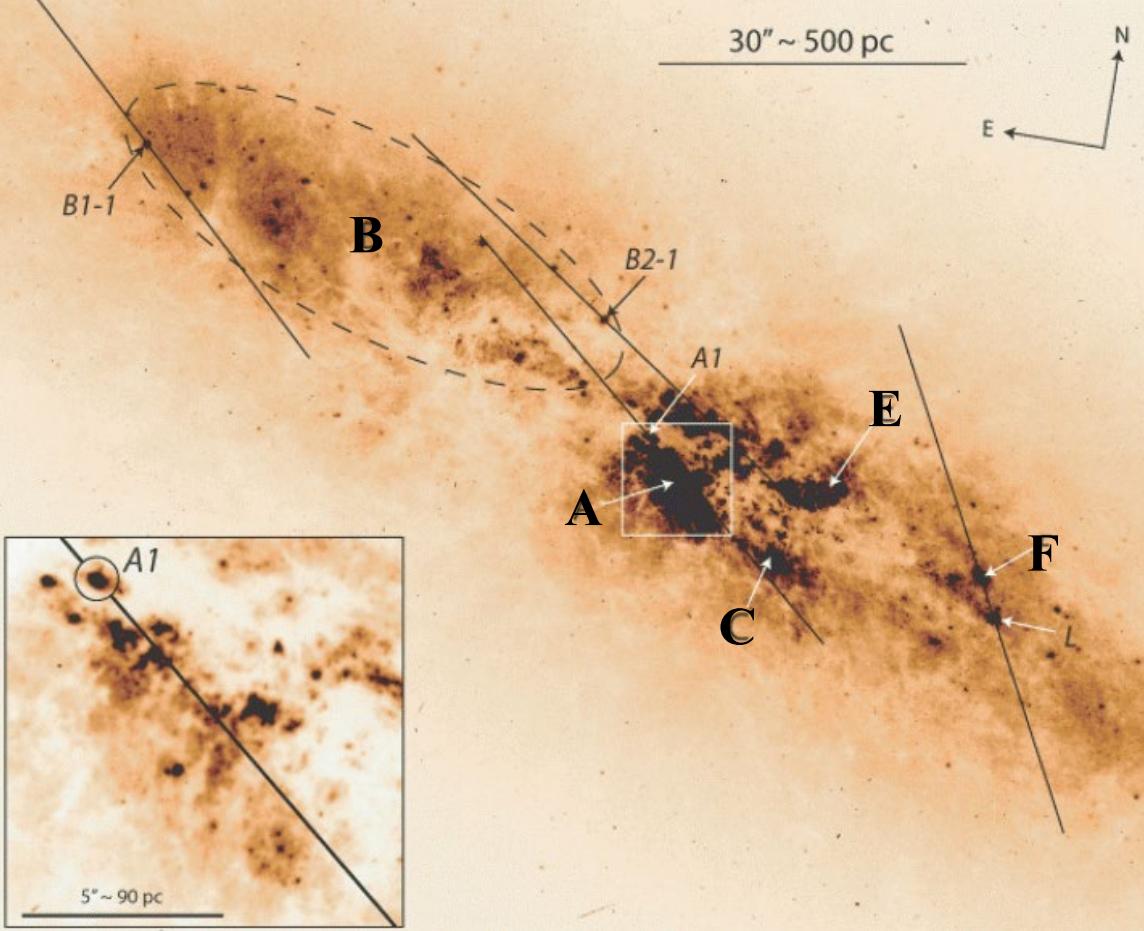
→ L'amas de $N=10^6$ est non-collisionnel,
pour des amas moins massifs, $t_{\text{relax}} = 0.4 \text{ Gyr} < \hat{\text{âge}}$

Amas ouvert: $R_{\text{coeur}} \sim 2 \text{ pc}$, $M \sim 10^2 M_{\odot}$,

$N = 10^2$ étoiles, et $t_{\text{relax}} = 8 \text{ Myr} \sim \hat{\text{âge}}$

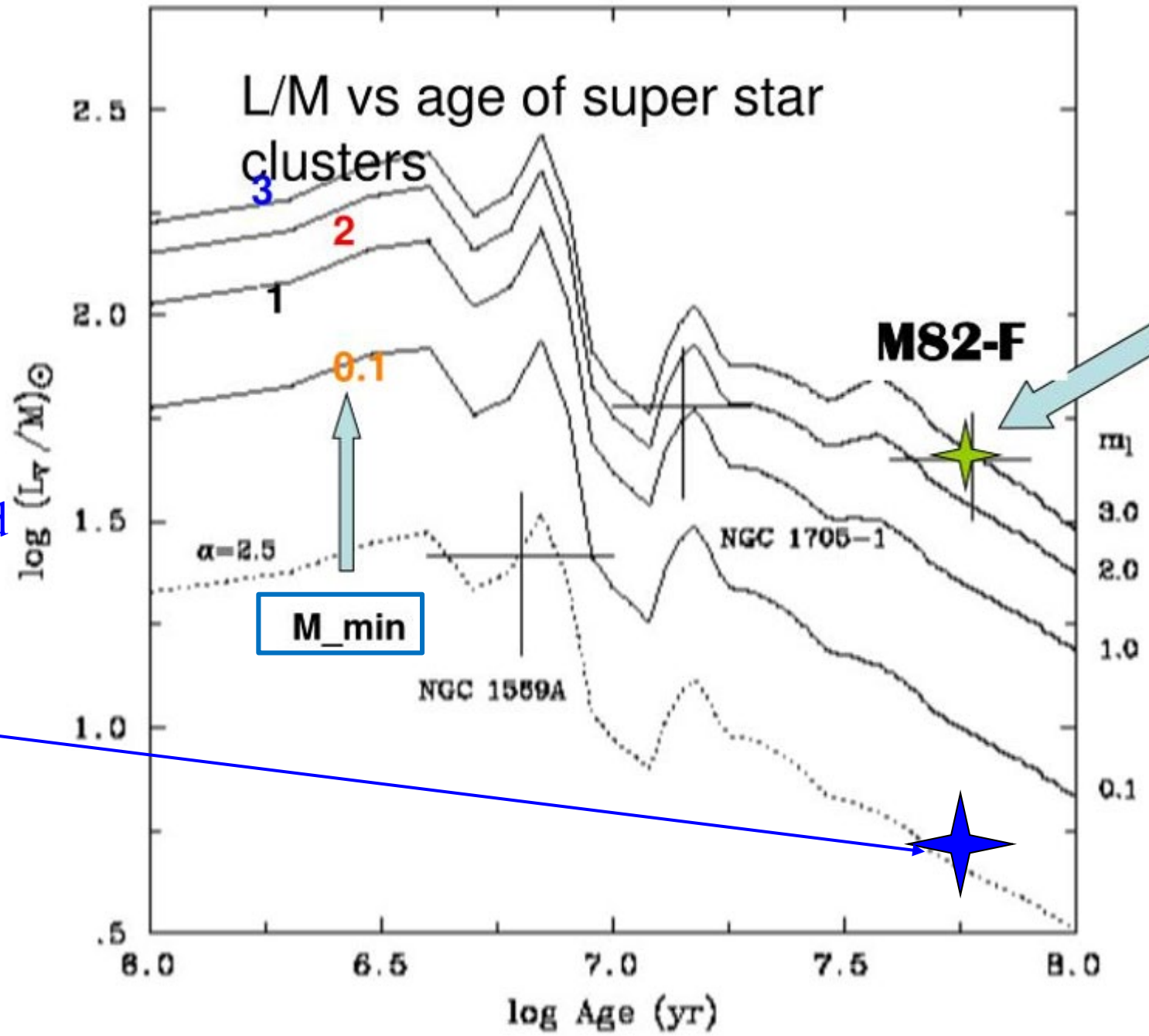
→ Amas collisionnel, va relaxer

Amas	Ouvert	GC
N	100	10^5
R(pc)	2	4
V(km/s)	0.5	10
t_c (Myr)	4	0.4
t_{rel} (Myr)	8	400



Ségrégation de masse dans M82-F
 Spectroscopie avec Keck-NIR
 $M = 7 \cdot 10^5 M_{\odot}$, âge = 40-60 Myr

M/L incompatible avec âge et IMF
 Manque d'étoiles de faible masse
 → Ségrégation + évaporation



Pour l'âge et la métallicité de M82-F, on s'attend à trouver M82-F sur la même courbe que N1569A

Manque d'étoiles de faible masse

Amas ouverts: milieu collisionnel

Pour les amas ouverts d'étoiles,

$N = 100$, $t_{\text{cross}} = 10^6$ yr, âge $= 10^8$ yr, $t_{\text{relax}} = 2 \cdot 10^6$ yr,

Bien plus petit que leur âge.



Les rencontres entre étoiles doivent être prises en compte!

Dans ces rencontres, il y a échange d'énergie entre étoiles, jusqu'à ce qu'il y ait équipartition

Comme dans un gaz, la chaleur va passer des parties chaudes (forte dispersion de vitesse σ au centre) vers les parties froides (faible σ au bord)

Si le cœur refroidit, il se concentre, $R_{\text{cœur}}$ diminue \rightarrow se réchauffe!

Mais les systèmes gravitationnels ont une capacité négative et sont sujets aux catastrophes gravothermales

Super Star Clusters: SSC

Est-ce que la formation des SSC obéit aux lois statistiques
Plus de SSC plus la limite de masse augmente pour l'IMF?
(comme dans les Antennes)

Ou bien c'est le résultat du feedback positif? (M82, N1569)

Les SSC ont la taille et la masse des GC, $10^6 M_{\odot}$ $R_{1/2} \sim 2-5 \text{ pc}$

- Les amas les plus denses-- regions d'intense SFR
- Les amas SSC sont des clumps, qui peuvent interagir entre eux
- Ils contiennent une grande gamme de masses
- Densités centrales $> 10^5$ étoiles/ pc^3 .
- La ségrégation de masse: grande influence sur les observations (faible rapports M/L)
et sur l'évolution (dissolution) des SSC
 - Statistiques des SSC suggèrent fort taux de destruction dans les starbursts, dans certains cas, plusieurs amas atteignent l'âge de ~ 1 Gyr
 - SSC n'ont pas en général de sources X \rightarrow SNe II binaires sont éjectées



SSC dans le passé ?

Hubble Deep Field

Galaxies avec des
clumps massifs $10^9 M_{\odot}$

Le mode de formation
naturel pour les
galaxies très riches en gaz?



