

La Formation des Planètes



Sébastien Charnoz
Cours AIM
Université Paris 7 & CEA Saclay

Préambules...

→ La théorie de formation planétaire est une théorie **jeune et en plein développement**,

(bien moins mature que celle du Big-Bang , par exemple)

(Safronov : 60's, Greenberg, Wetherill, Weidenschilling : 80-90's, et... la foule depuis 1995)

→ Une théorie **multi-disciplinaire**

qui fait appel à tous les domaines de la physique

(à part la *physique des particules*) (hydrodynamique, Gravité, simulations numériques, chimie, physique des surfaces, géologie, expériences de laboratoire, datation radio-active, transfert-radiatif, physique de la fracturation etc..., photo-chimie)



Multiplicité des outils

→ L'objet de l'étude ne cesse de se transformer, de changer de nature



Multiplicité des objets

1. **Contraintes** (observations, données etc..)
2. **Premières théories modernes**
3. **Modèle actuel**
4. Une **Histoire** de *notre* Système Solaire
5. **Nouveaux Systèmes Planétaires**

1. Contraintes

→ Qu'est ce qu'un **Système Solaire** ?

**Une étoile entourée
d'une ou plusieurs planètes et de petits corps**

.... Définition évasive...

→ Combien en connaît-on ?

1 très bien : **Notre Système Solaire**

Et

12 systèmes de
planètes-extrasolaires :
Epsilon Andromède, 47 UMA, ...
+
En tout 209 exoplanètes (2006)
20 systèmes planétaires multiples

.... Mais pas
d'observation
directe

Le scénario de formation planétaire sera donc très « biaisé » en faveur de notre système solaire (sur-abondance d'information)

⇒ Difficulté :

Trier ce qui nous est **spécifique** de ce qui est **général**

⇒ Nouvelles techniques d'observation (IR, transits, Doppler) :
Tests et confrontation des **modèles** avec les **observations**

Composants de notre Système-Solaire :

- 1 étoile centrale : Le Soleil et un cortège de 8 (9) planètes



- Une population *très diverse* de satellites



- Deux ceintures d'astéroïdes :
1 interne et 1 externe (Kuiper)

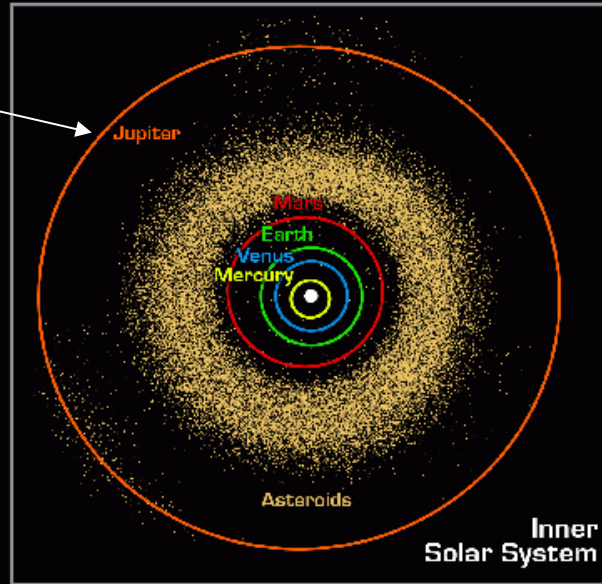
- Des comètes très à l'extérieur



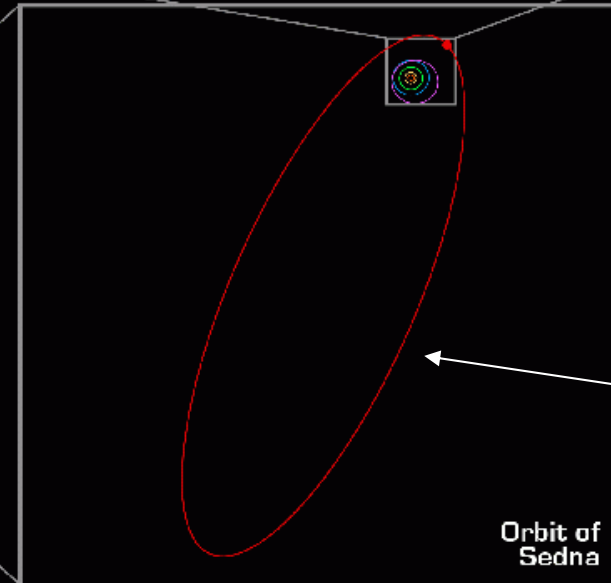
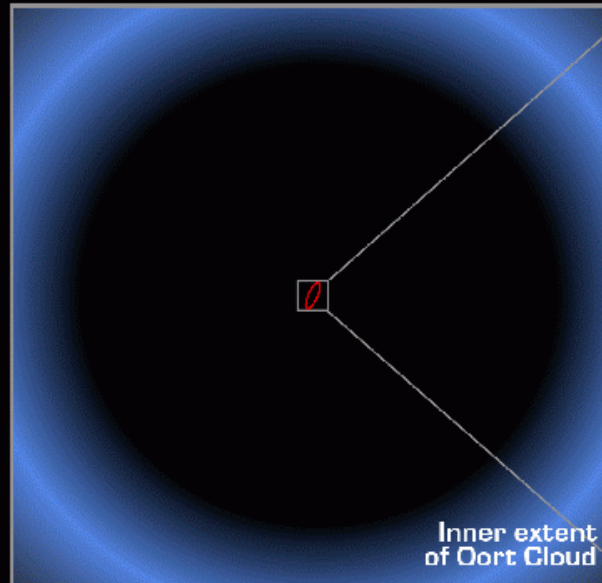
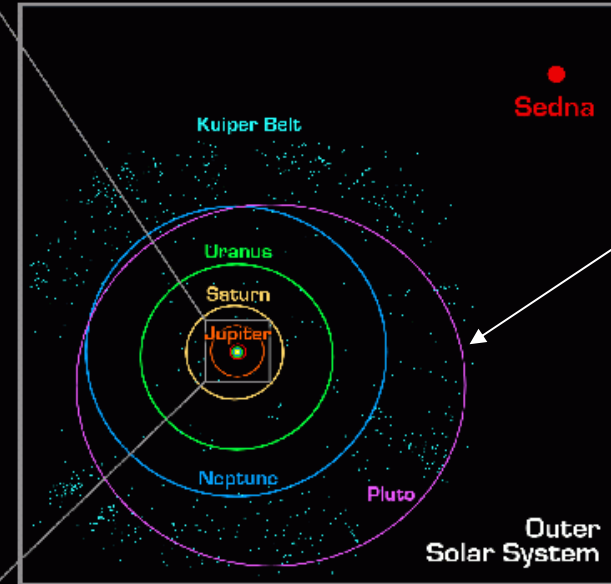
- Pas de gaz

Portrait de famille du Système Solaire

5 ua



40 ua

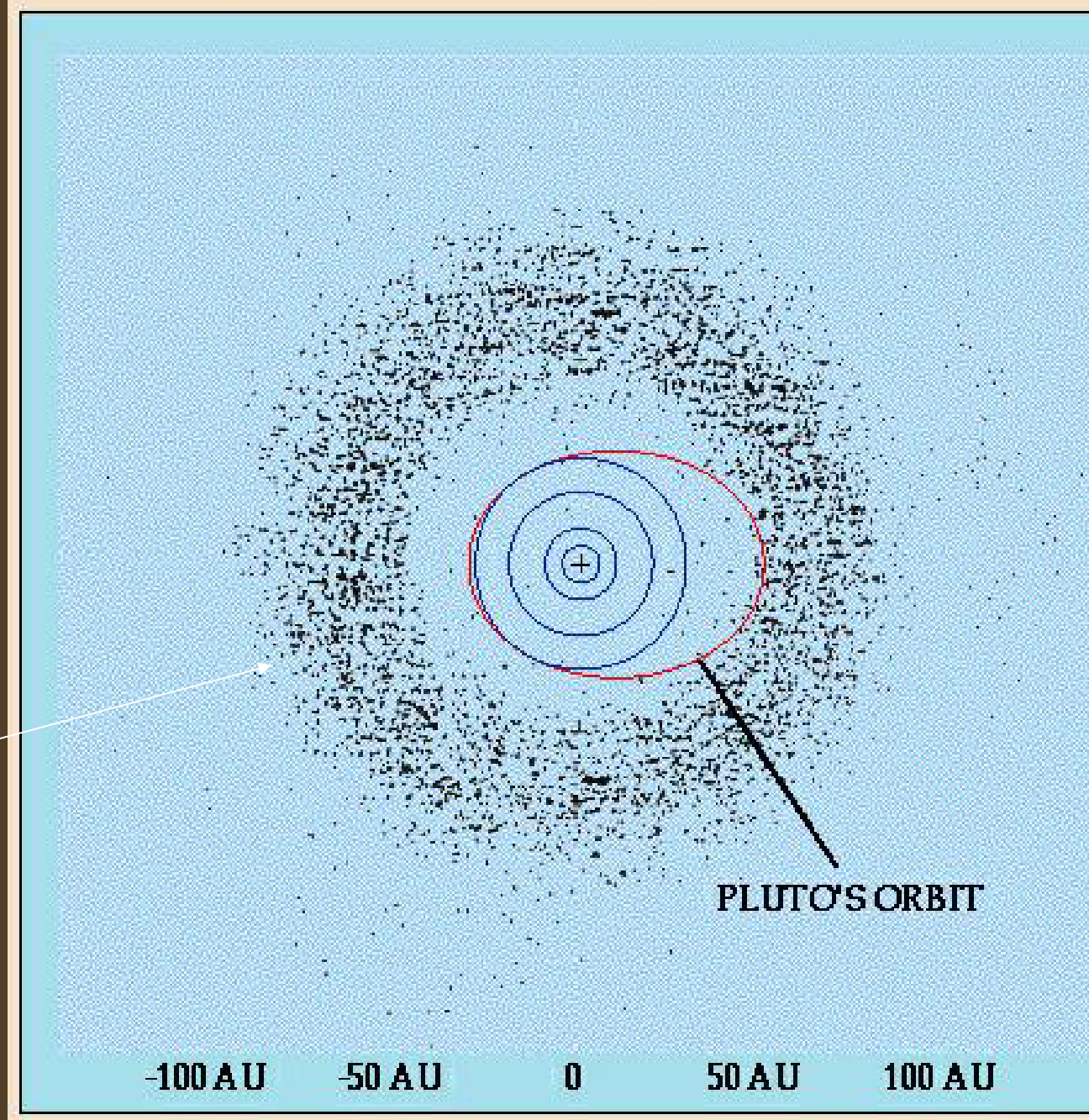


Sedna
 $a=500$ ua
 $e=0.8$

Plus à l'extérieur :

Une 2ème ceinture
dite de « Kuiper »

50 au



PLUTO'S ORBIT

-100 AU

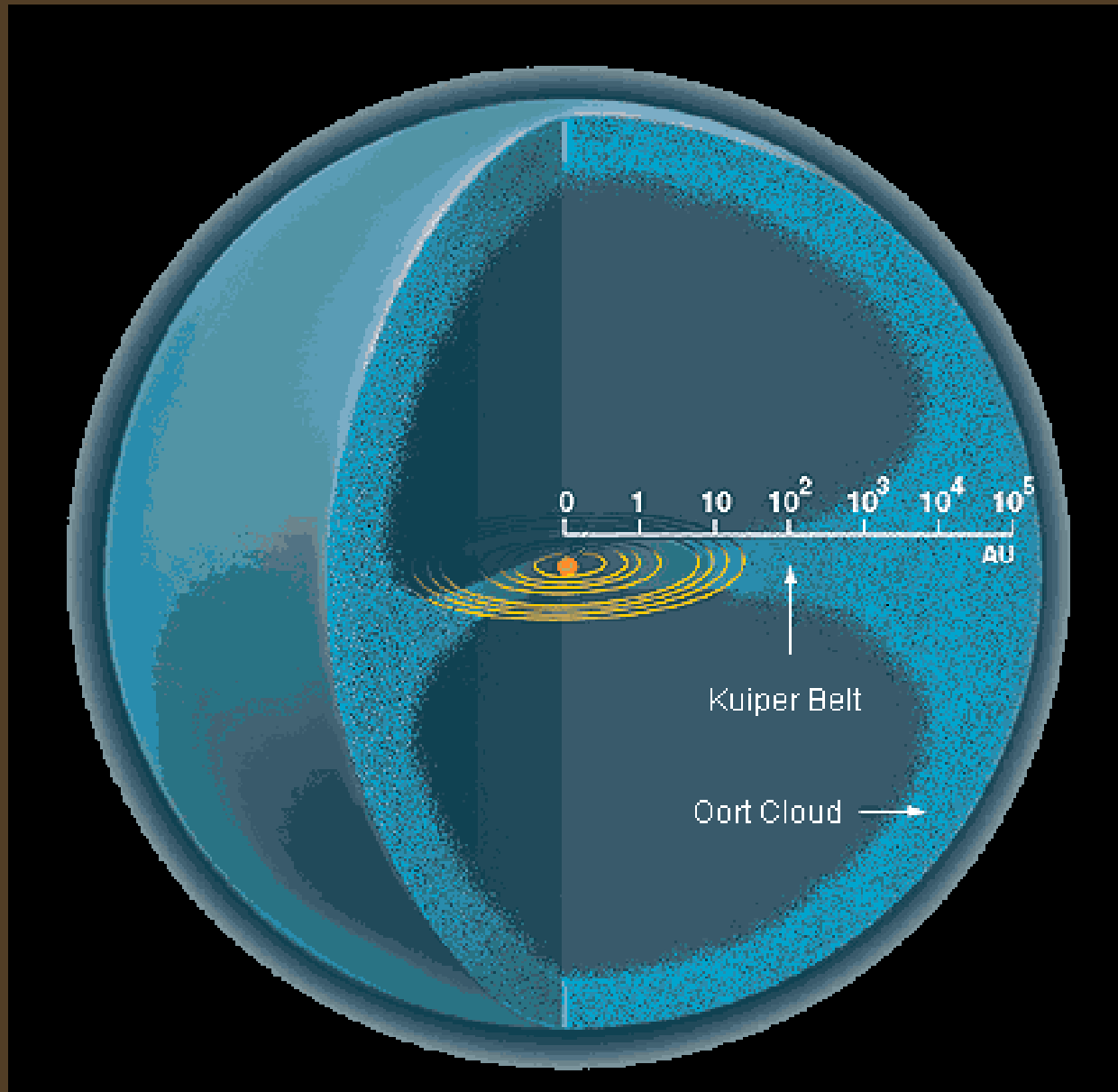
-50 AU

0

50 AU

100 AU

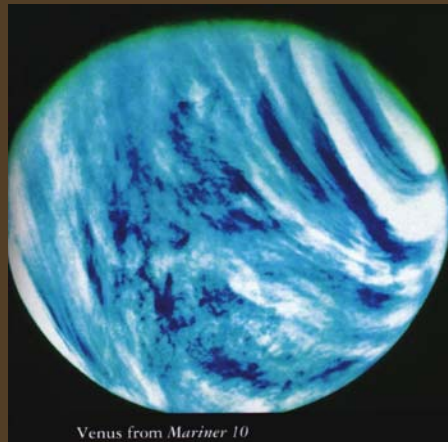
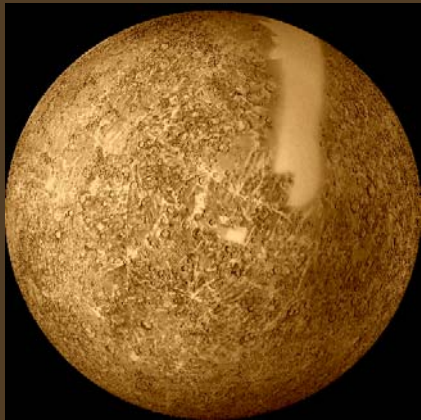
Encore plus loin : le nuage d'Oort
lieu de résidence des comètes (à longue période)