Les étoiles s'échappent



Un amas globulaire a une masse finie, donc
une vitesse d'échappement finie

Les collisions de temps en temps donnent assez d'énergie
pour faire échapper une étoile

Vitesse d'échappement au rayon r

$$v_e^2(\mathbf{r}) = -2\Phi(\mathbf{r})$$

Calcul de

$$\begin{aligned} \langle v_e^2 \rangle &= \frac{\int \rho(\mathbf{r}) v_e^2(\mathbf{r}) d^3\mathbf{r}}{\int \rho(\mathbf{r}) d^3\mathbf{r}} \\ &= -\frac{2 \int \rho(\mathbf{r}) \Phi(\mathbf{r}) d^3\mathbf{r}}{M} \end{aligned}$$

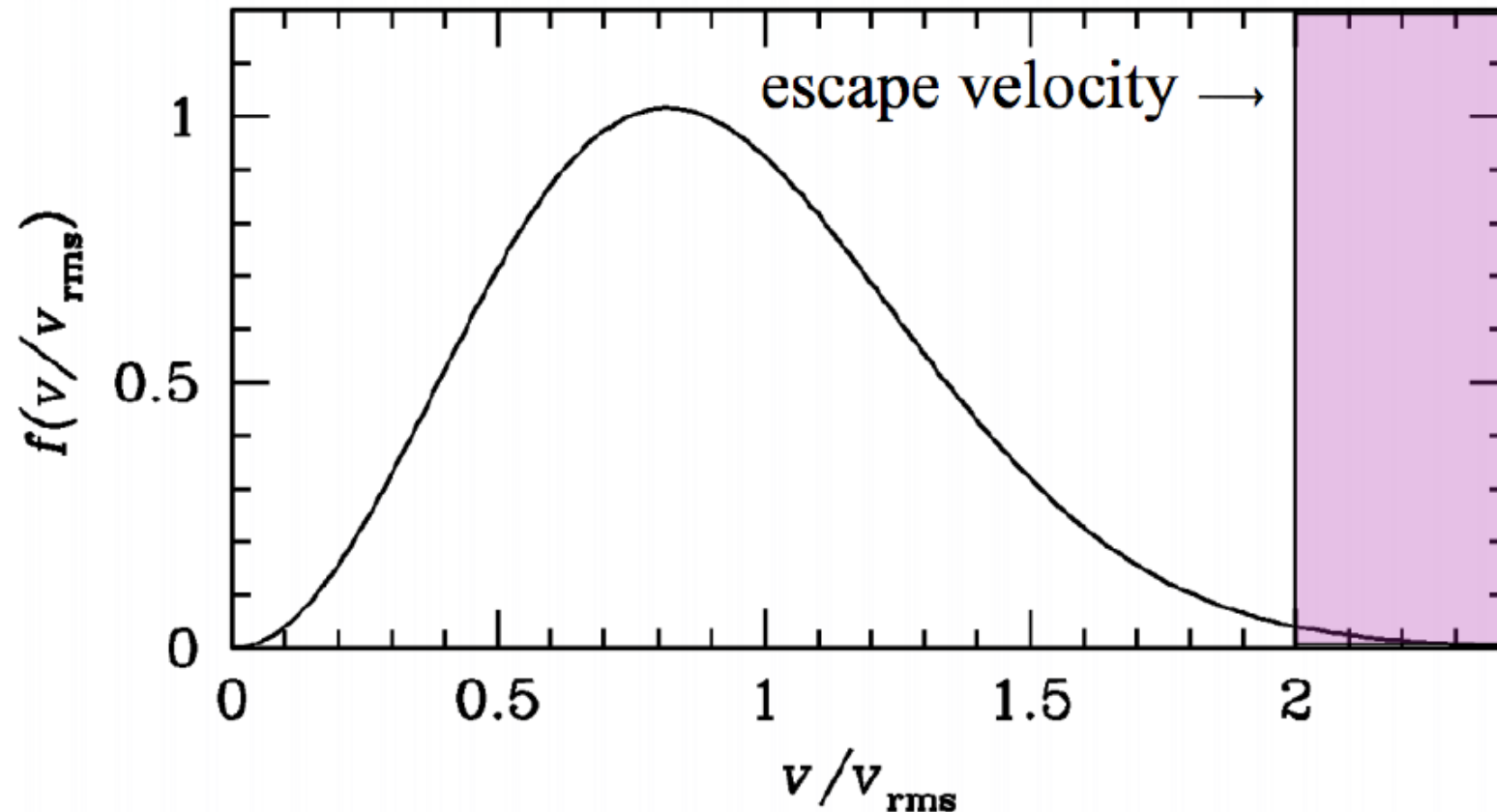
Ω est l'énergie potentielle
Propre = $-2T$ (Viriel)

$$= -4 \frac{\Omega}{M}$$

Fraction des étoiles qui s'échappent

$$T = \frac{1}{2} M \langle v^2 \rangle \rightarrow \langle v_e^2 \rangle = 4 \langle v^2 \rangle$$

Pour une Maxwellienne, la fraction des particules avec $V > 2 V_{\text{rms}}$ est $f = 7.4 \cdot 10^{-3}$



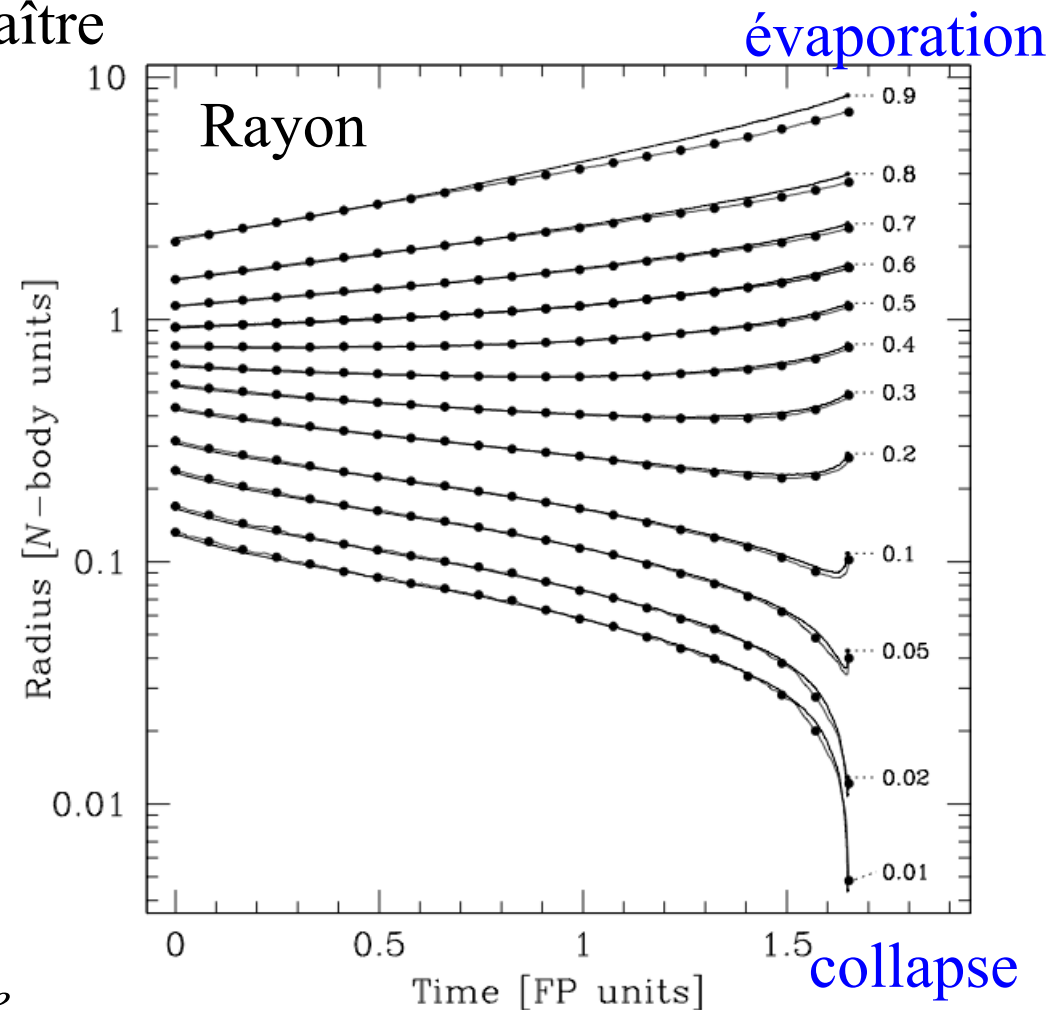
Temps d'évaporation

$$dN/dt = f N/t_{\text{relax}} = t/t_{\text{evap}} \quad t_{\text{evap}} = t_{\text{relax}}/f = 136 t_{\text{relax}}$$

Les amas ne sont pas éternels, et doivent disparaître
En un temps plus petit que celui
de la Galaxie (ne prend pas en
compte les échappements dûs
aux SN, binaires, etc)

Si le cœur s'effondre en un
temps plus court, le résultat
final est un trou noir solitaire