Grands faits à expliquer

Différenciation chimique interne/externe

Planètes internes (< 3 UA) **petites** et **faites de roches et de métaux**

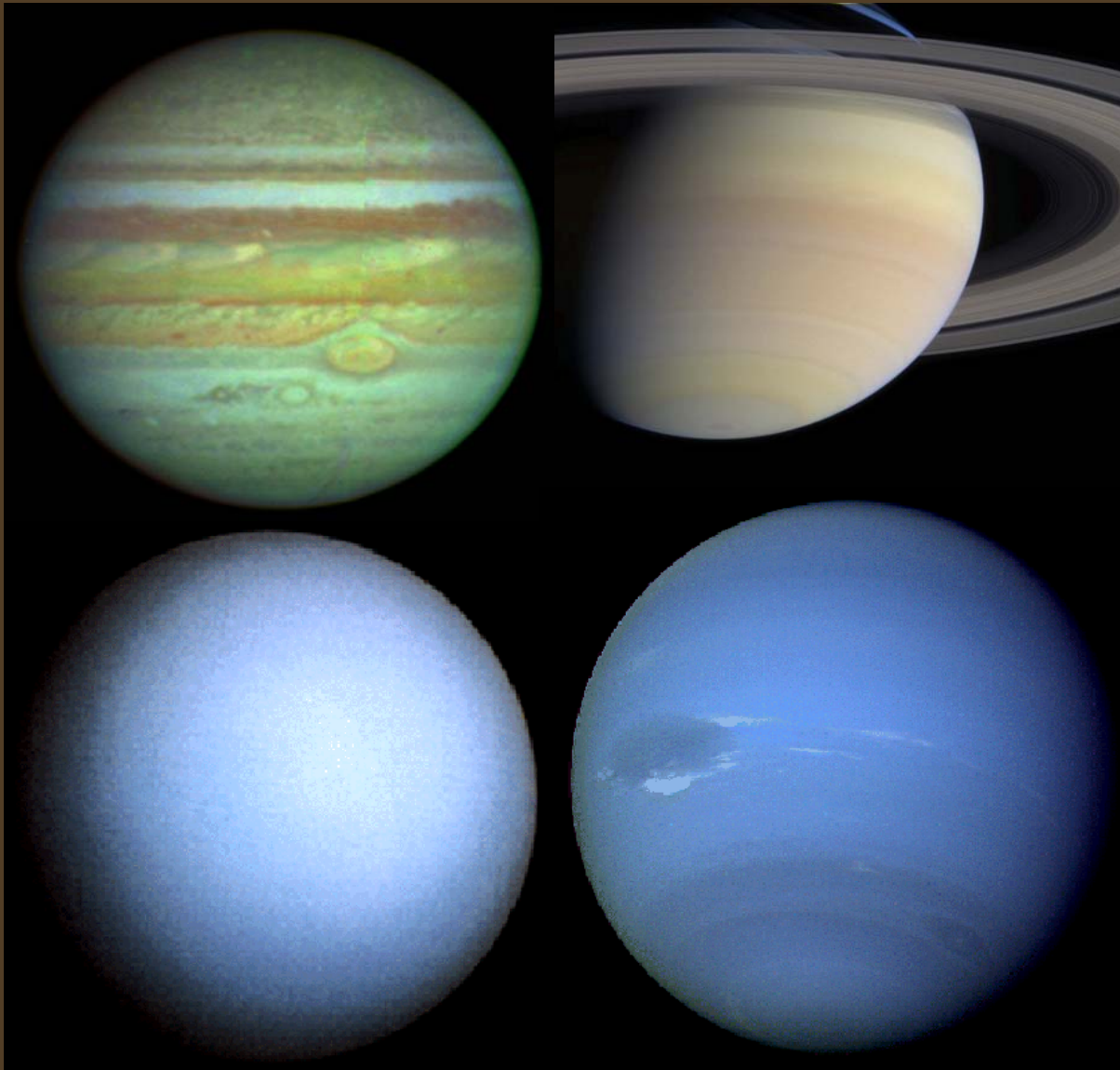


Eléments réfractaires (condensent à haute température)

Pas de volatils

Grands cratères , plus grands sur mercures

Planètes externes (> 5 UA) géantes et composées de volatils



15 à 300 x la masse
de la terre

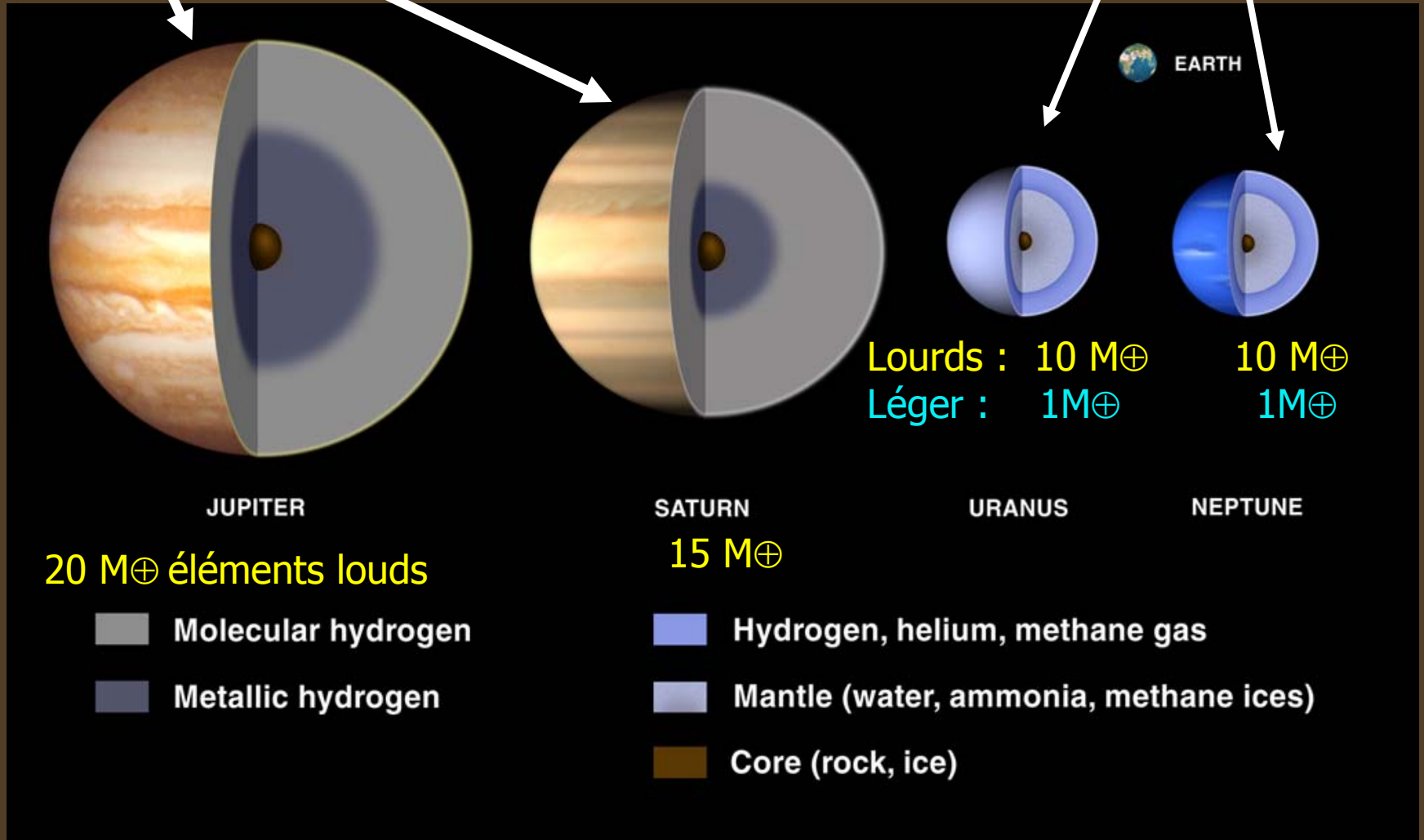
Volatils (gaz+glaces)

Atmosphère :
~ 4-5 fois la métallicité
du Soleil

*Toutes les planètes géantes
ne sont pas les mêmes*

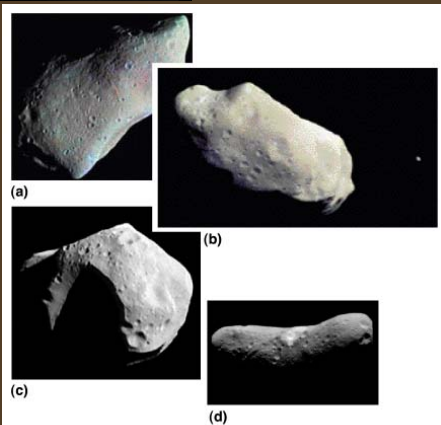
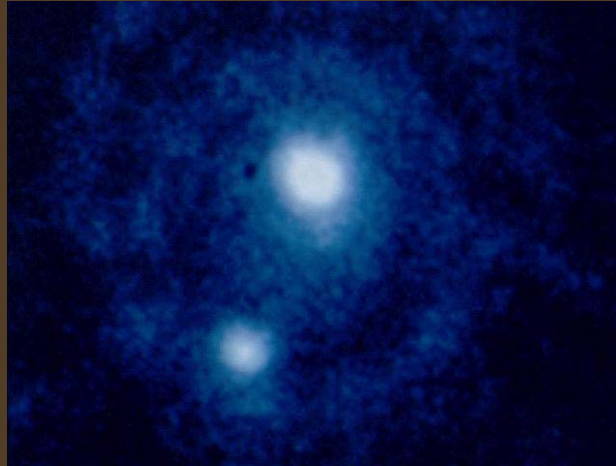
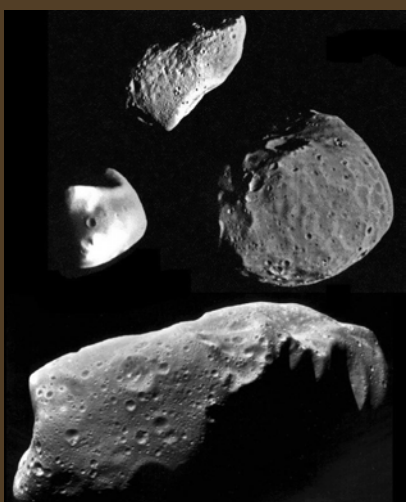
Géantes de gaz

Géantes de glaces

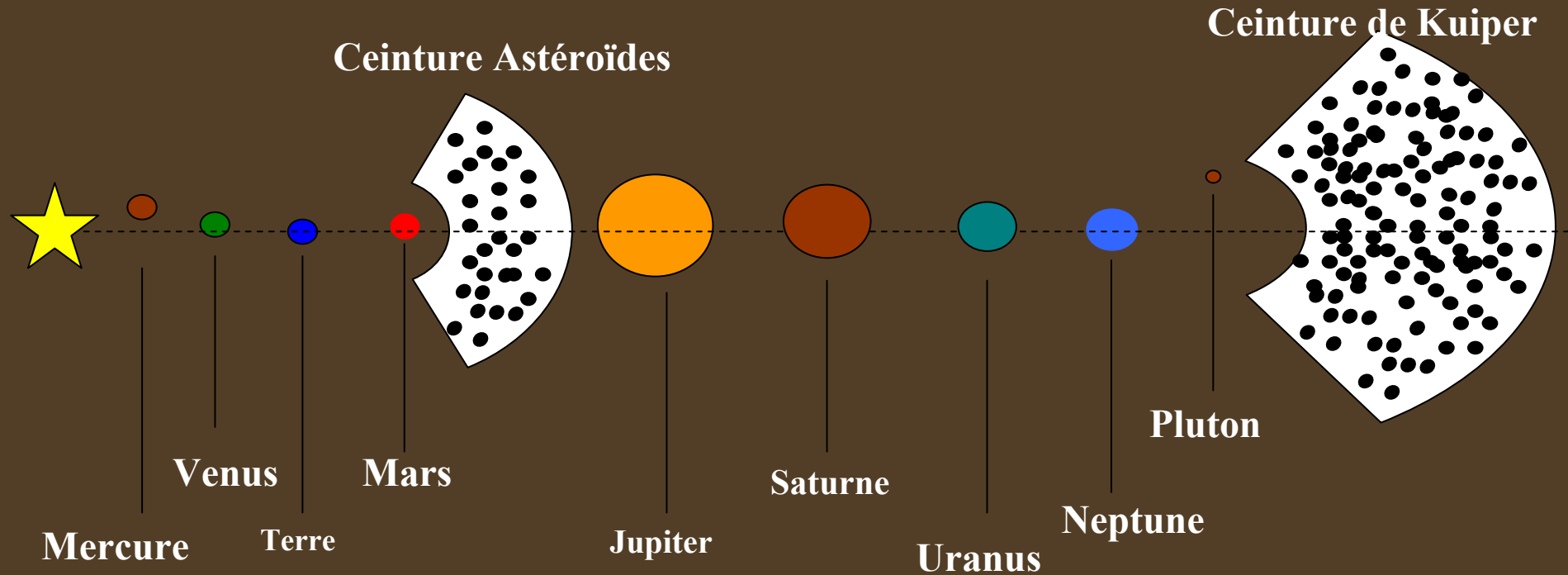


Les petits corps (1 à 200 km) sont répartis :

1. Dans la ceinture d'astéroïde (3 UA)
2. Dans la ceinture de Kuiper (40 UA)
3. Dans le nuage d'Oort (comètes) (10^4 UA)
4. Piégés autour des planètes (Phoebe)

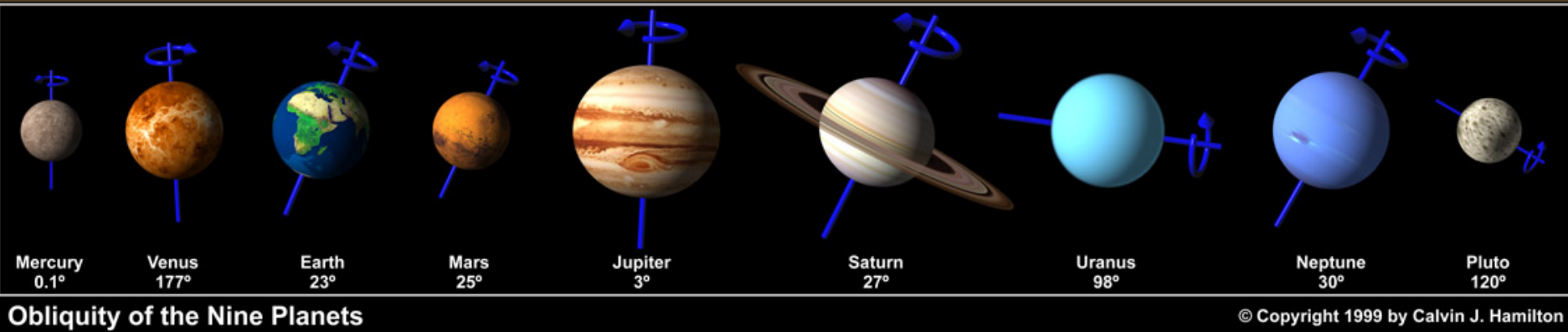


Les planètes ne n'orbitent pas n'importe où :
près de plan de Laplace (! ecliptique = Terre)



=> Fortes inclinaisons et excentricités dans les ceintures de petits-corps >> planètes

Les planètes tournent ~ toutes dans le même sens



Exception notoires : Venus , Uranus

La Masse et le Moment Cinétique Ne sont pas répartis également

	SOLEIL	PLANETES
MASSE	99 %	1%
Moment Cinétique	1%	99%

L'information thermique et chronologique contenue dans les météorites

Matrice & Chondrules



Les Chondrules

- Gouttelettes de silicates
- Formation?? => $T > 1600\text{k}$
- Formation process is still unclear!
- Composition solaire (Chondrules+ matrices)

Datation radio-active Ur-Pb :
Demie-vie : 7×10^9 ans

$4.566 - 4.556 \times 10^9$ ans

Refroidissement rapide : qq minutes (cristaux)

Tous les matériaux n'ont pas le même âge dans les météorites !