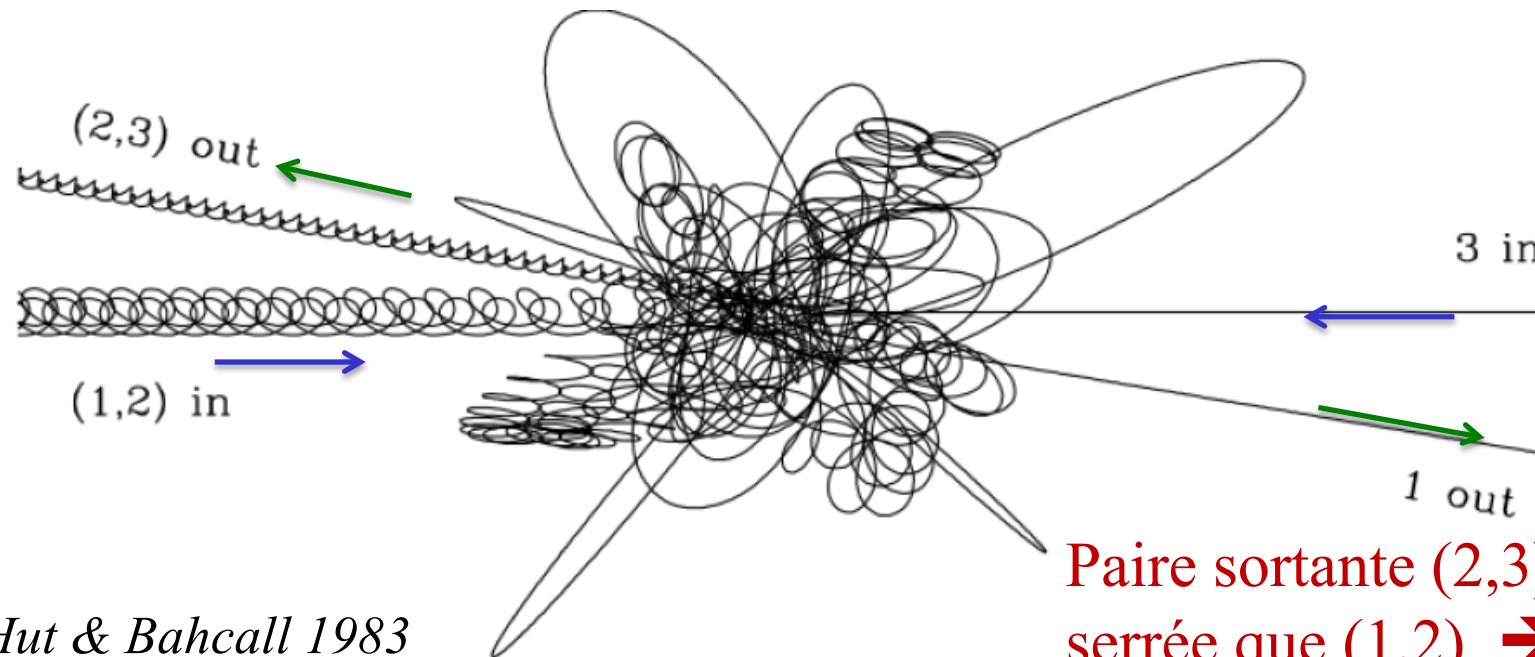
$$t_{\text{collapse}} \sim 10-20 t_{\text{relax}}$$



Avant l'effondrement

Il existe toutefois des phénomènes physiques pouvant stopper l'effondrement. Les interactions entre étoiles deviennent plus importantes

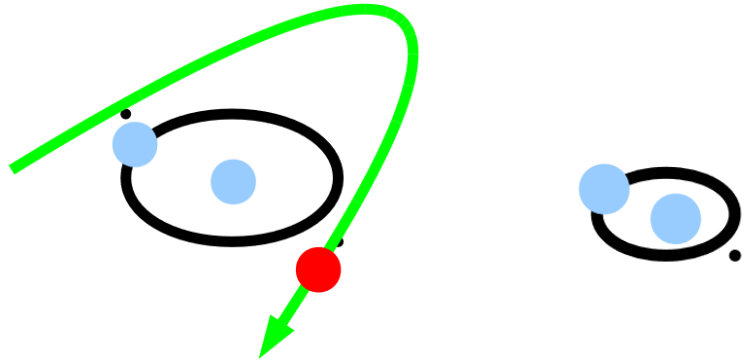
Les étoiles binaires, en se resserrant donnent de l'énergie au cœur
Les interactions à 3-corps, ou les captures de binaires par marée vont arrêter l'effondrement, et même peut-être l'inverser en chauffant le coeur



Hut & Bahcall 1983

Paire sortante (2,3) plus serrée que (1,2) → énergie

Calcul de l'effondrement du coeur

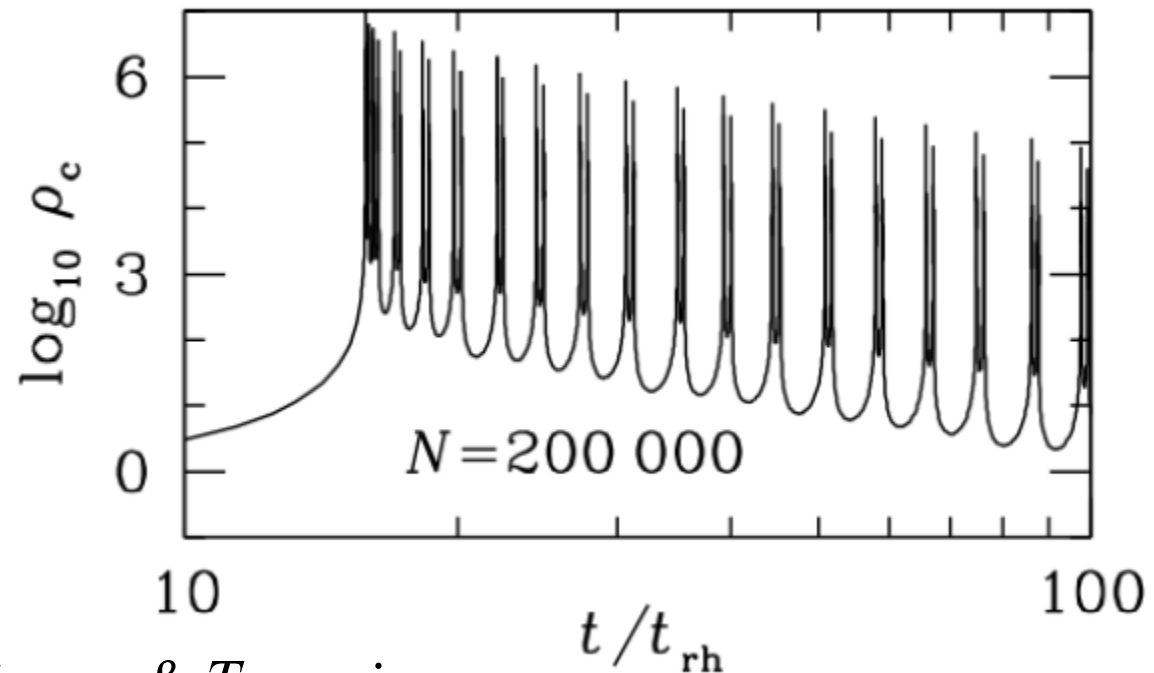


Mapelli 2022

L'effondrement conduit à $r_c \sim 10^{-2} \text{pc}$
et $\rho \sim 10^{8-10} M_\odot \text{pc}^{-3}$
→ formation de binaires (3-corps)

L'énergie des binaires peut
renverser le collapse
Le cœur peut s'effondrer
plusieurs fois

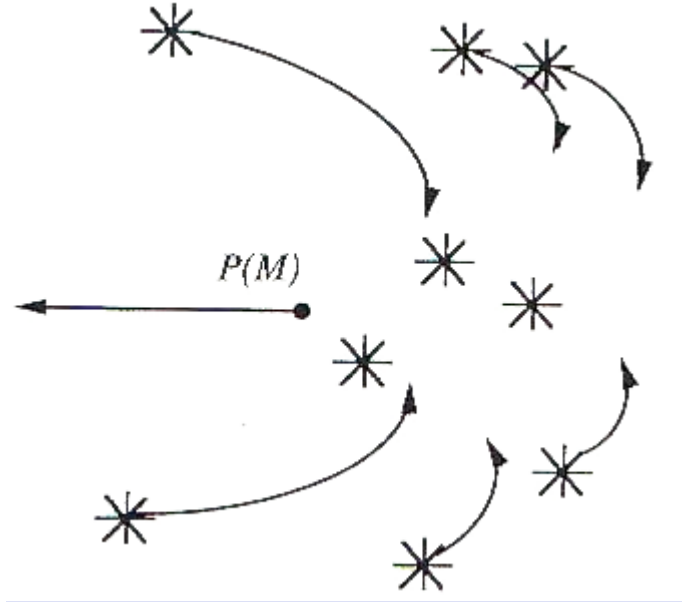
Approximation Fokker-Planck
+Monte-Carlo pour les binaires



Binney & Tremaine

Orbites des GC dans la Galaxie: La friction dynamique

Toute masse $M \gg m$ dans une mer d'étoiles est sujette à la friction

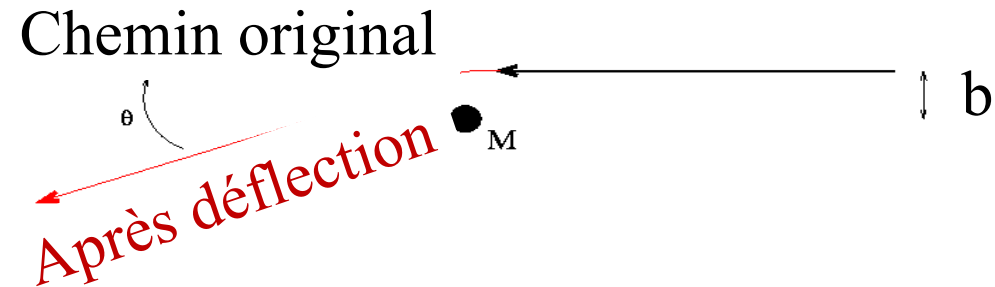


Chandrasekhar (1943)

La décélération est proportionnelle à

$$\rho(<v) \frac{M}{v^2} \ln(\Lambda)$$

avec $\Lambda = b_{\max}/b_{\min}$

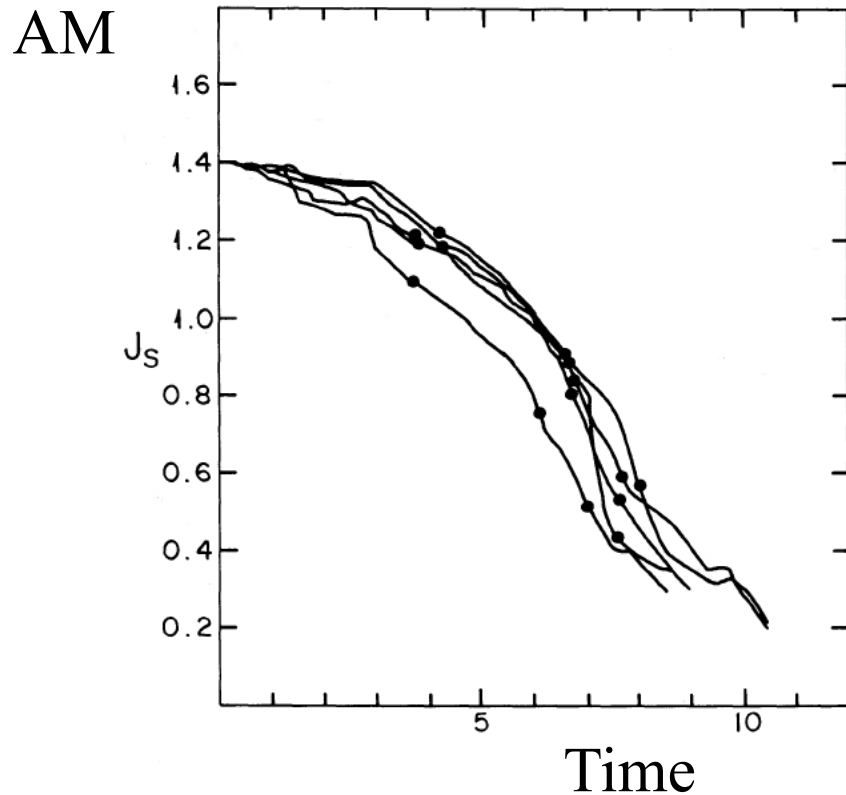


$$\frac{dv}{dt} = -v \frac{16\pi^2}{3} (\ln\Lambda) G^2 m M f(0)$$

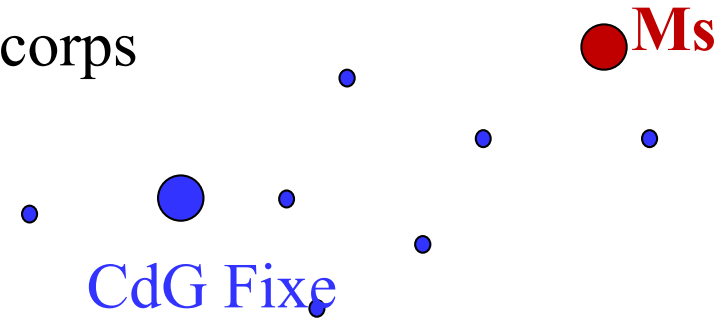
$$\rho = m f(0)$$

Approximation: N-corps restreint

Lin & Tremaine (1983): simulations à 3-corps



Les points correspondent aux péricentres



Curieusement, le résultat est proche de la formule de Chandrasekhar pour $\ln \Lambda = 3.3$

Beaucoup trop de friction par rapport aux simulations N-corps

Pourtant la self-gravité est ignorée

Les paramètres physiques

Approximations de Chandrasekhar

- 1- Milieu continu $\rho = \text{cste}$
- 2- Forces locales, à courte distance

En fait dans l'interaction lointaine, c'est la friction à distance qui importe surtout

- 3- Aucun effet sur les étoiles dans leur ensemble

→ Qui accepte le moment angulaire perdu?

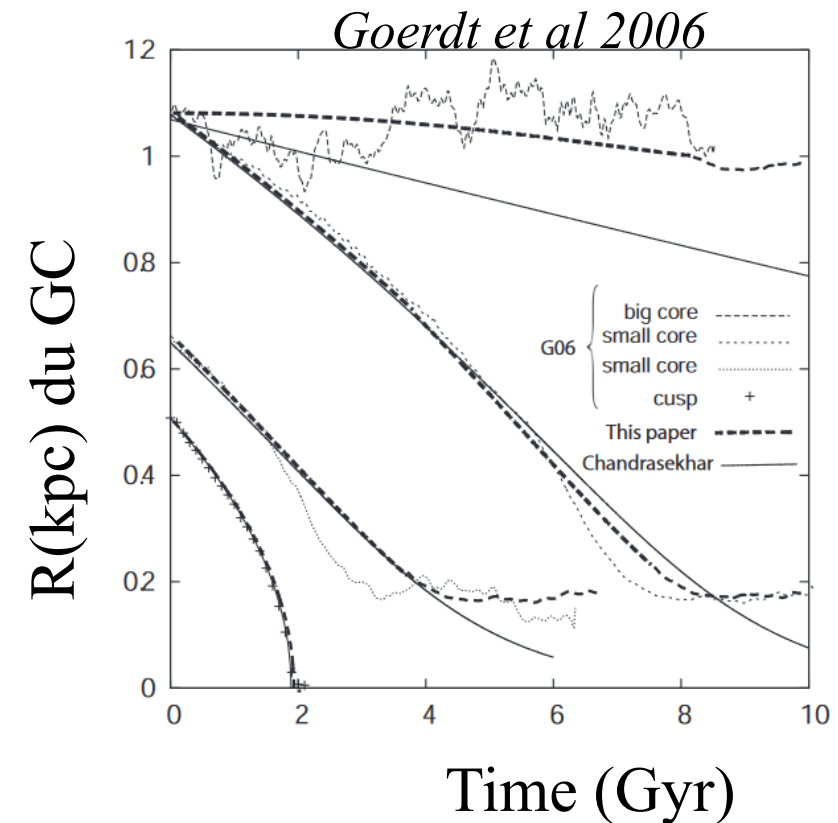
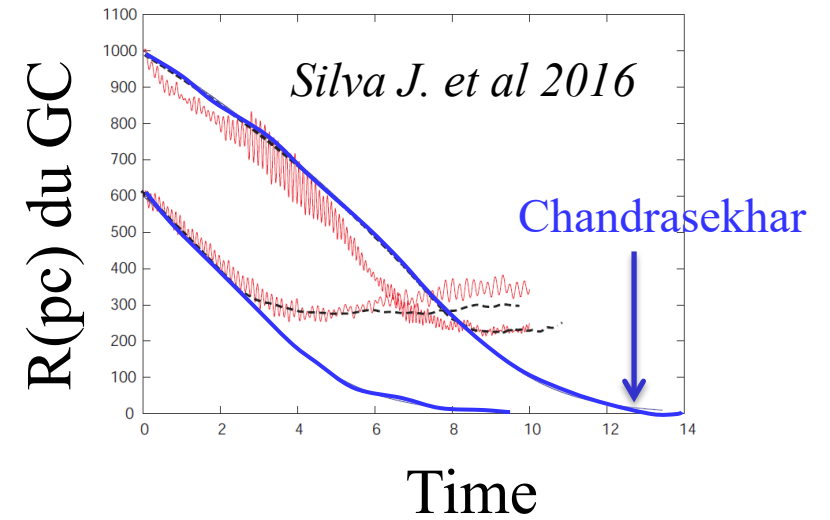
En fait les étoiles déviées gagnent le moment, il y a égalité entre action-réaction

- 4- Pas de self-gravité de la réponse

→ Prise en compte du mouvement du centre de gravité

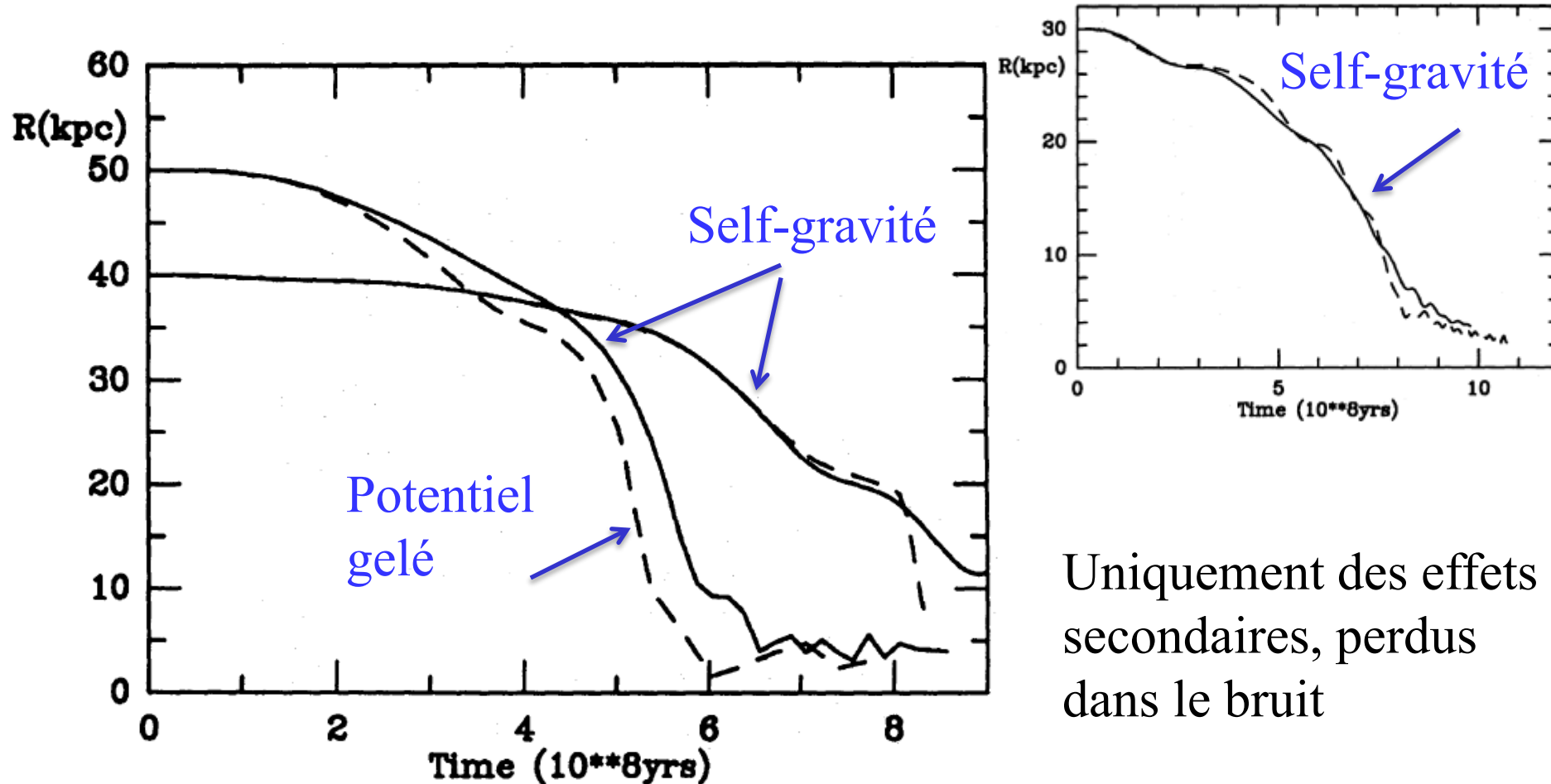
Le GC ne tombe pas, mais reste au bord du cœur