Matrice

(Le « ciment », C, Si, etc..Contient des minéraux hydratés)

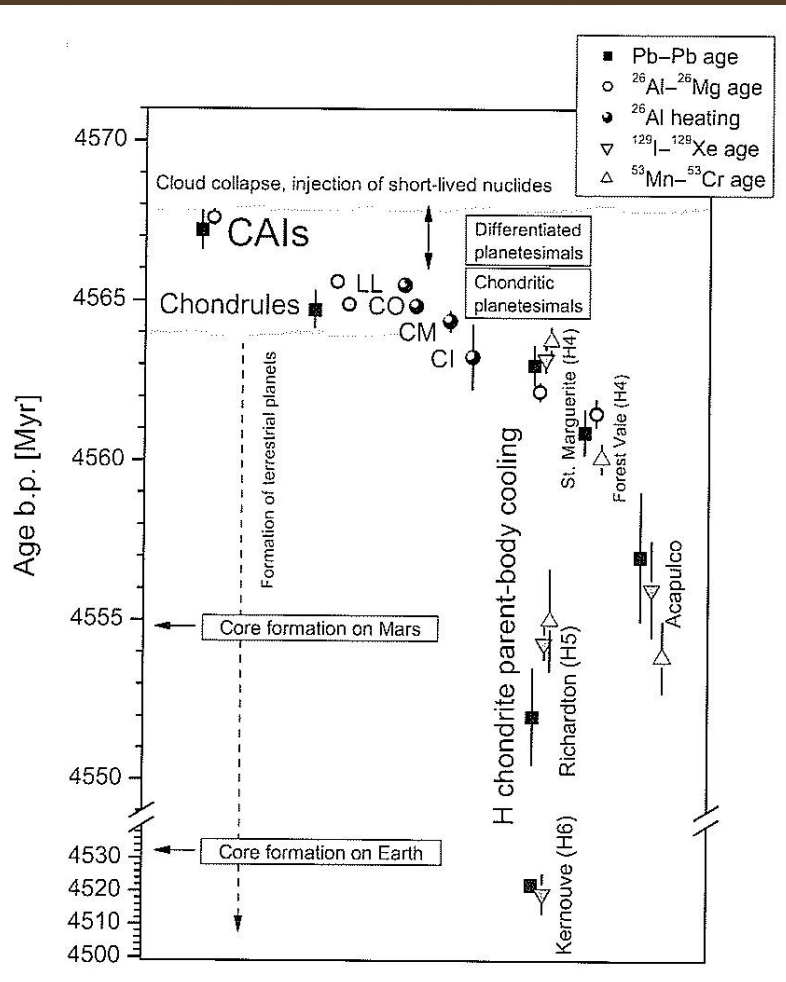
Les CAI (Calcium Aluminium Inclusions)



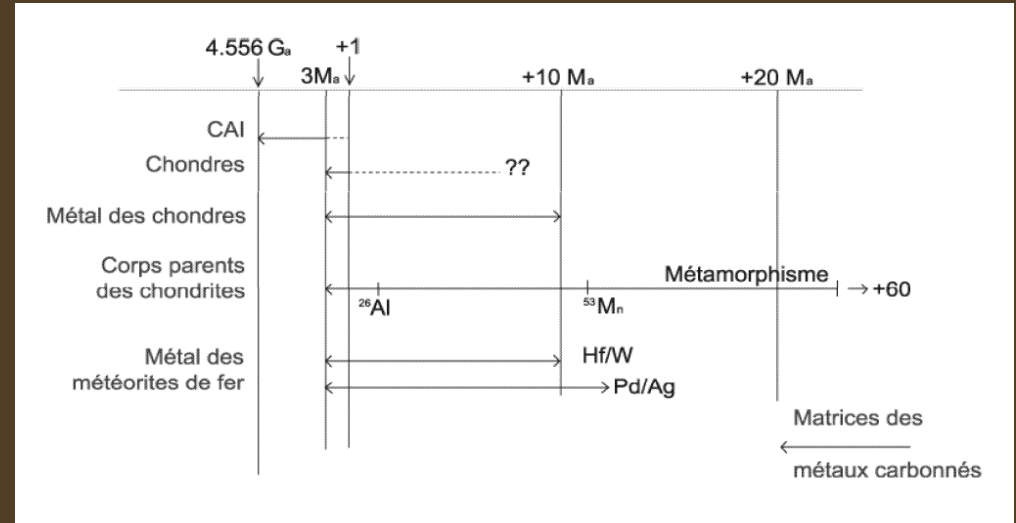
Plus vieux que les chondrules ($+ 10^6 - 10^7$ ans $\Rightarrow 4.566 \times 10^9$ ans)

Le matériau le plus réfractaire du Système solaire : T condensation ~ 2000 K
Refroidissement : 10 mn

Une chronologie « absolue » des premiers événements ...



Trieloff & Palme, 2005



Petit et al. 2005

Age radioactif =
Date de la dernière isolation...

Un autre outil de datation : les cratères lunaires

Les cratères lunaires => datés par les mission Appolo

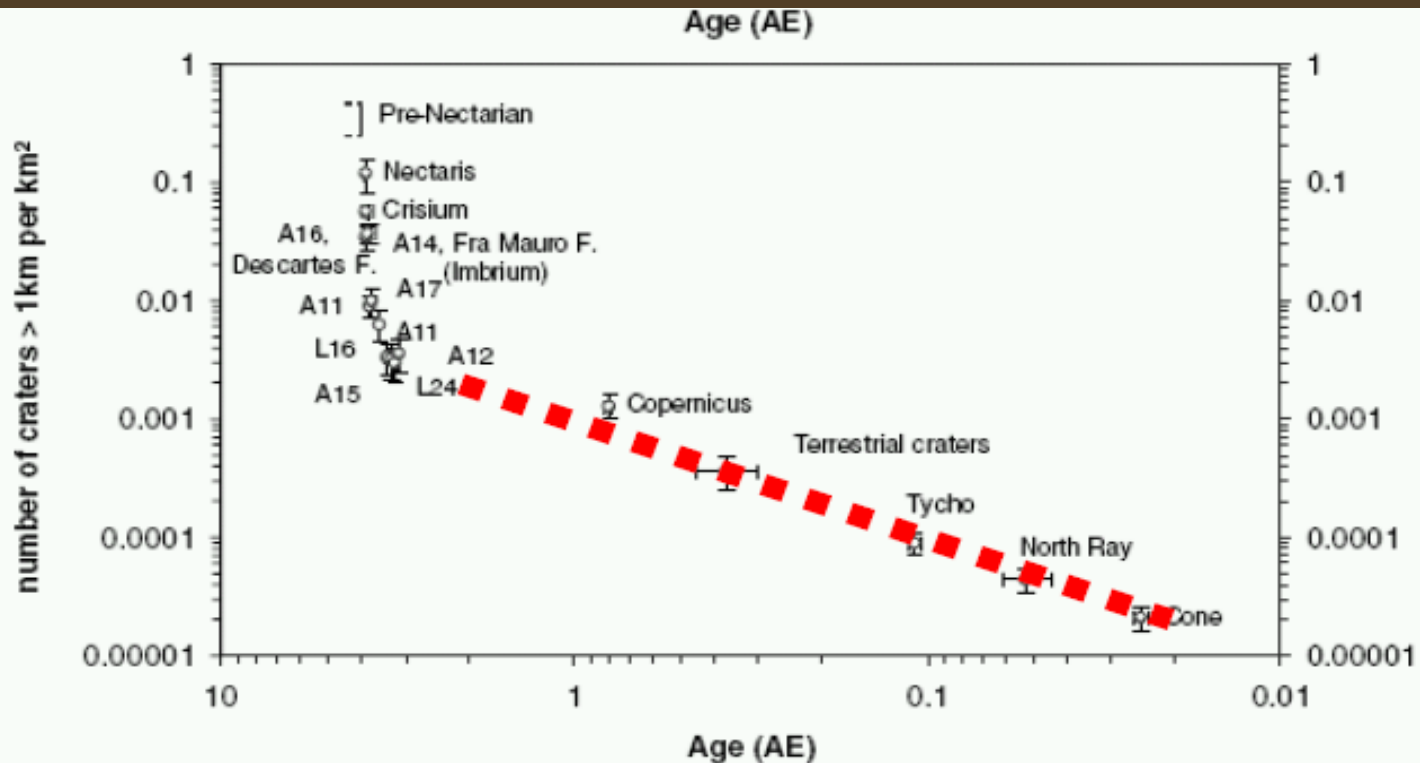
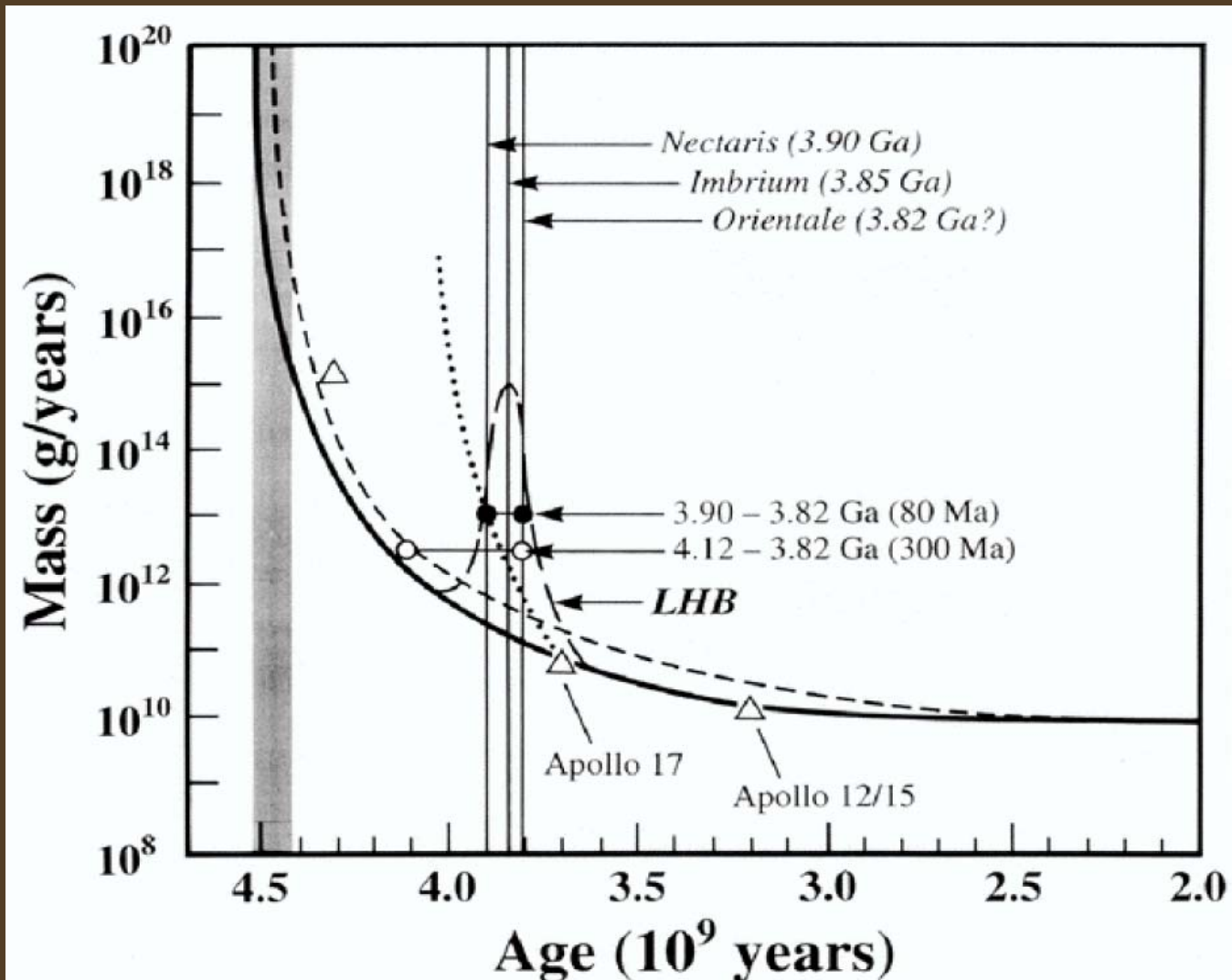


Figure 11. Cumulative crater frequencies for craters $>1 \text{ km/km}^2$ as a function of lunar surface ages from Table VI in linear (*upper panel*) and logarithmic (*lower panel*) scale; for some impact basins alternative ages are given according to sets a and b of Table VI.

Bombardement intense à l'origine du Système Solaire
... et une surprise ...