→ Pas de cusp



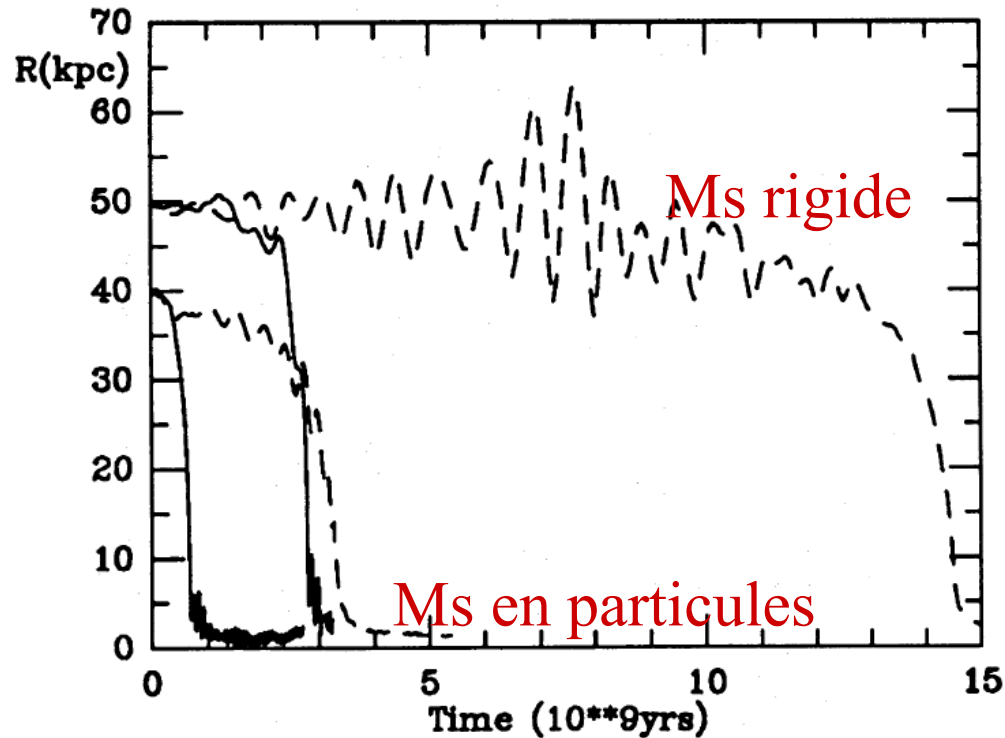
Influence de la self-gravité

Une fois le déplacement du centre de gravité pris en compte, la self-gravité est négligeable

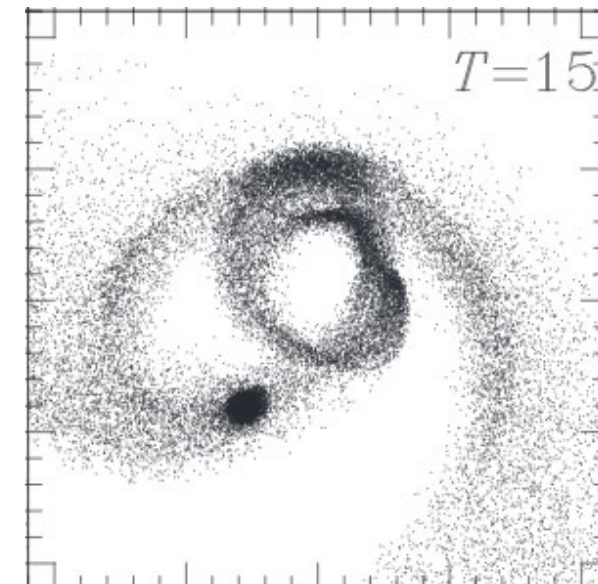
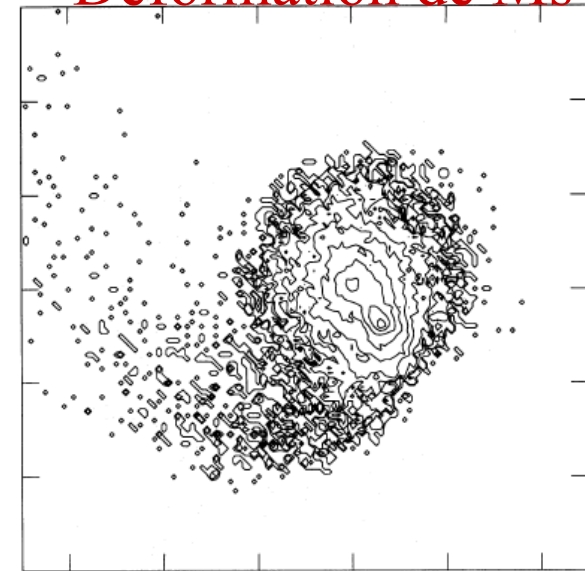


Uniquement des effets secondaires, perdus dans le bruit

Rigidité du satellite



Déformation de Ms



L'énergie orbitale est perdue en déformations: non seulement la galaxie-cible, mais aussi le satellite

→ plus de friction *Fujii et al 2006*

D'autre part, perte de masse du satellite

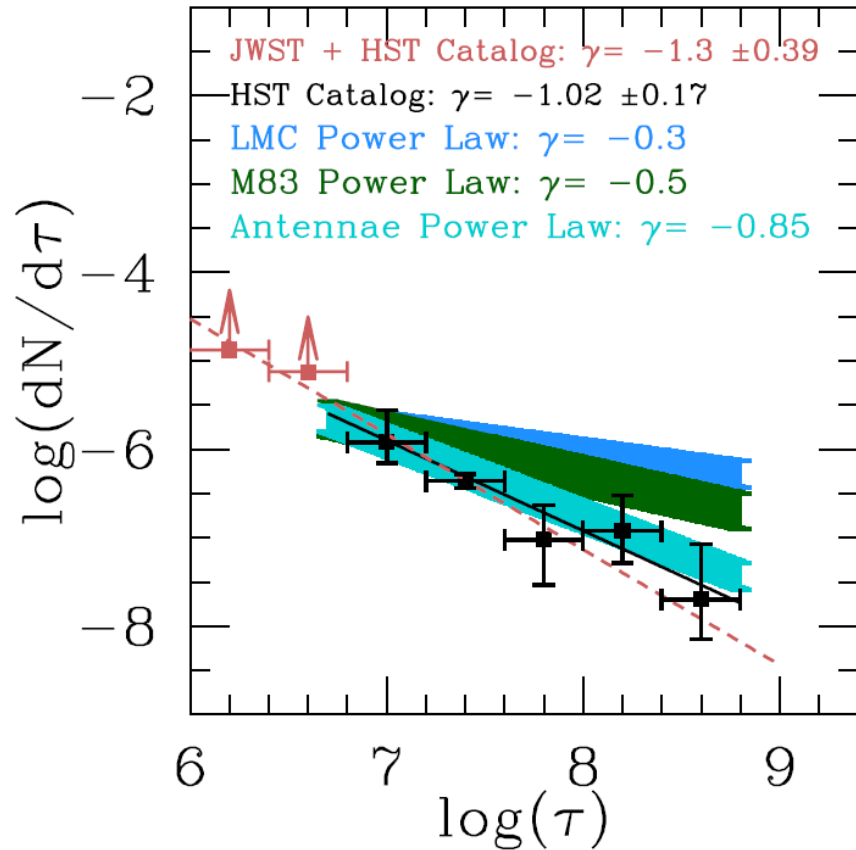
→ moins de friction *Boylan-Kolchin et al 2007*

Destruction des amas stellaires



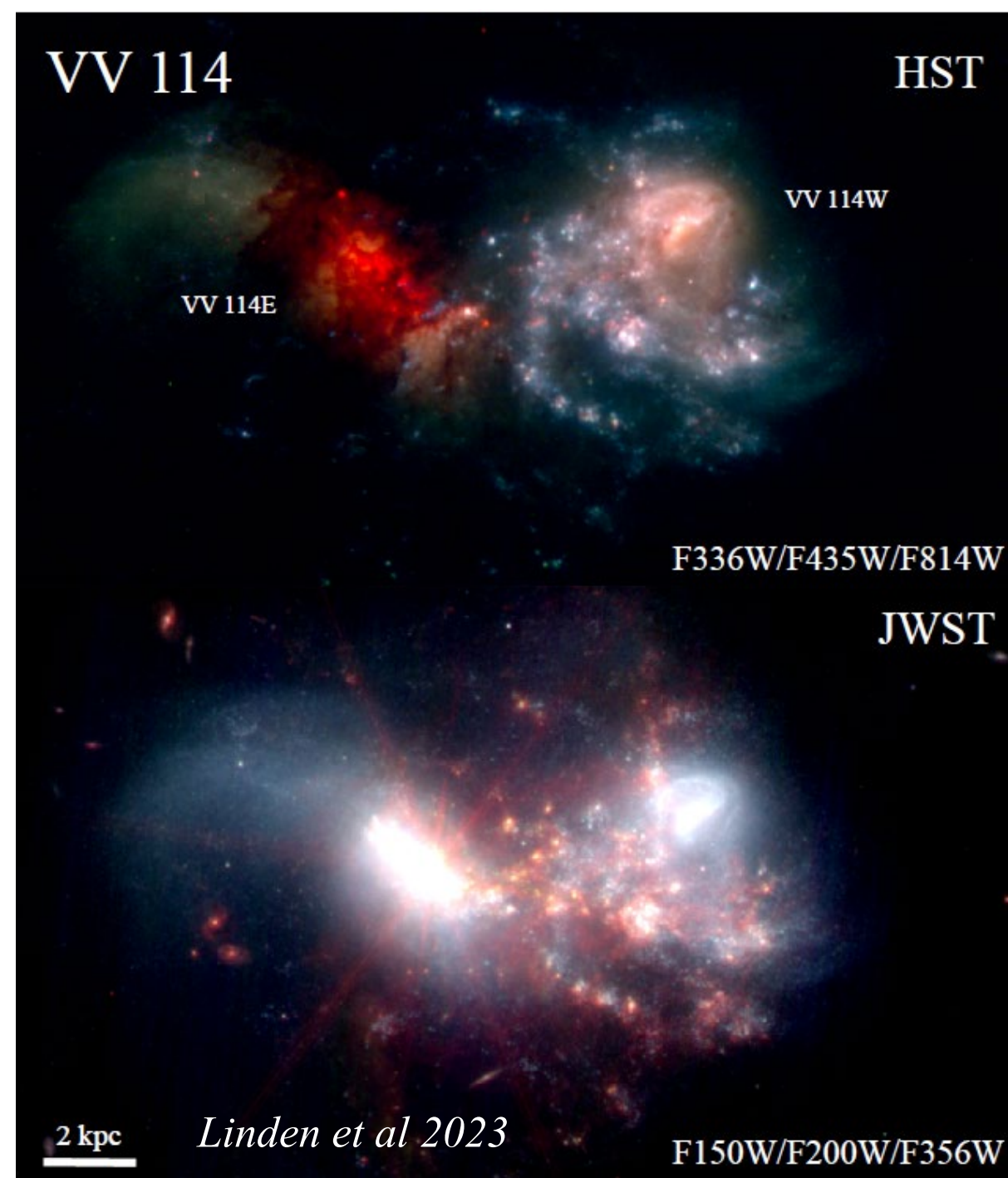
VV114 -HST

Durée de vie des amas stellaires



Encore plus pentu, avec les amas enfouis
vus avec JWST (1-10 Myr)