Distribution différentielle

⇒ Mise évidence d'une phase « catastrophique » dans l'histoire lunaire :
Le bombardement massif tardif (LHB)



2. Les premières théories modernes

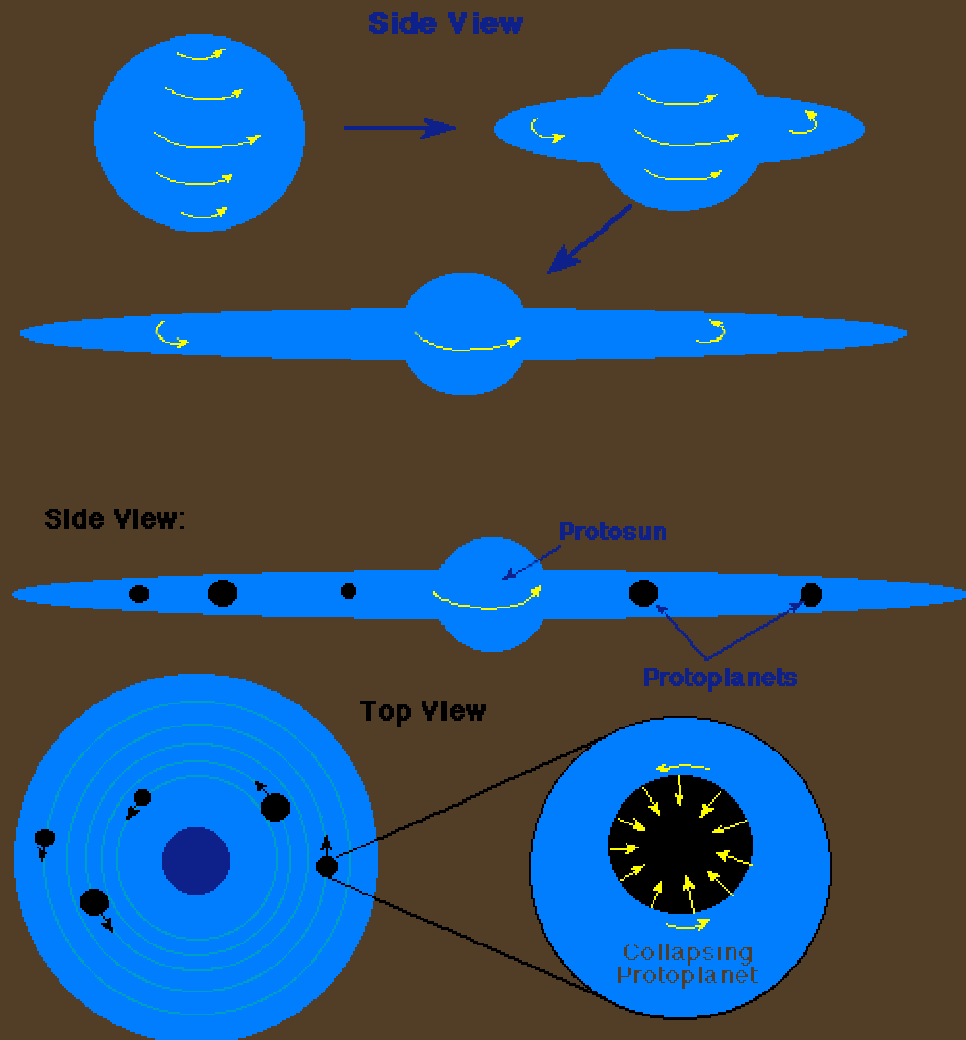
2 Familles de théories

- Les théories « unitaires » :
Le soleil et les planètes
Sont issus du même environnement
- Les théories « Catastrophiques »
Le soleil a engendré les planètes
à l'issue d'un phénomène catastrophique

Théorie unitaire :

Nébuleuse primitive de KANT-LAPLACE :

Effondrement d'une nébuleuse primordiale faite de gaz et de poussières.



AVANTAGE :

Toutes les planètes se forment
Dans le même plan
Explique à la fois :
Origine du Soleil et des Planètes.

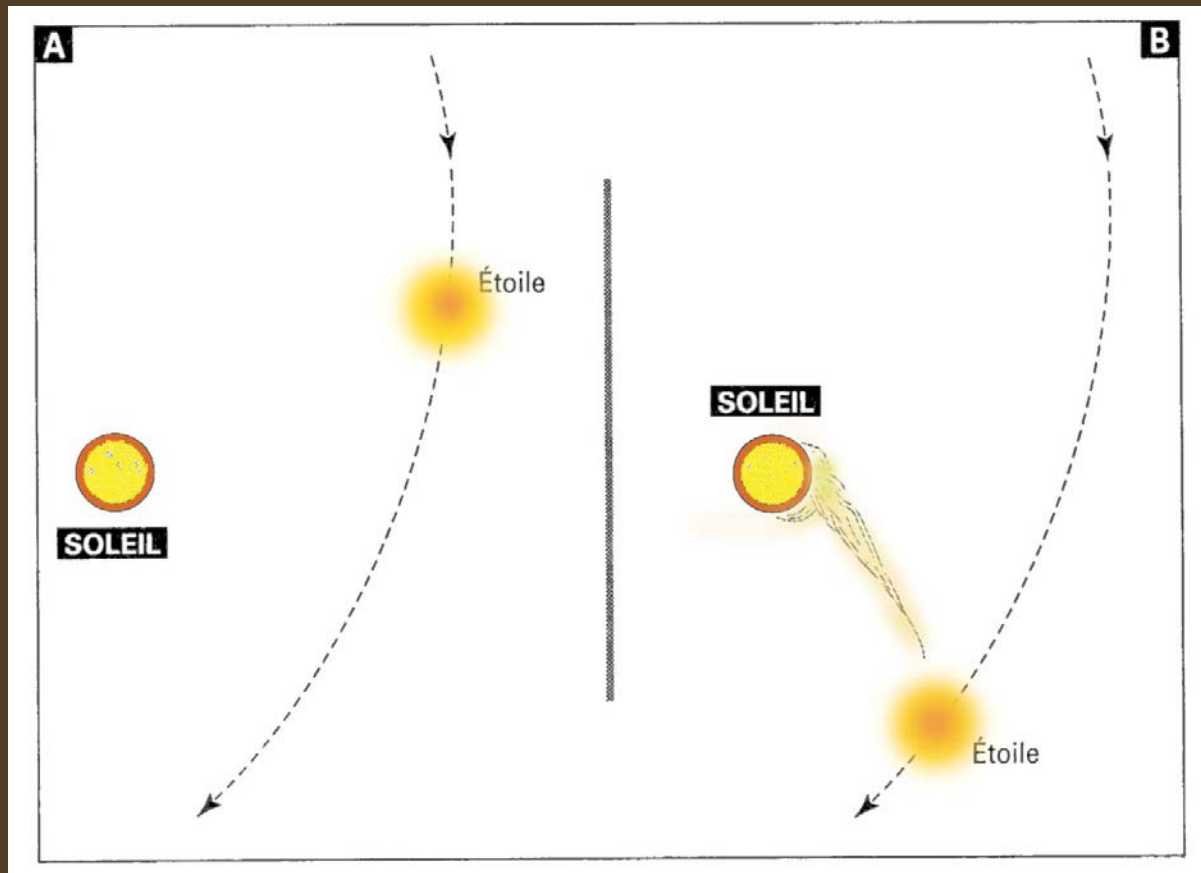
PROBLEME :

Trop de moment cinétique dans les planètes et pas assez
dans le Soleil

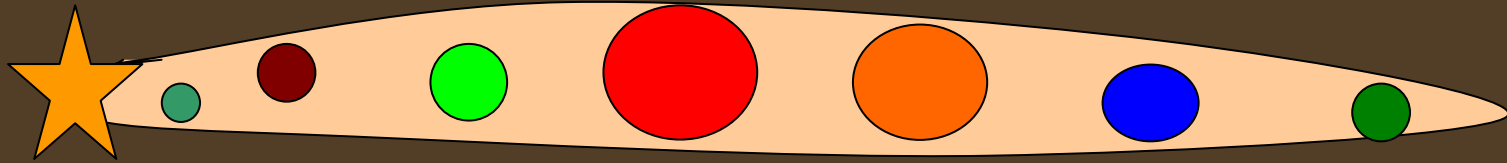
Théories Catastrophiques

Buffon, Jeans, Jeffreys

Une étoile proche a arraché de la matière
Au Soleil par marées



Condensation des planètes dans le filament



AVANTAGE :

Pas de pb. de quantité de Rotation
(remis en question + tard)

Les planètes les + grandes sont au milieu

Les planètes sont dans le même Plan

PROBLEME :

Événement TRES rare

Filament trop chaud : pas de condensation possible

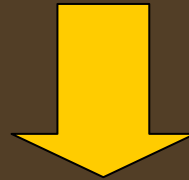
Et alors ?

Observations & Théories récentes :

Les jeunes étoiles sont entourées
d'un disque de gaz et de poussières

Les jeunes étoiles évacuent (10-30%)
de leur moment cinétique par les jets bi-polaires

Une partie part également dans les vents

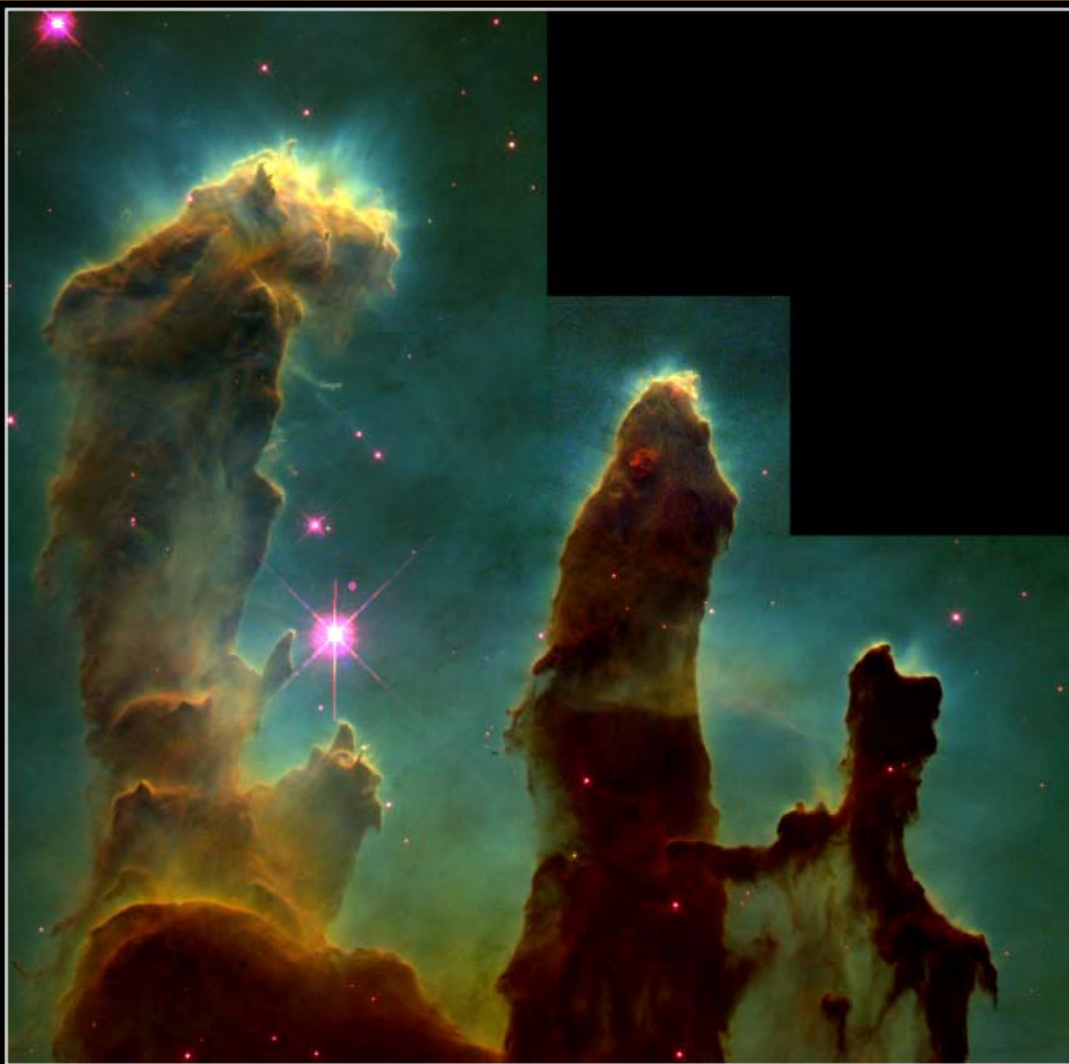


Nébuleuse de Kant – Laplace

3. Le Modèle Actuel

Le point de départ :

1. Un groupe d'étoiles se forme au sein d'une nébuleuse en effondrement (spontané ou choc)
2. Les proto-étoiles s'entourent d'un cocon de gaz
3. Les étoiles subissent des rencontres proches et parfois se dispersent



Gaseous Pillars • M16

HST • WFPC2

PRC95-44a • ST ScI OPO • November 2, 1995
J. Hester and P. Scowen (AZ State Univ.), NASA