→ Plus de mortalité infantile

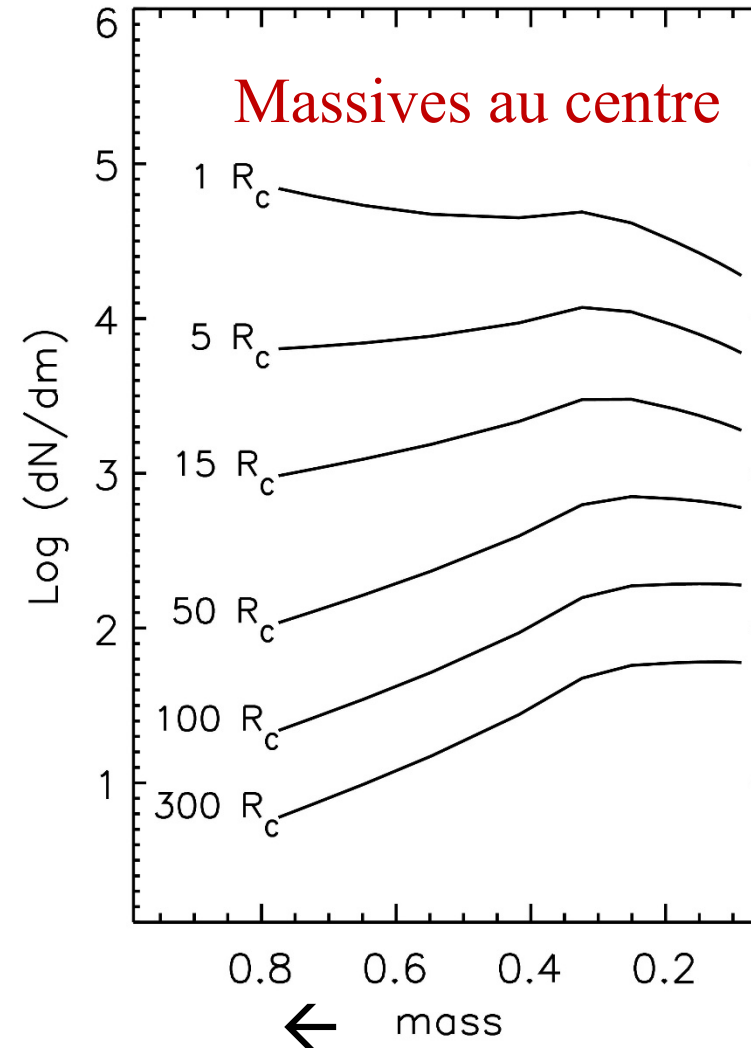


Evolution interne des amas

- Les étoiles $m > 0.8 M_{\odot}$ ont évolué (naines blanches), $m < 0.2 M_{\odot}$ évaporées
- Les étoiles interagissent dynamiquement, et une ségrégation de masse se produit
- **Collapse du coeur (catastrophe gravothermique)**
- **La distribution de masse change avec le temps et le lieu**

Plusieurs générations d'étoiles ont récemment été observées

Gratton et al 2012

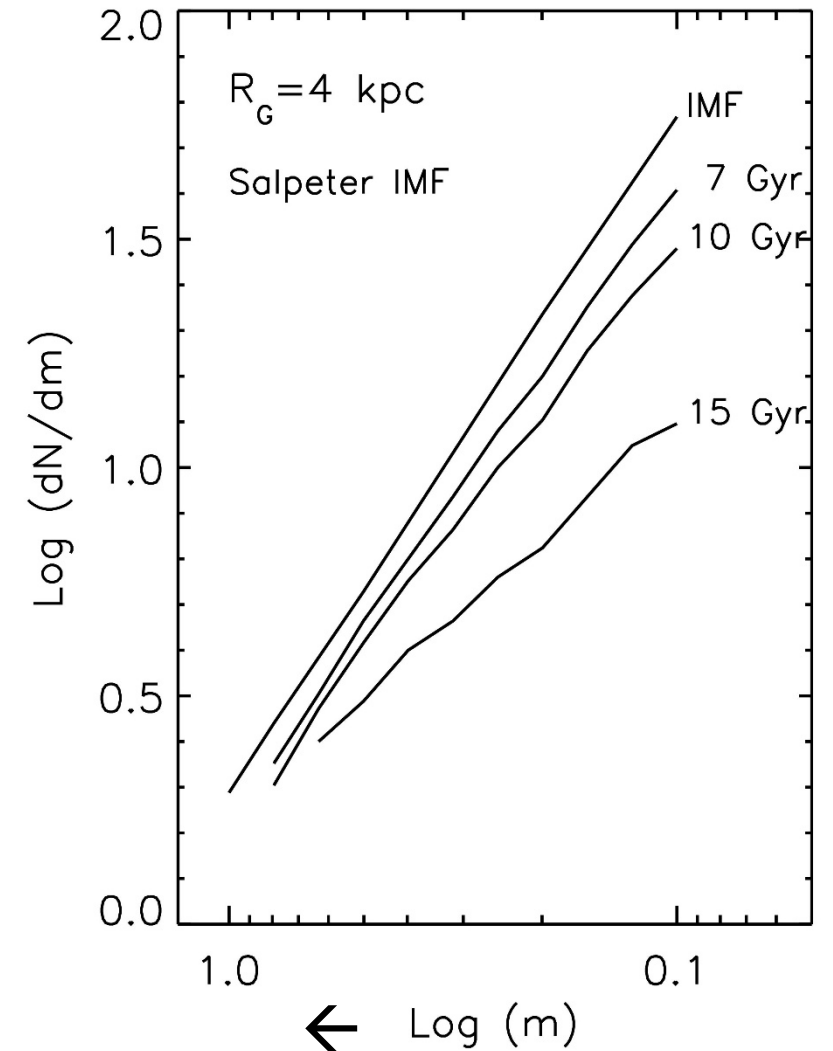


De Marchi et al. 2000

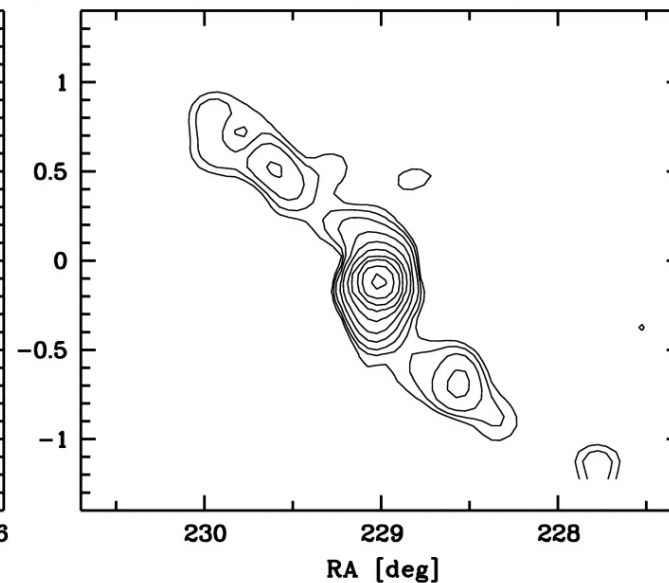
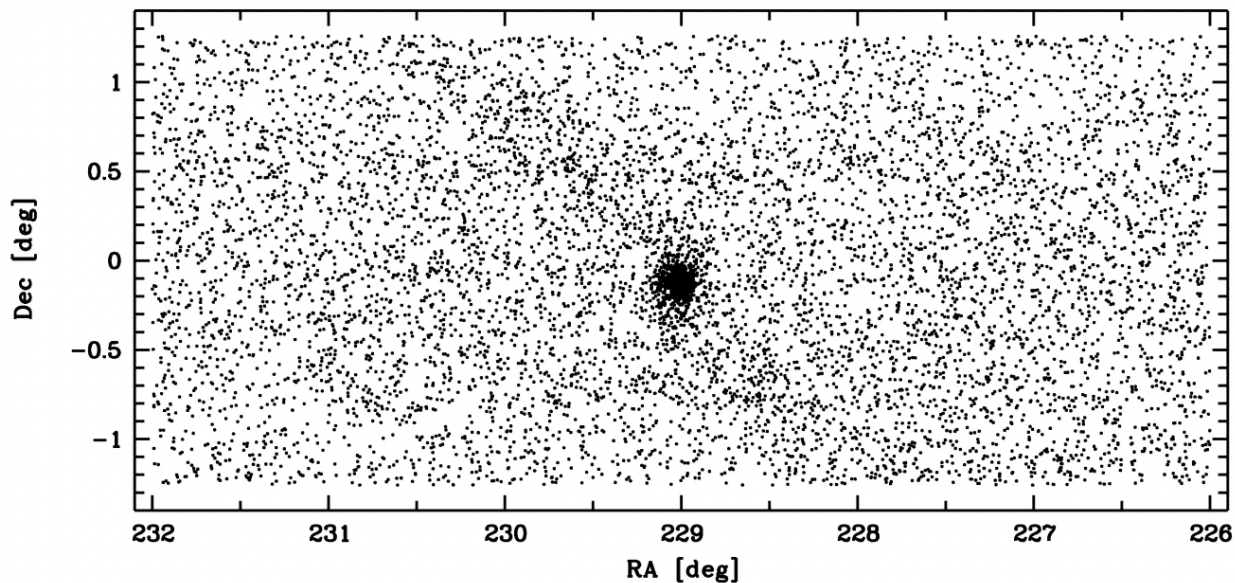
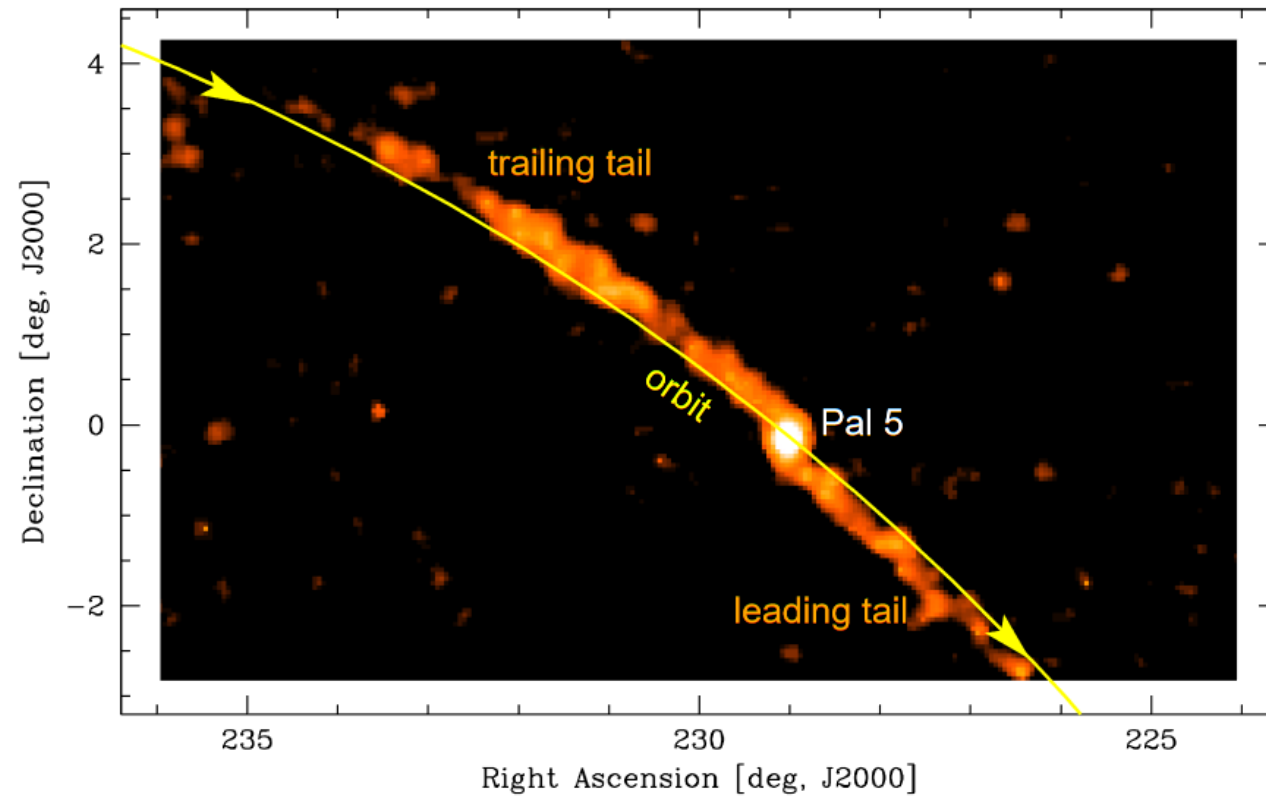
Evolution par forces externes

85% des GC disparus dans la Voie lactée

- Evaporation (relaxation)
- Disc shocking (compression)
- Epluchage par le bulbe
- Courants de marée
- Les étoiles en périphérie sont perdues sélectivement, elles sont de plus petite masse (ségrégation)
- Intégration dans le temps modifie $F(M)$, pour effacer l'IMF original



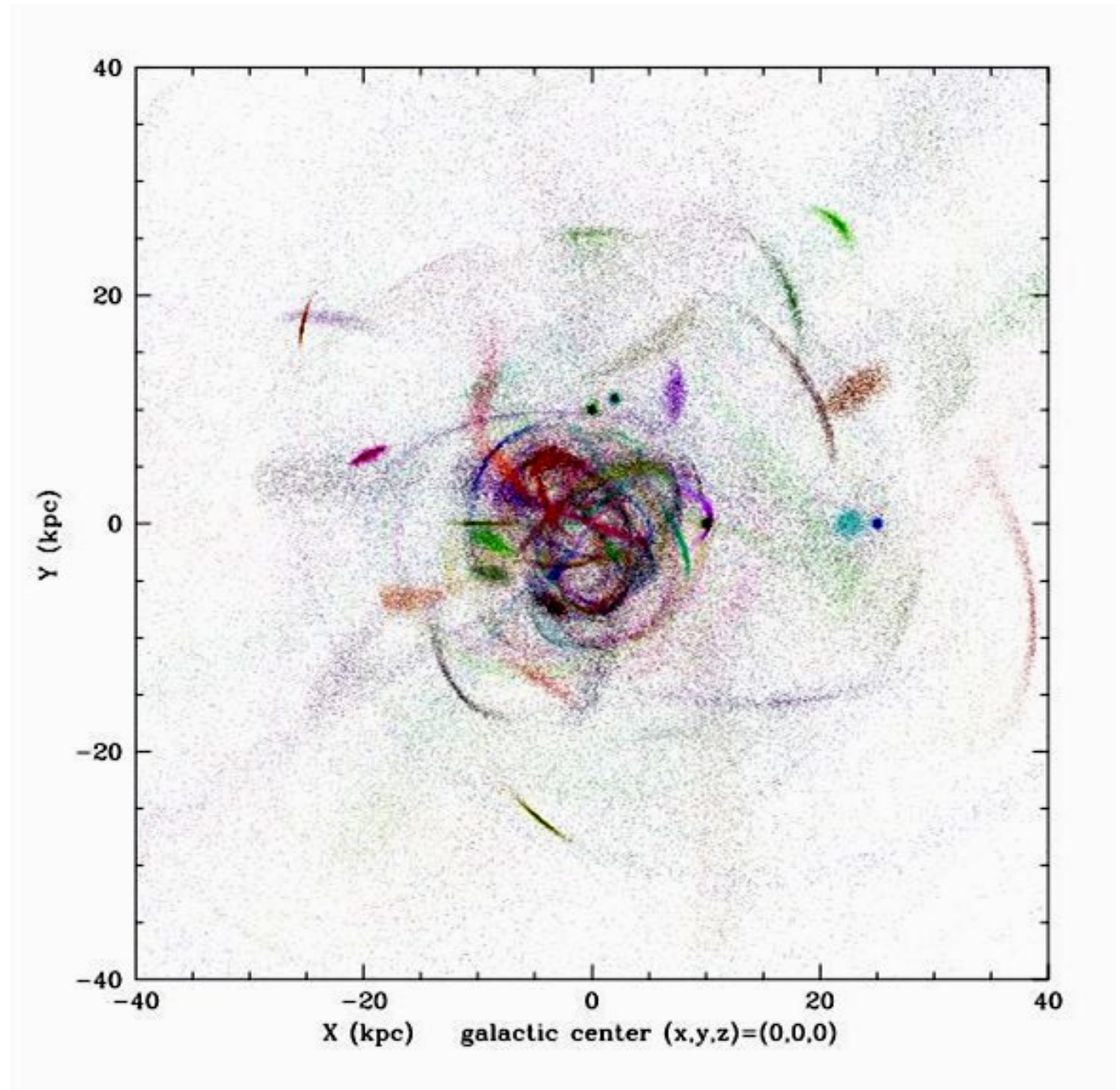
- Les amas globulaires sont détruits par les forces de marée, et contribuent au halo stellaire
Odenkirchen 2003



Destruction des amas globulaires

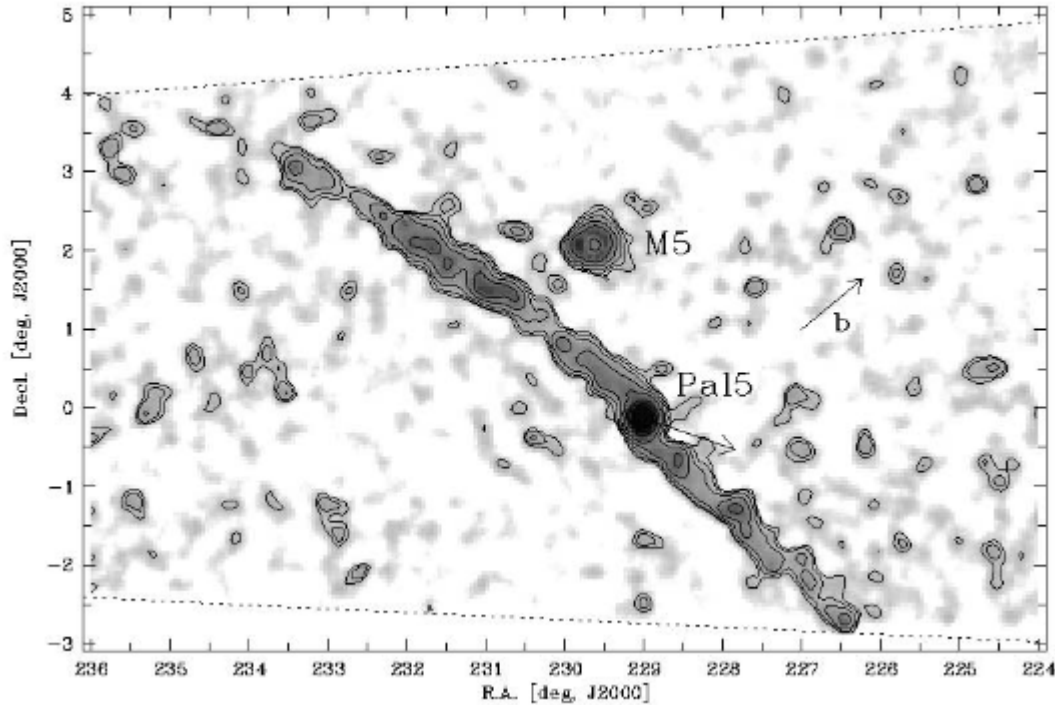
- Les halos stellaires de la Voie lactée et d'Andromède montrent des preuves de leur formation par accrétion et destruction de galaxies satellites naines et des GC