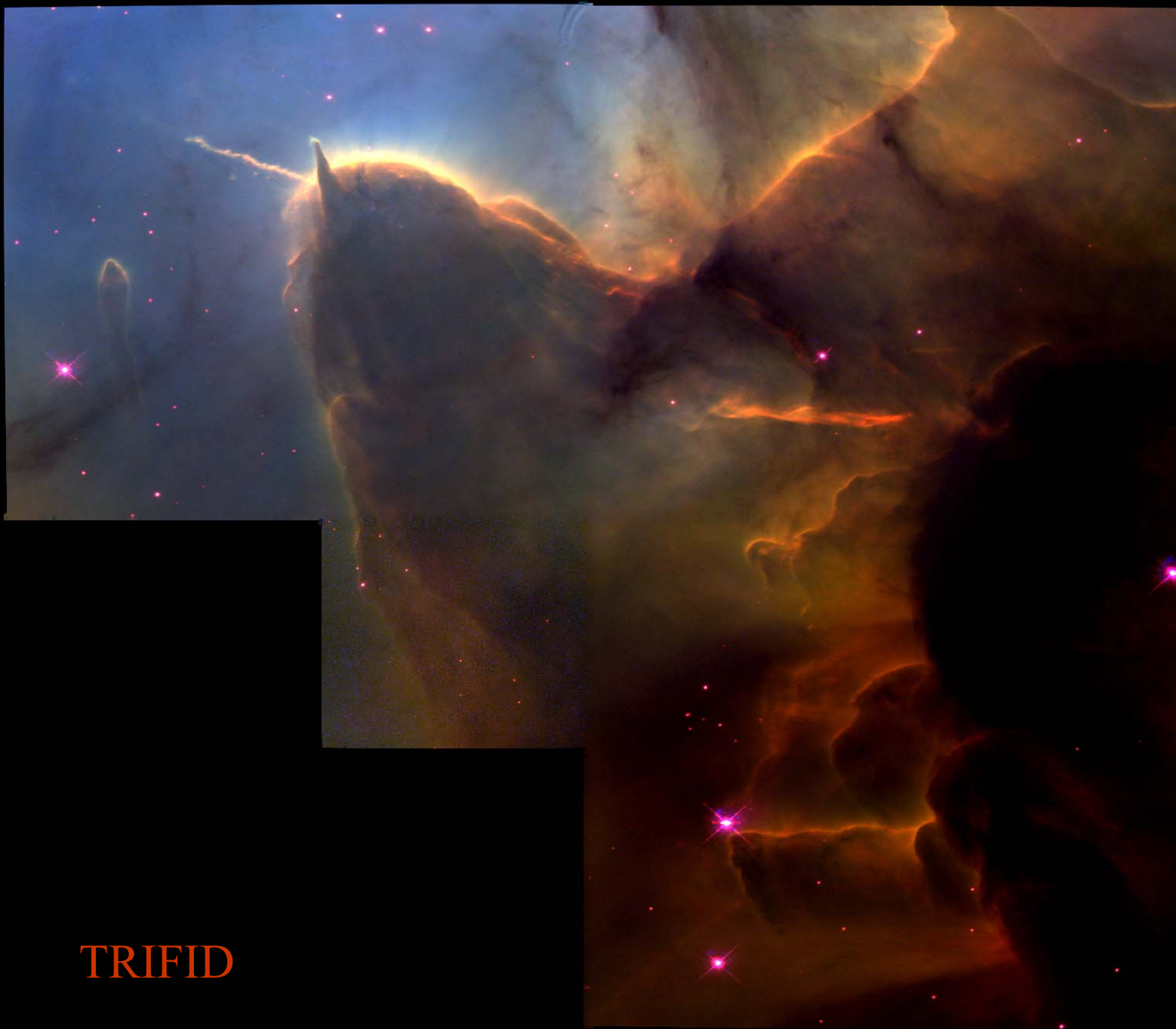
Photodissociation
des nuages



Star-Birth Clouds • M16

HST • WFPC2

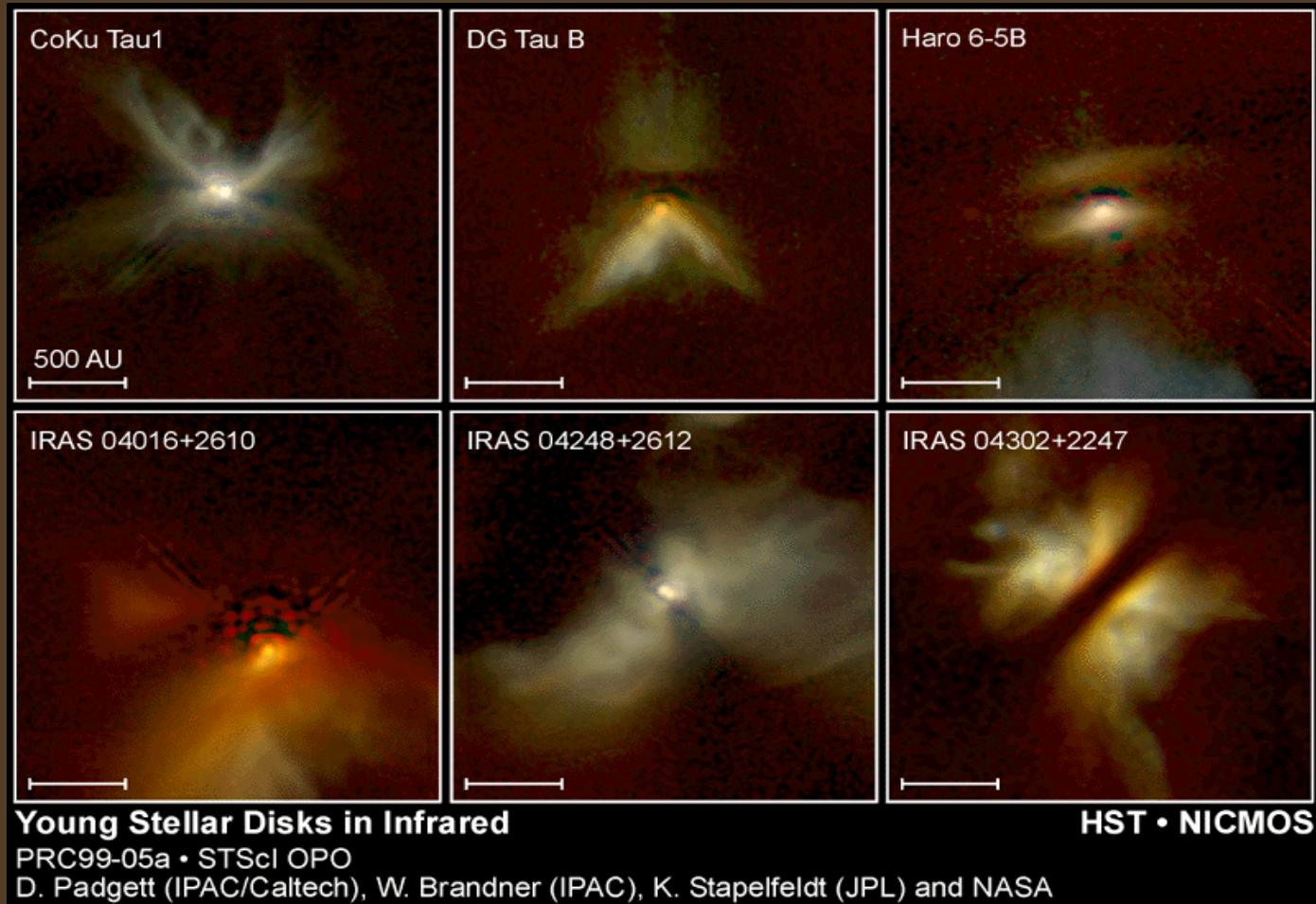
PRC95-44b • ST ScI OPO • November 2, 1995
J. Hester and P. Scowen (AZ State Univ.), NASA



TRIFID



Disques autour d'étoiles Jeunes : phase « émergée »



Pour les étoiles de type solaire, phase « émergée »



Edge-On Protoplanetary Disk Orion Nebula

HST · WFPC2

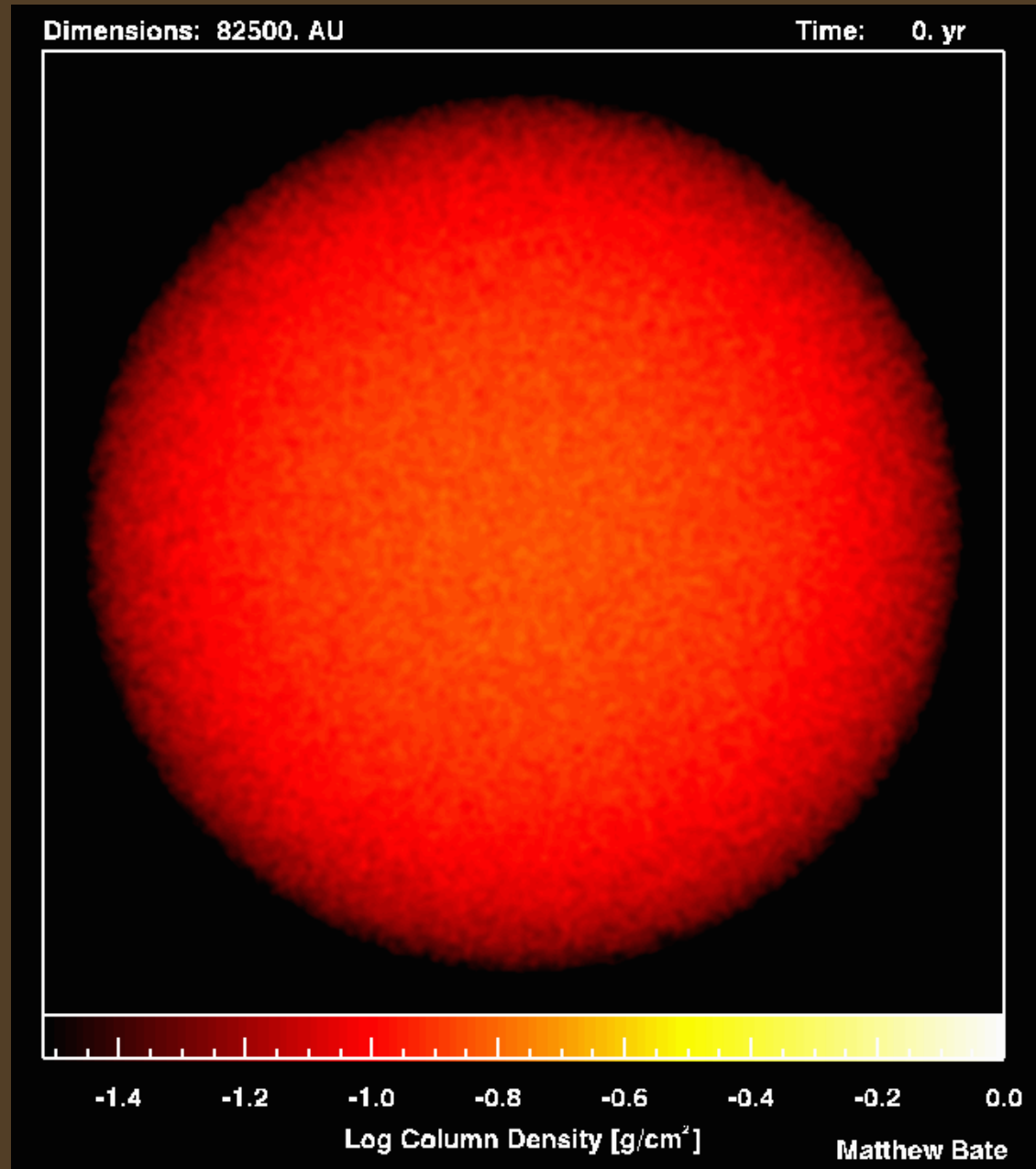
PRC95-45c · ST ScI OPO · November 20, 1995

M. J. McCaughrean (MPIA), C. R. O'Dell (Rice University), NASA

Simulation
hydrodynamique 3D
de formation d'étoiles
en amas.

Point de départ: une
sphère de gaz

Bate, 2002

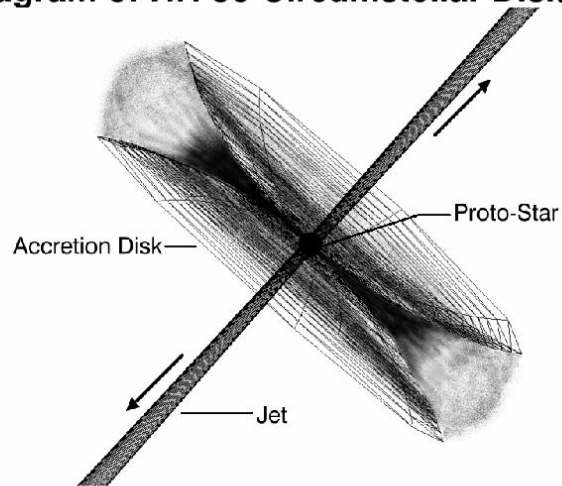




Etat Initial :

Un disque de gaz
et de poussières
entourant une
étoile en
formation

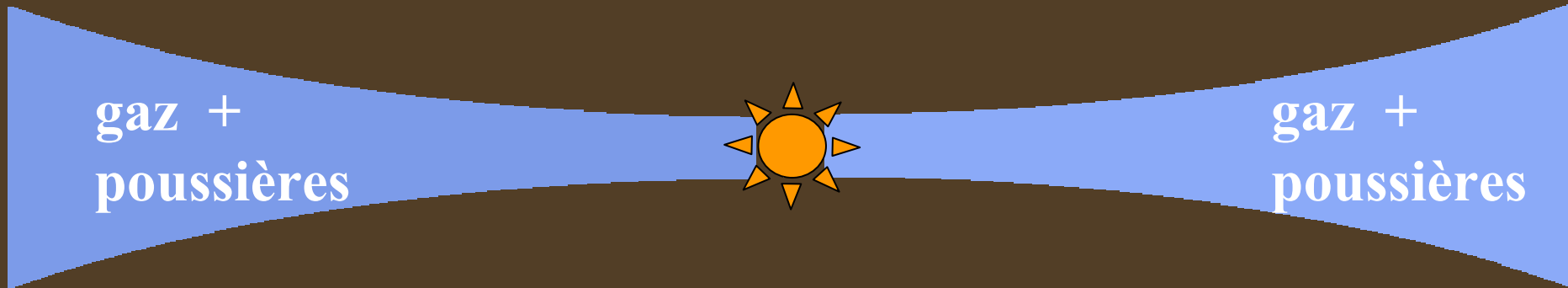
Diagram of HH 30 Circumstellar Disk & Jet



MASSE DISQUE = 1% MASSE ETOILE

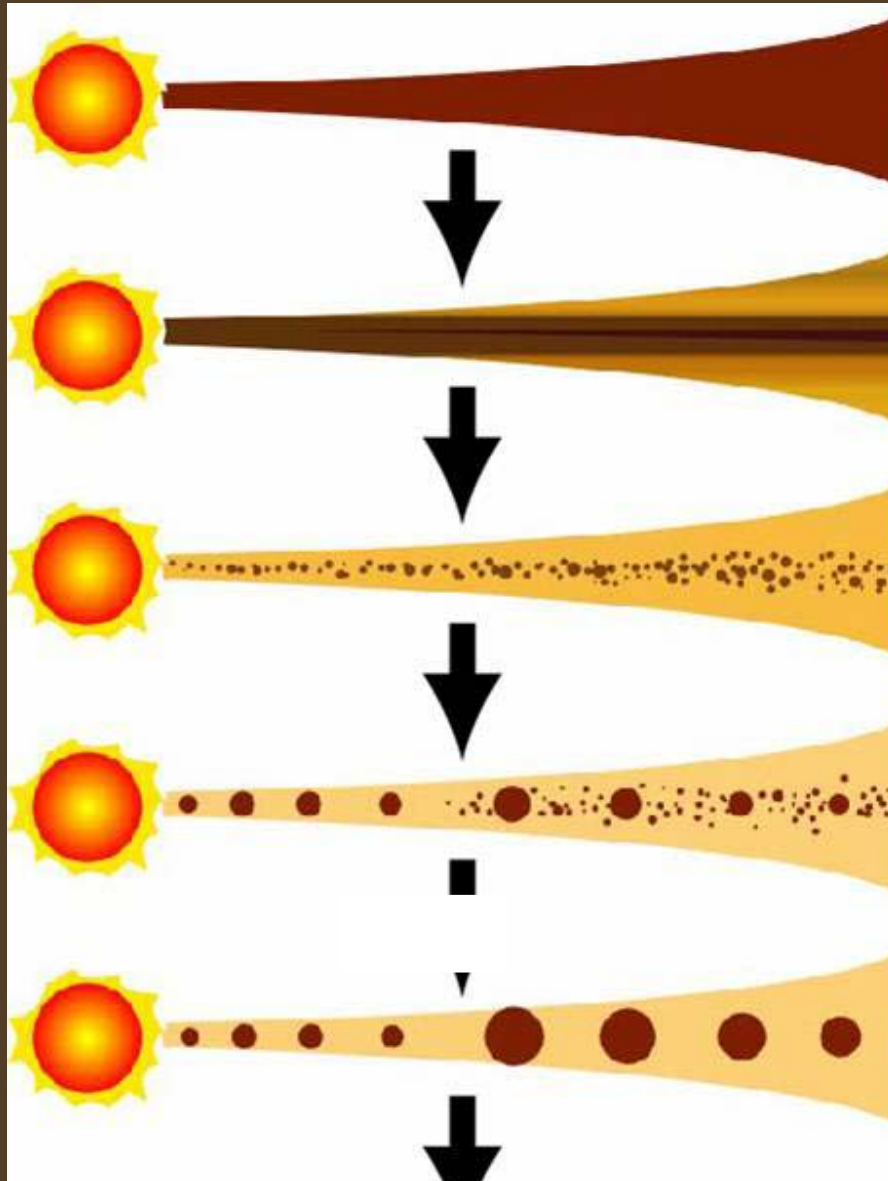
DISQUE : 99 % en mass GAZ (H, He etc..)
 1 % GRAINS (Si, Fe etc..)

TAILLE DES GRAINS : ~ 1 micron

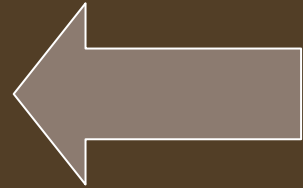


Les grains vont grandir et donneront les planètes
d'aujourd'hui.

Les 5 étapes de la formation planétaire



Disque de gaz + grains



Les grains sédimentent

Planétésimaux

Embryons planétaires

Planètes

Disque interne chauffé par le jeune soleil.
Les glaces et gaz ne peuvent condenser:
seules les roches subsistent.

Silicates et métaux

Silicates, métaux
et glaces diverses

Mercury

Venus

Earth

Mars

Jupiter

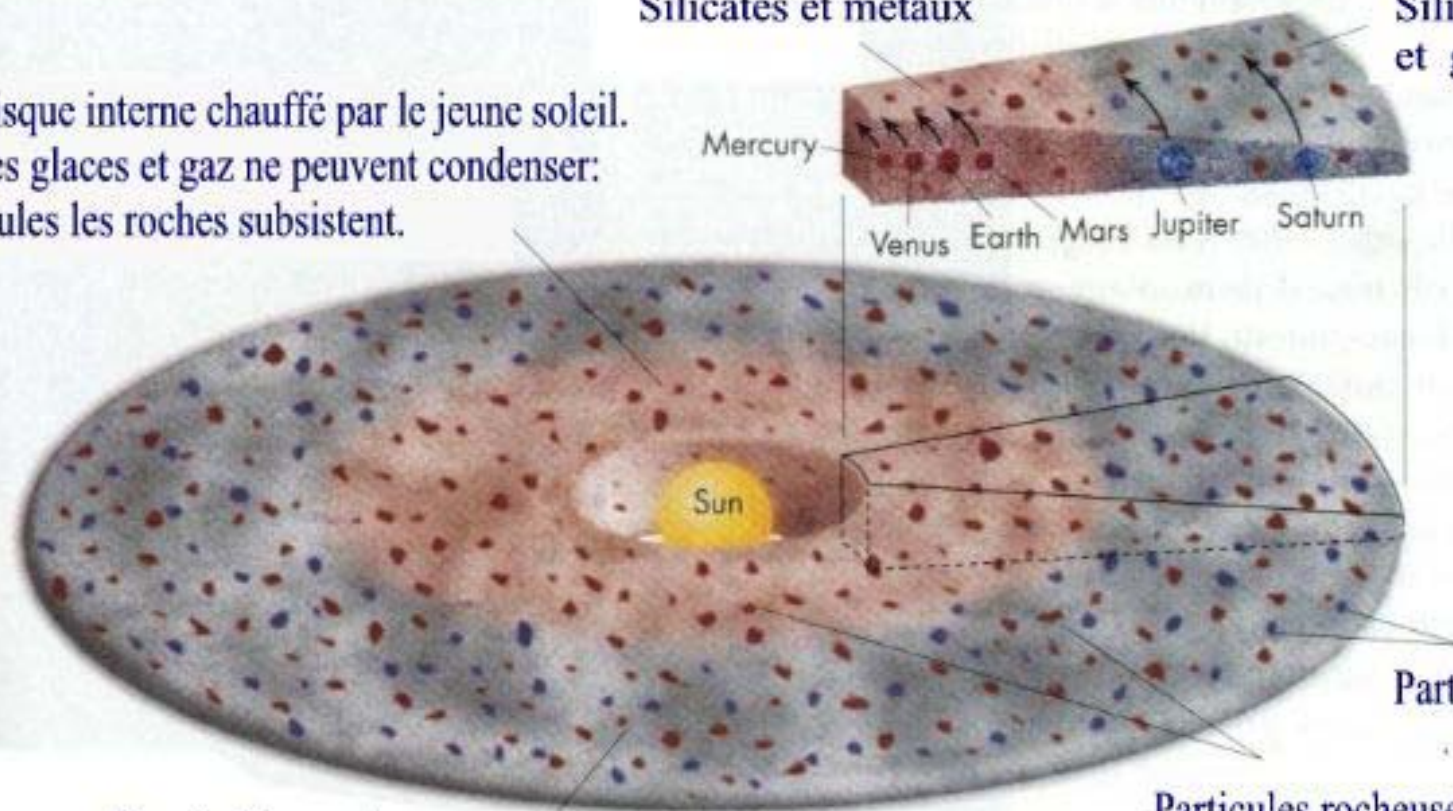
Saturn

Sun

Particules de glaces.

Particules rocheuses

Dans le disque externe,
plus froid, les glaces subsistent.



Histoire chimique du Système Solaire

C'est l'histoire de sa température

⇒ Condensation des espèces chimiques

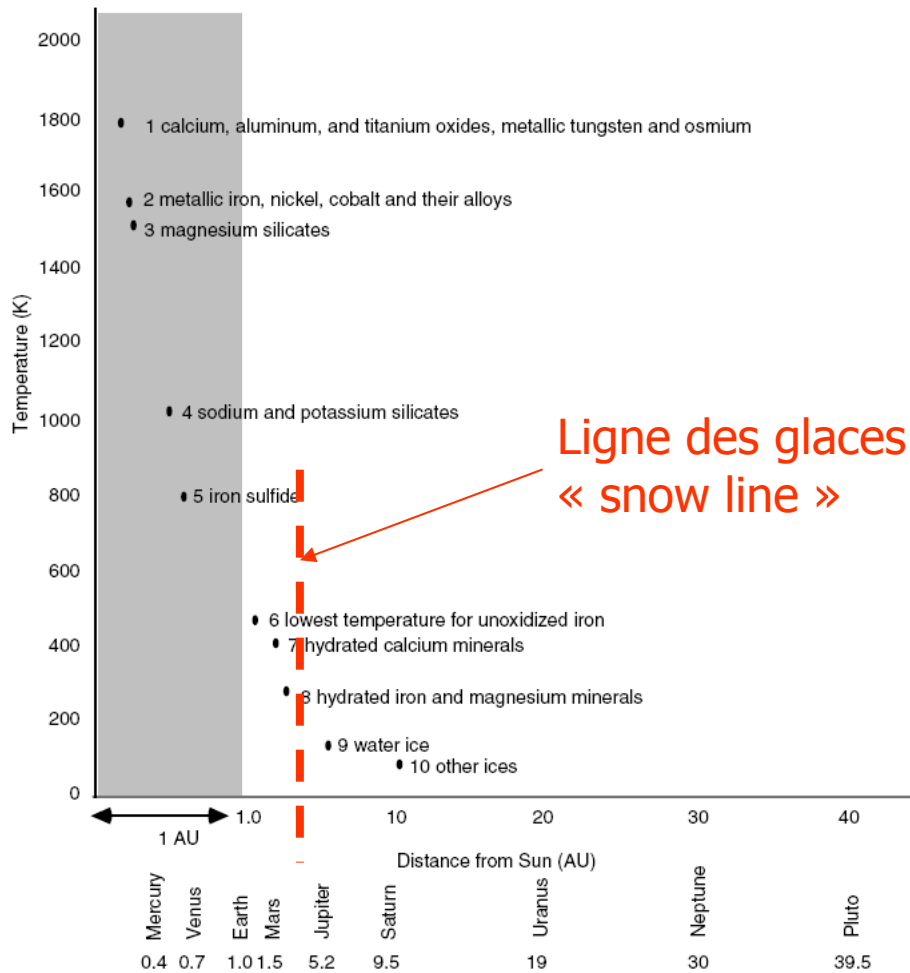


Figure 2. Temperature (K) and distance from sun (AU) at which major planetary constituents would condense from primordial solar nebula. *Note.* [Note that the shaded region on the horizontal axis represents only 1.0 AU, whereas the other axis units are 10 AUs.] The data in Figure 2 are from *The New Solar System* by J. K. Beatty & A. Chaikin, (Eds.), 1990, Cambridge, MA: Cambridge Publishing Press; *Geochemistry Pathways and Processes* by S. M. Richardson & H. Y. McSweeney Jr., 1989, Englewood Cliffs, NJ: Prentice Hall; and *Solar System Evolution: A New Perspective* by S. R. Taylor, 1992, Cambridge, MA: Cambridge University Press.

Variation spatiale de la température

Variation temporelle

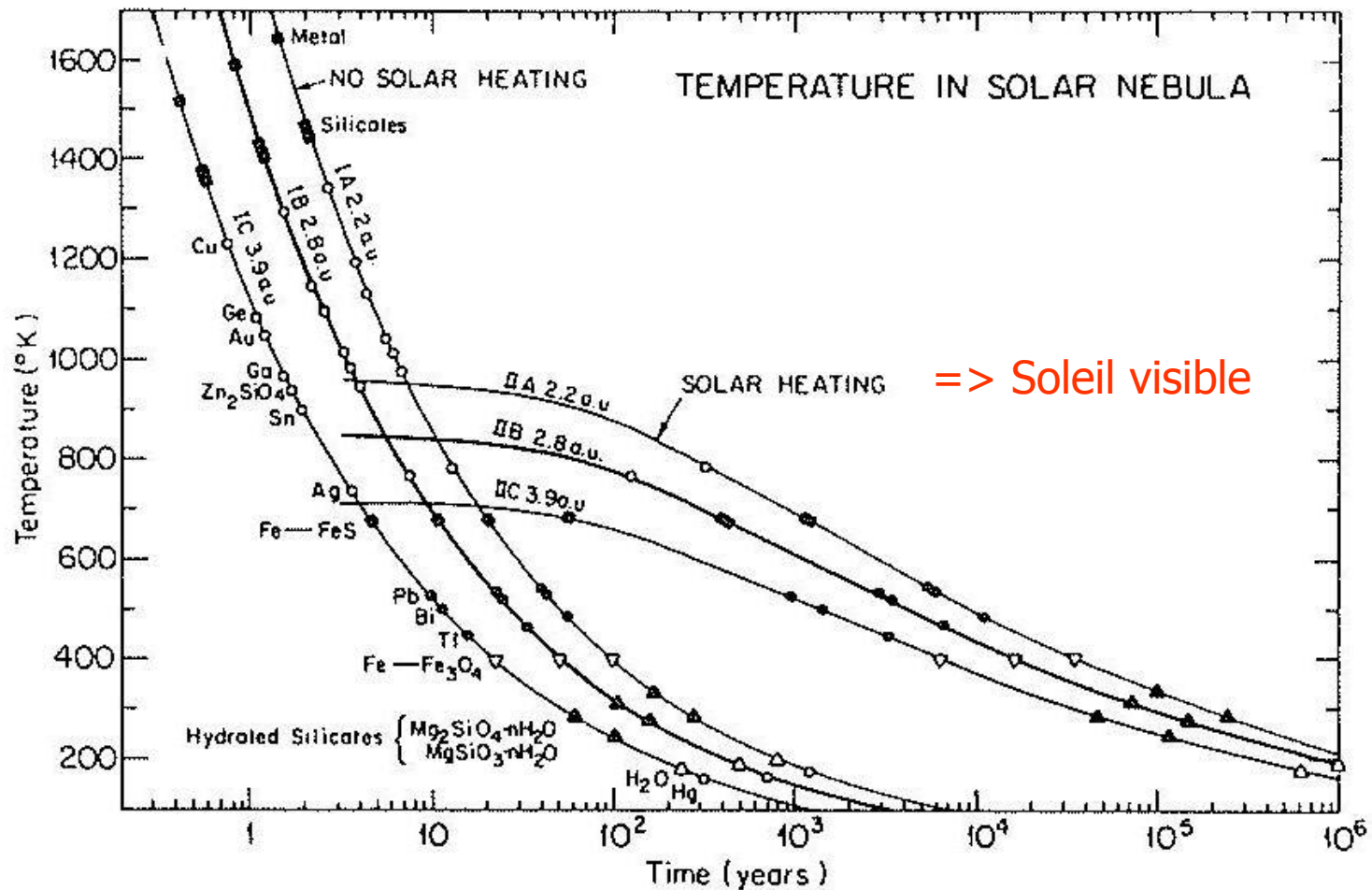
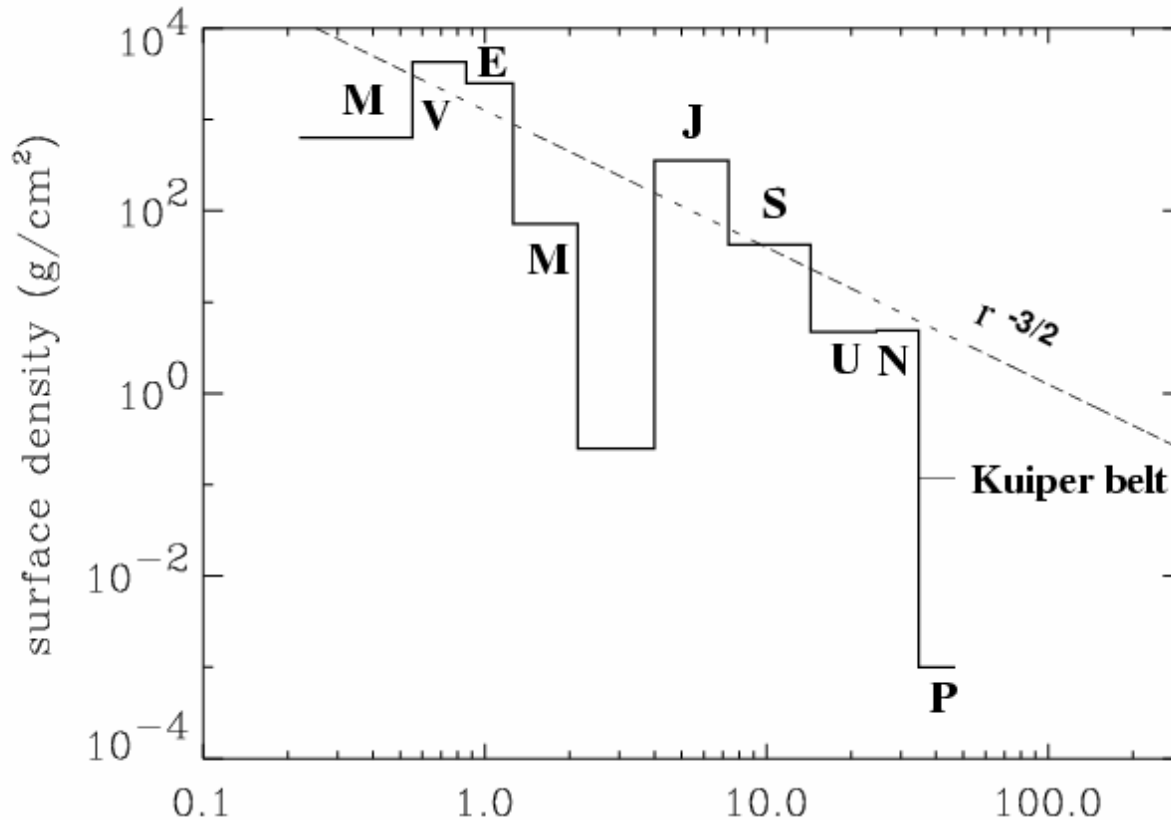


Fig. 10.12. Cooling curves for the Solar Nebula with and without heating by the protosun

Le disque primordial : un concept clef : « La nébuleuse de masse minimale »



(Hayashi 77)

À 1 UA :