→ arcs, courants de marée
Formation des halos stellaires



Destruction par marée: Palomar 5

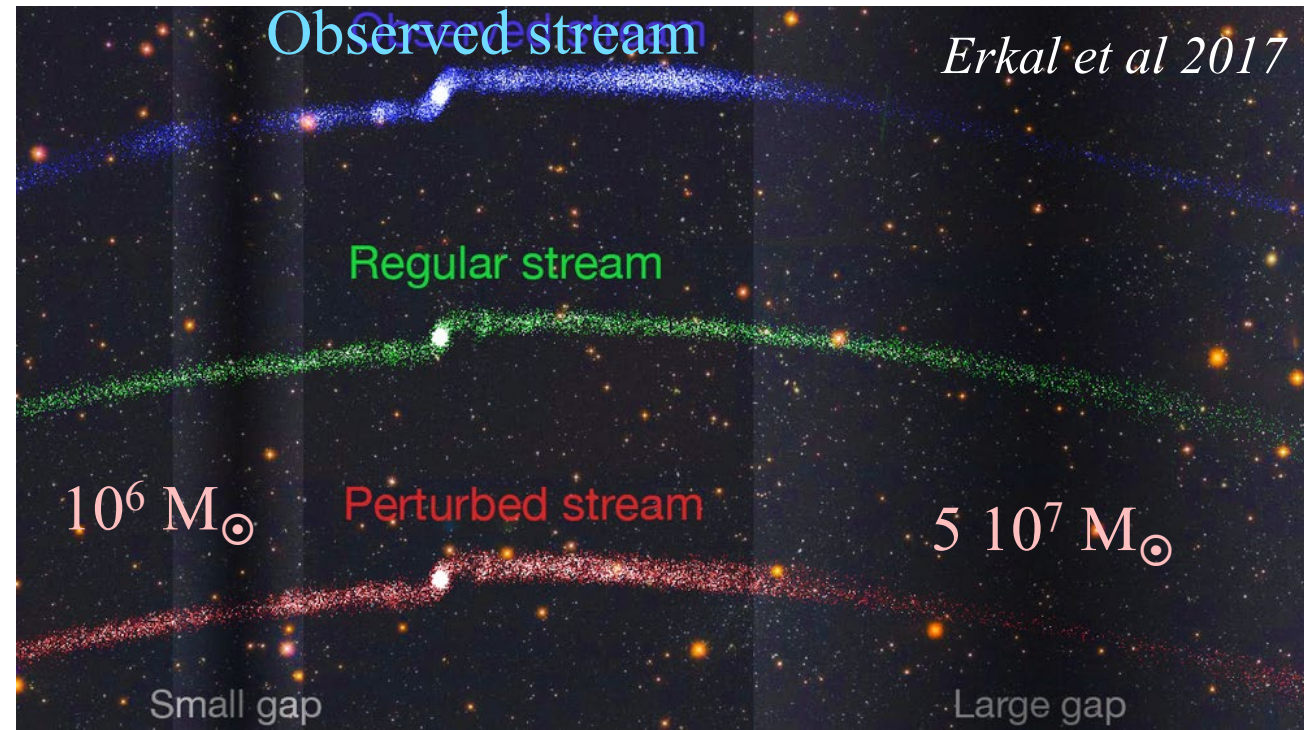
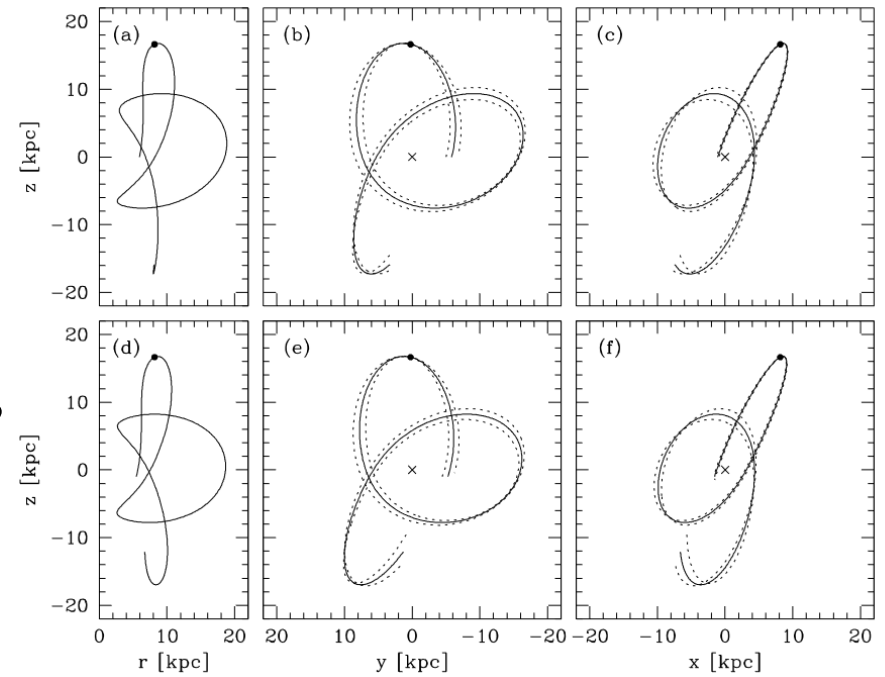
Queues de marée 10° sur le ciel
longueur projetée de 4 kpc



Leading tail 3.5° , largeur constante de 120pc

Odenkirchen et al 2003

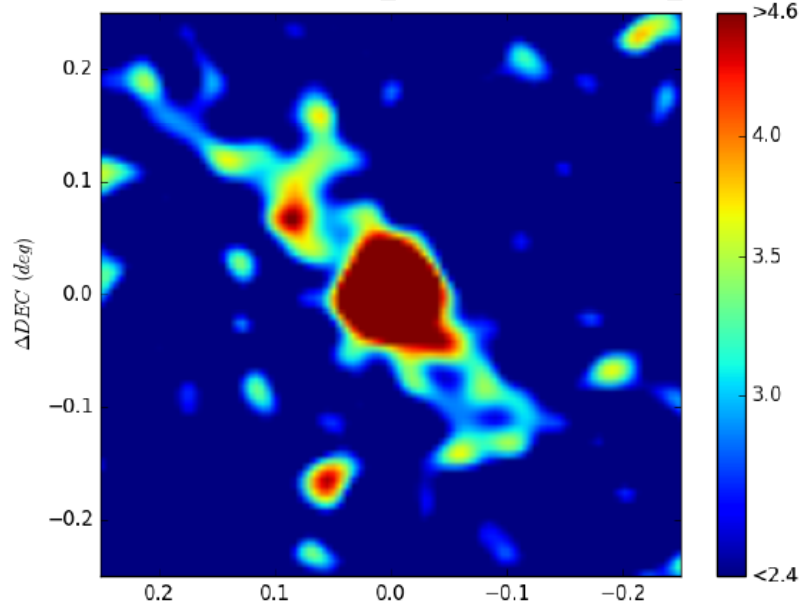
A la prochaine
traversée du disque,
→ Destruction
100 Myr



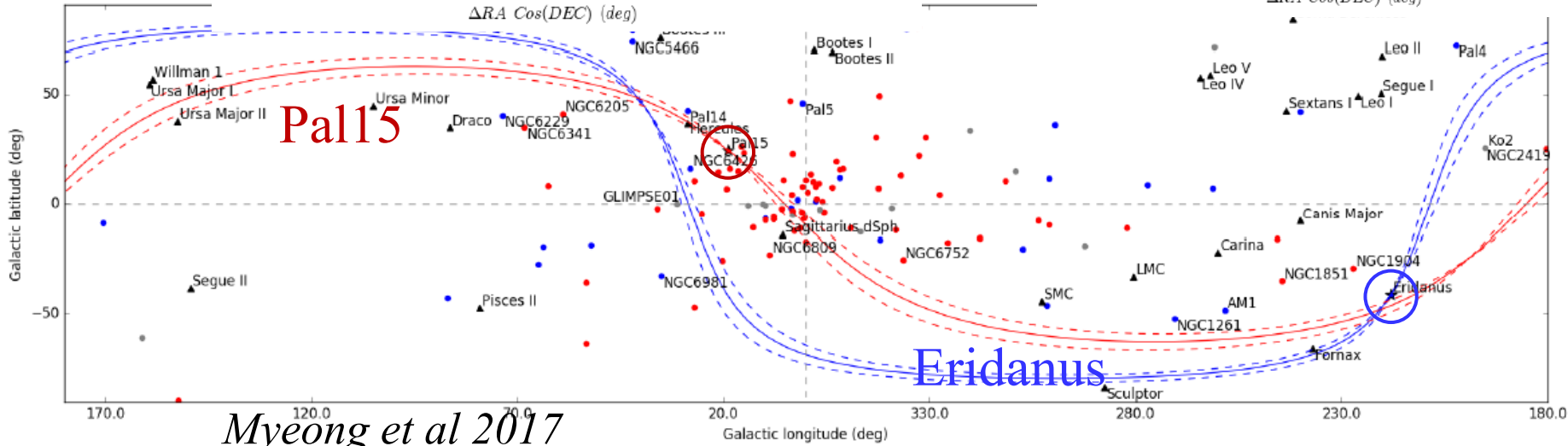
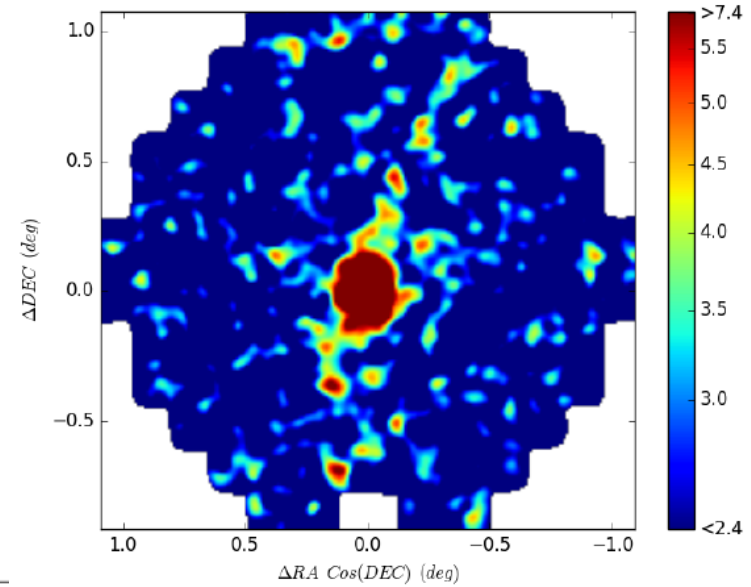
Queues de marée des amas globulaires

Même très loin du centre!

Eridanus 760pc D=95kpc



Palomar 15: 1160pc D=38.4kpc



Grands cercles
le long des
queues de marée

Résumé

1- Formation des amas d'étoiles

Formation hiérarchique, accrétion de gaz
Fragmentation, parties denses restent liées

2- Les super amas stellaires

Starbursts nécessaire → amas globulaires
Noyaux de galaxies et amas nucléaires

3- Dissolution des amas

Forces internes, catastrophe gravothermale
Forces externes: cisaillement et marée
Chocs du disque