$T \sim 700$ K, $P \sim 1$ Pa

$\rho \sim 10^{-7}$ kg/m³

$C_s \sim 2000$ m/s

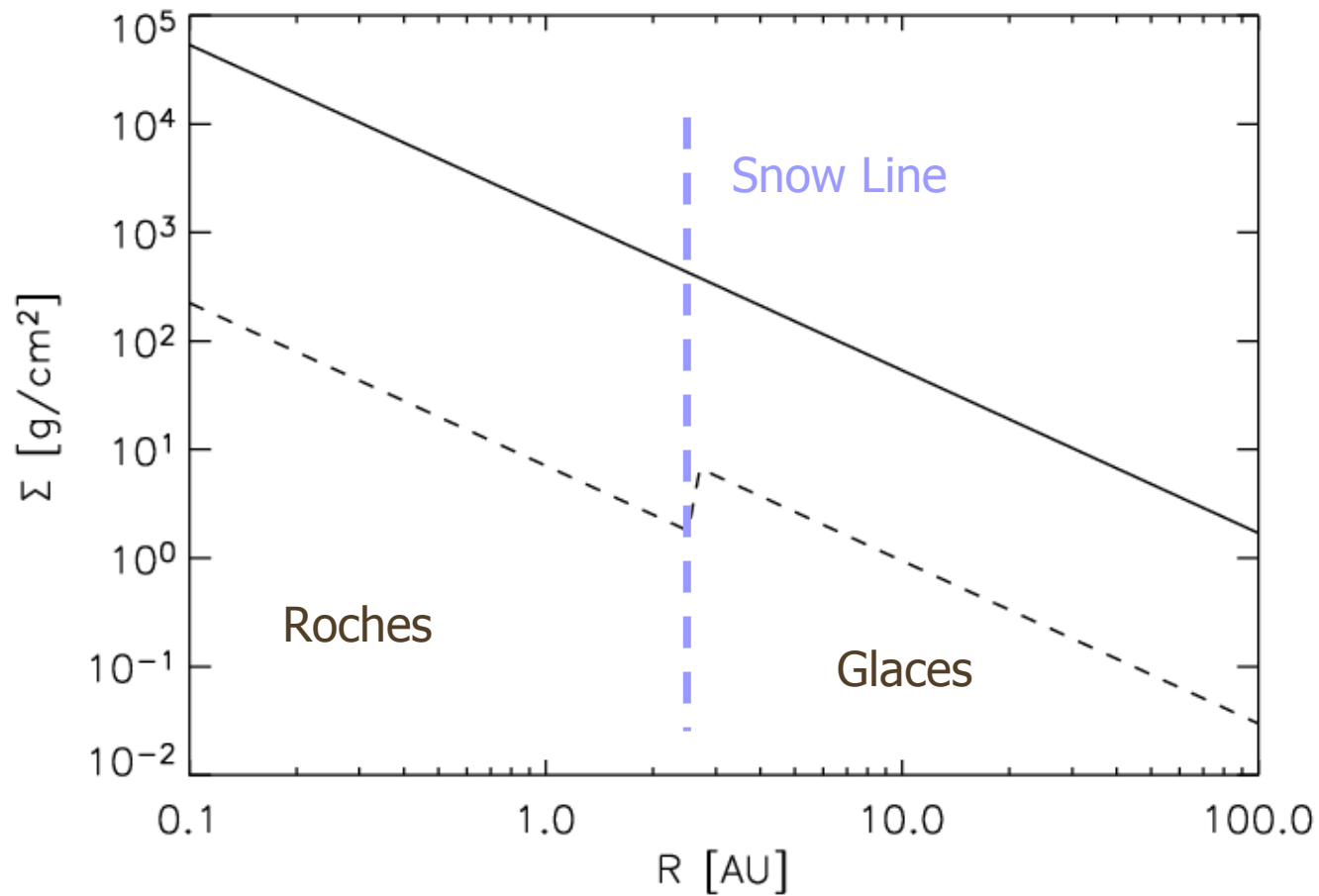
Densité de surface:

$$\rho_g \propto r^{-1.5}$$

Vitesse de rotation
du disque:

$$\Omega_k(r) = \sqrt{\frac{GM_*}{r^3}}$$

Minimum Mass Solar Nebula



DYNAMIQUE DU GAZ

Accélération de gravité à la distance R

$$A = GM^*/R^2 = R \Omega_k^2 \Rightarrow Az = R \Omega_k^2 \sin(i) = \Omega_k^2 H$$

Épaisseur du disque

Accélération verticale $\sim \Omega_k^2 H \Leftrightarrow$

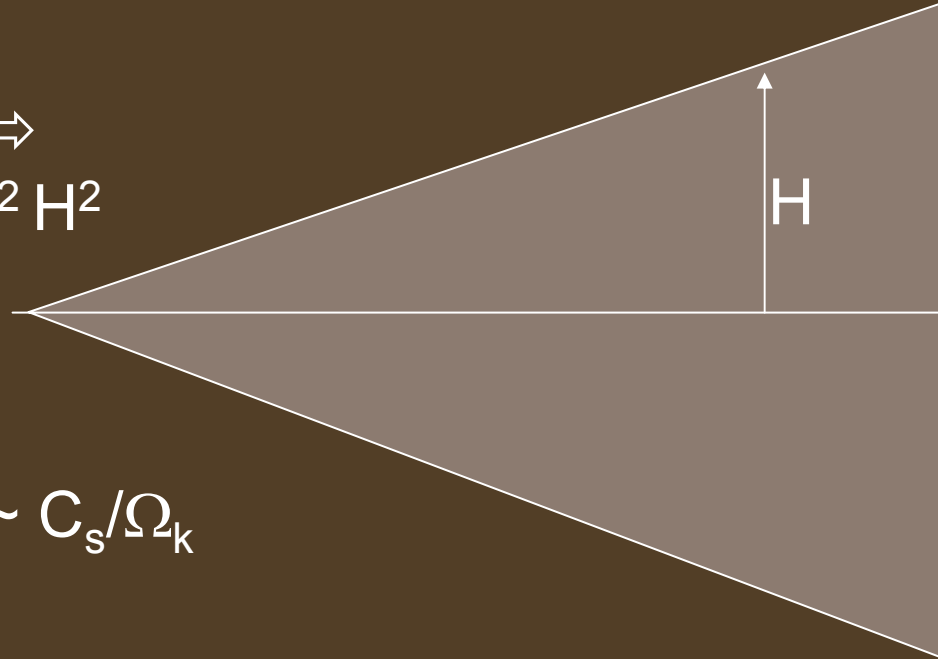
Energie potentielle $E_p = 1/2 \rho \Omega_k^2 H^2$

Energie cinétique $E_c = 1/2 \rho C_s^2$

$E_{cinétique} = E_{potentielle} \Rightarrow H \sim C_s / \Omega_k$

Noter que $H \propto r^{1.5}$ si $C_s = \text{cst}$

À 1 AU : $H \sim 10^{10} \text{ m} \sim 0.1 R \Rightarrow H \ll R$ dans le disque



Comme la gravité diminue plus vite
que la température=> le disque est évasé !!

Vitesse du son

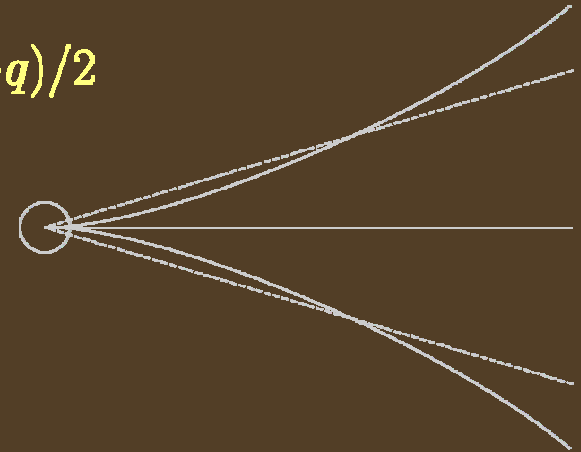
$$c = \sqrt{\frac{k_B T}{\mu m_u}} \propto T^{1/2} \quad \text{Or si } T \propto r^{-q} \quad \text{Donc } c \propto r^{-q/2}$$

$$H \equiv \sqrt{2} c \Omega_K^{-1}$$

$$c \propto r^{-q/2}$$



$$\frac{H}{r} = \sqrt{2} \frac{c}{r \Omega_K} \propto r^{(1-q)/2}$$



$$\Omega_k \propto r^{-3/2}$$

Profile képlérien

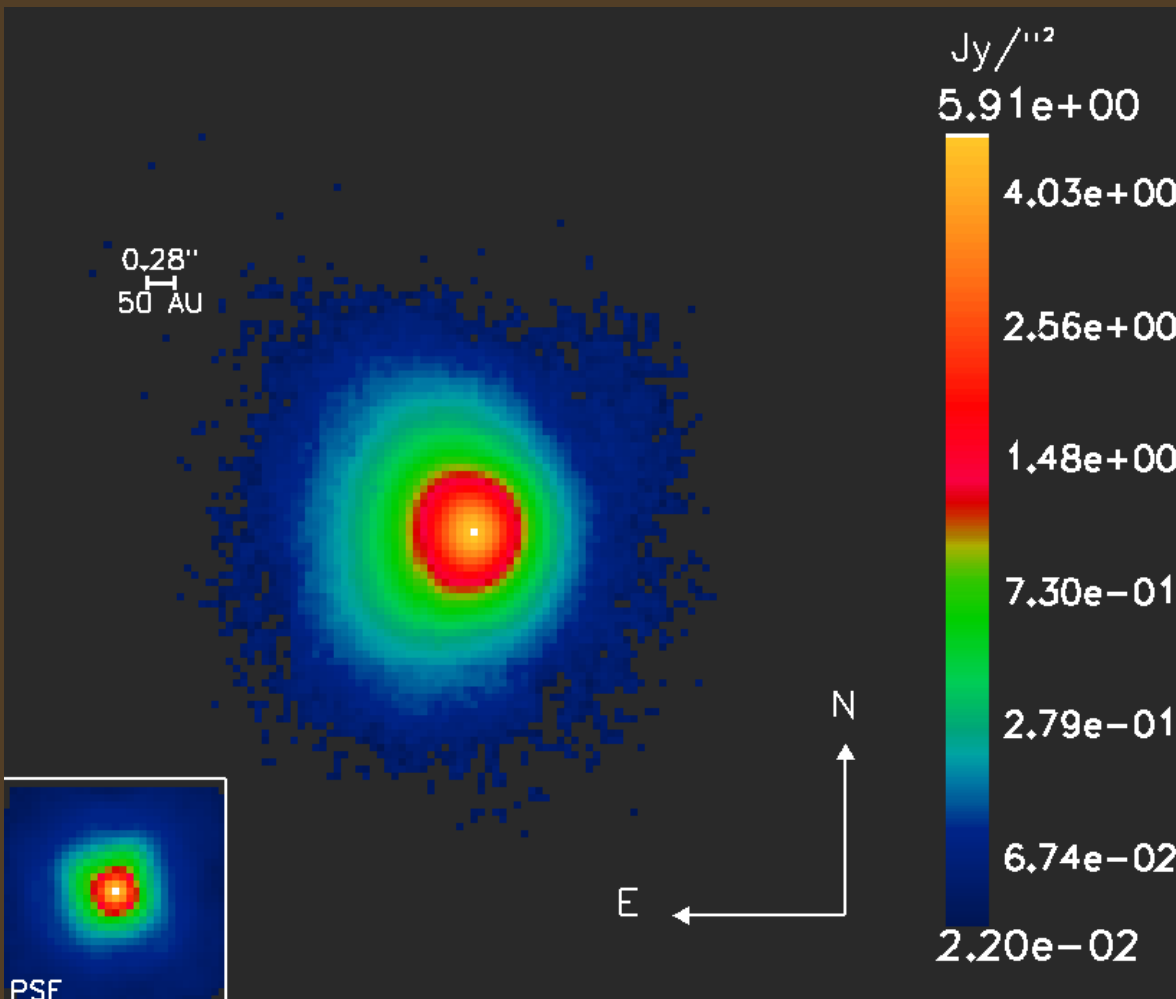
Cas classique : $q=1/2$

$$H/r \propto r^{1/4}$$

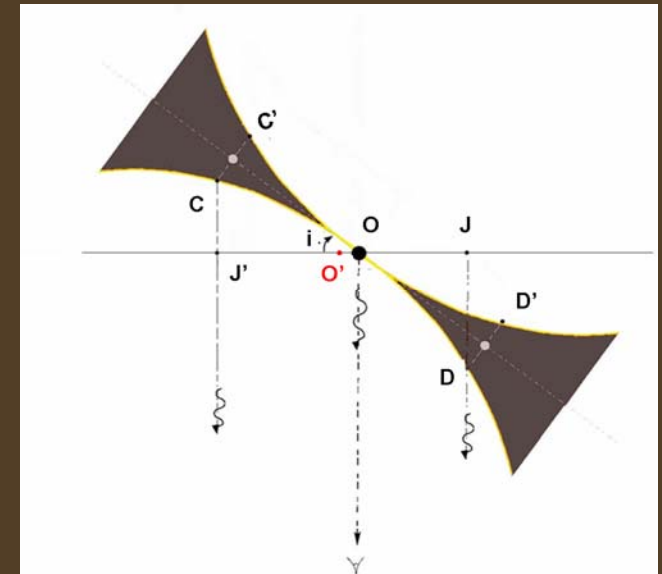
On note que la FORME du disque dépend seulement de la température
et pas de la densité (dans l'approx $M_{\text{disk}} \ll M_*$)

Une observation VISIR récente ...

Lagage, Doucet, Pantin, Habart, Duchêne, Pinte, Charnoz, Pel
Science, Dec. 2006



Interprétation géométrique



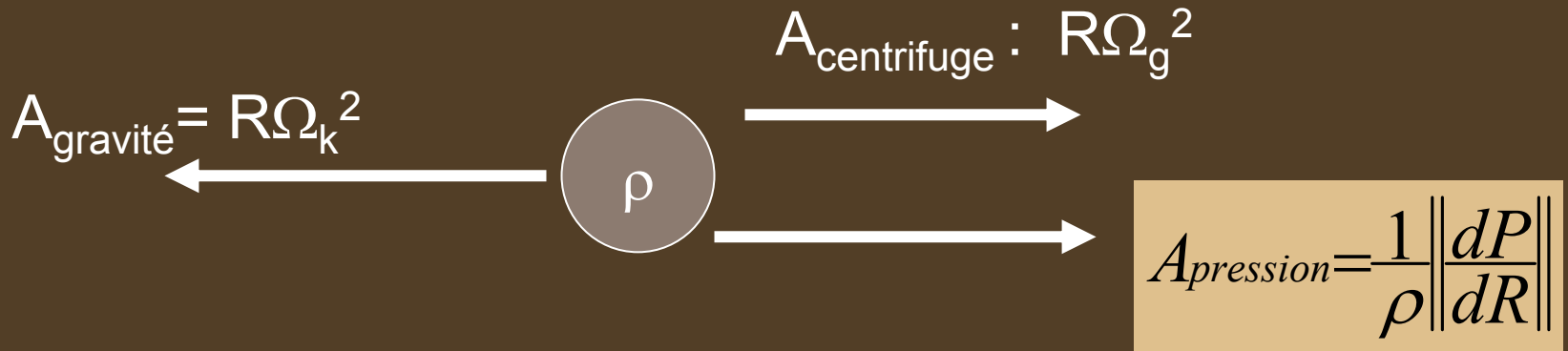
$$H/R \propto R^{0.26} \quad !!!$$

Animation

DYNAMIQUE DU GAZ

A quelle vitesse tourne le gaz (Ω_g) ?

La pression diminue l'intensité du champ de gravité !!



$$\Rightarrow \Omega_g^2 = \Omega_k^2 - \frac{1}{\rho R} \left\| \frac{dP}{dR} \right\| \quad (!!! dP/dR < 0 !!!)$$

Mouvement subkeplérien. Or $P \sim C_s^2 \rho$ et $d\rho/dr \sim -1.5 \rho/r$

$$\Rightarrow (\Omega_g^2 - \Omega_k^2) / \Omega_k^2 \sim (-C_s^2/r^2) / \Omega_g^2 = (H/r)^2 \ll 1$$

$\sim 0,01$ à 1 UA légèrement sous képlérien....

En définitif $\Omega_k = \Omega_g(1-\eta)$ avec $\eta \sim 5 \cdot 10^{-3}$

Cette vitesse sous képlérienne du gaz va avoir pour conséquence de faire migrer les particules vers l'étoile...

Et sur l'axe Radial ?

Navier Stokes projeté sur l'axe radial

$$\frac{\partial \Sigma}{\partial t} = \frac{3}{r} \frac{\partial}{\partial r} \left[r^{1/2} \frac{\partial}{\partial r} (\Sigma \nu_t r^{1/2}) \right]$$

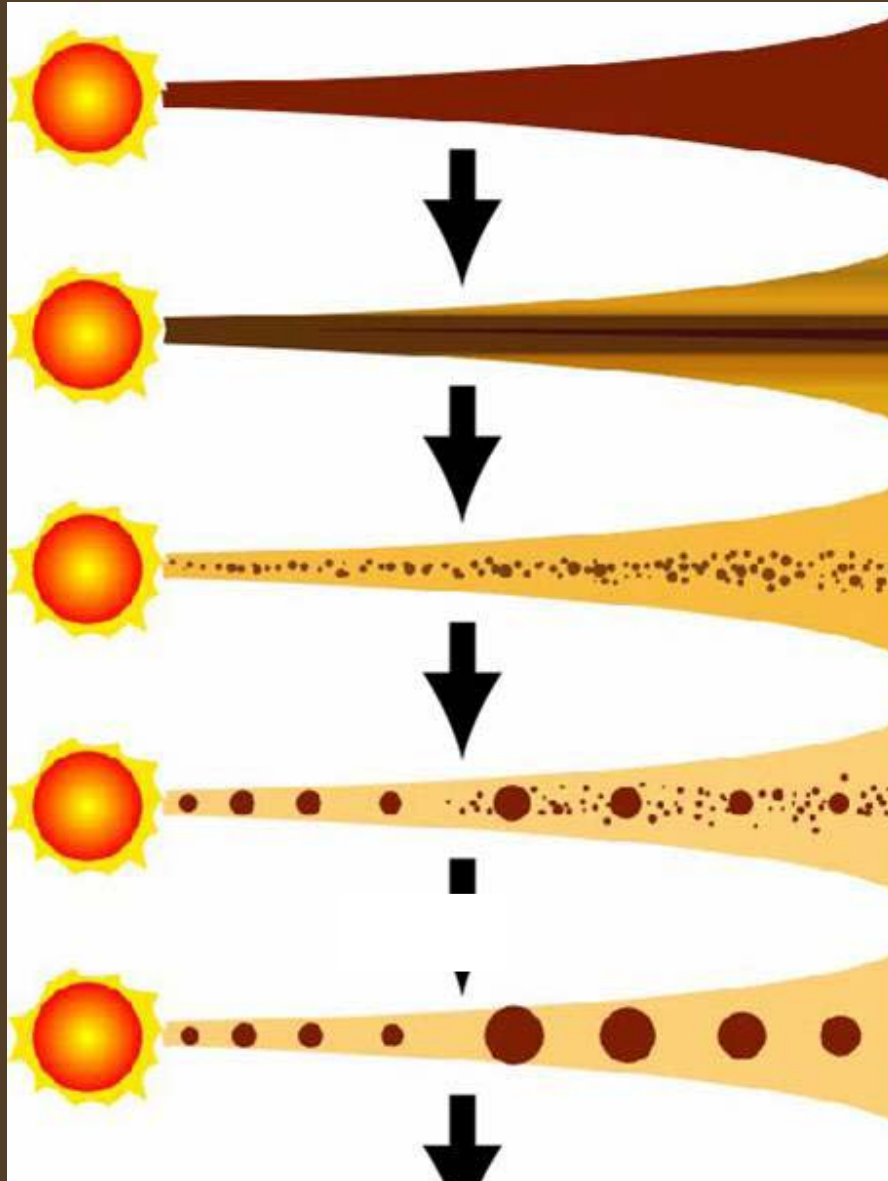
Solution steady state : $\Sigma \propto r^{-1}$
Etapes primitives d'évolution du disque

Solution sans accretion $\Sigma \propto r^{-3/2}$
Phase finale d'évolution



En fin d'accrétion
le profil de densité
devient + pentu

Les 5 étapes de la formation planétaire



Disque de gaz + grains

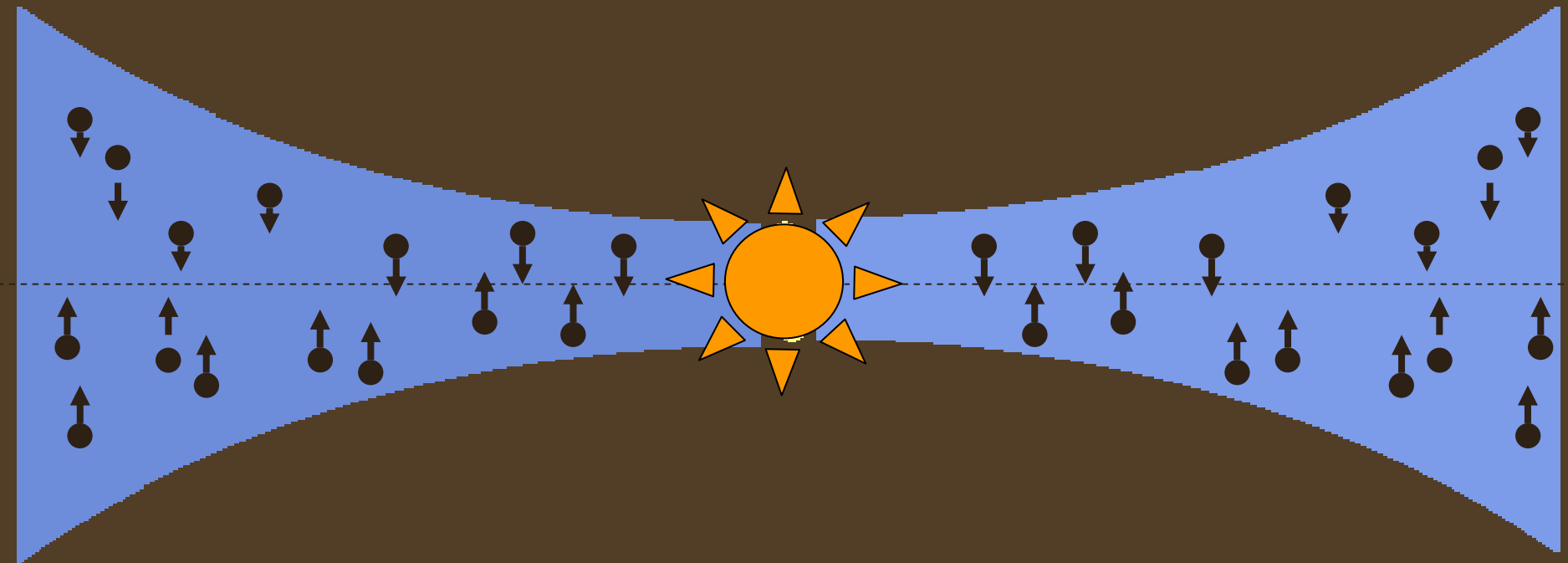
Les grains sédimentent

Planétésimaux

Embryons planétaires

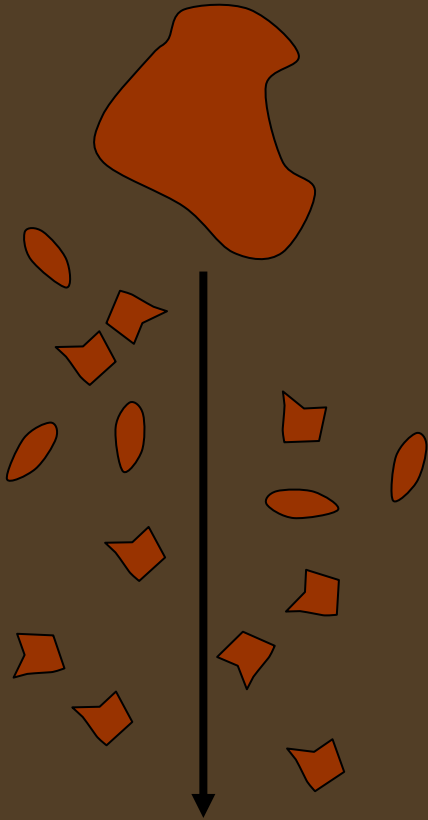
Planètes

2^{ème} étape :
Les grains sédimentent dans le plan médian
du disque

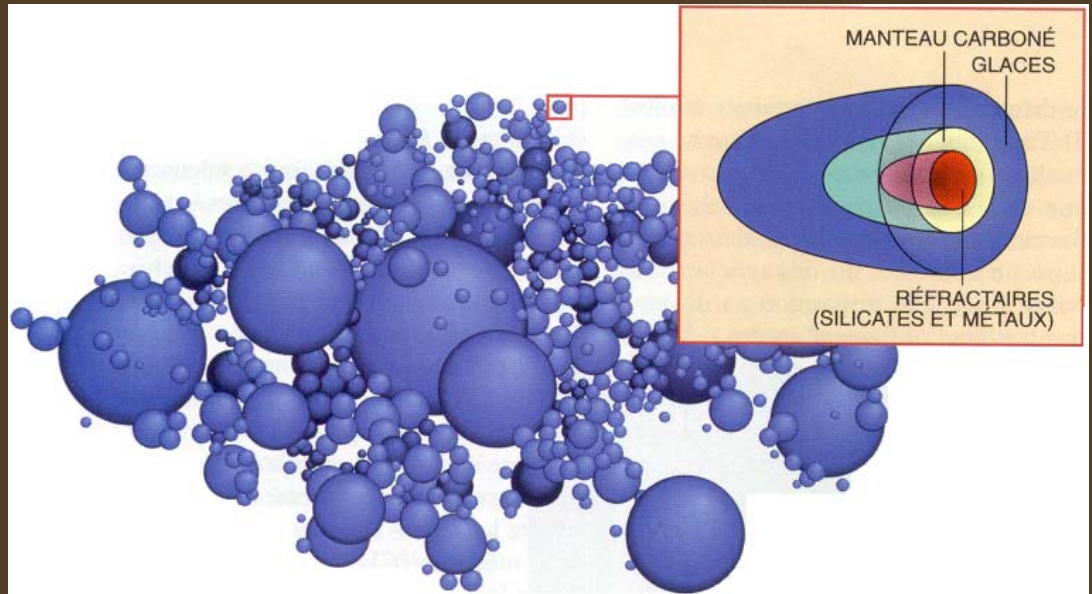


Pendant la chute:

Les plus gros flocons rattrapent les plus petits et les absorbent



Collages de surfaces : agrégats fractals



FORCE DE FROTTEMENT SUR LES GRAINS

Les grains frottent contrent le gaz et chutent dans le plan équatorial

Ils sont soumis à la **force de frottement d'Epstein**
(taille des grains \ll libre parcours moyen des molécules)

$$\vec{F}_f = -\pi r^2 \rho C_s (\vec{V} - \vec{V}_{gaz}) \quad \text{avec } \vec{V}_{gaz} = r \Omega_g \vec{e}_\phi$$

On peut définir un temps de mise à l'équilibre des grains :

$$PFD \Rightarrow \frac{dv}{dt} + \underbrace{\frac{\pi r^2 \rho C_s}{m}}_{1/\tau_e} v = \frac{\pi r^2 \rho C_s V_{gaz}}{m}$$

$$\tau_e = \frac{m}{\pi r^2 \rho C_s} \propto r$$

$$v_{equilibre} = V_{gaz}$$

Pour une particule avec $r=10^{-6}$ m faite de roche on obtient $\tau_e \sim 10$ s !! Et si $R=30$ cm on a $\tau_e \sim 50$ ans (ρ =densité du gaz)

$\tau =$

Les grains sont donc *très rapidement* couplés au gaz .



SEDIMENTATION DES GRAINS

Équation d'un ressort amorti...

$$\frac{d^2 z}{dt^2} + \frac{1}{\tau_e} \frac{dz}{dt} + \Omega_k z = 0$$

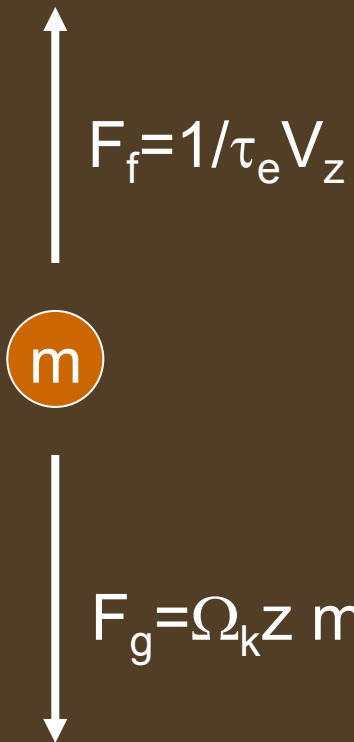
$$z = z_1 e^{-t/\tau_e} + z_2 e^{-t/\tau_s}$$

Temps de couplage

Temps de sédimentation

$$\tau_s = \frac{\rho_g C_s}{\Omega_k^2 \rho_s r_p}$$

= 10⁵ ans à 1 UA



PFD =>
Sur Z

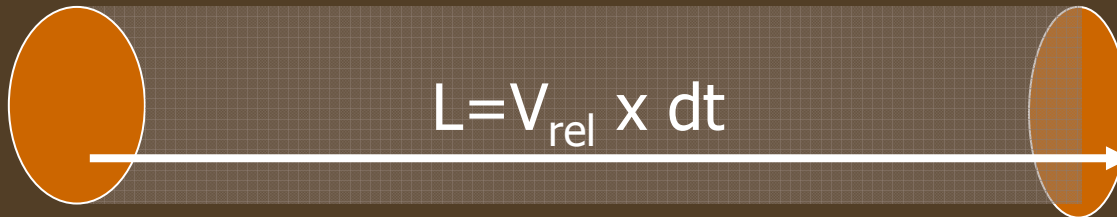
CROISSANCE DES GRAINS

Mais en fait ce temps est beaucoup plus court car pendant leur chute les grains grandissent (r_p augmente)

En effet, les collisions entre grains font grandir la taille des grains **A quelle vitesse ??**

Masse accumulée en un temps dt

$$dm = \rho \pi r_p^2 V_{rel} dt$$



$$\frac{dm}{dt} = \rho \pi r_p^2 V_{rel}$$

Densité de
solide = $\alpha \rho_{\text{gaz}}$

Section efficace

$V_{\text{rel}} \sim$ Vitesse
d'agitation moléculaire

$$V_{\text{rel}} \sim C_s / (m/m_{\text{h2}})^{1/2}$$

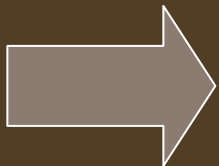
CROISSANCE DES GRAINS

d'où :

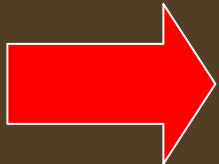
$$\frac{dr}{dt} = \alpha \frac{\rho_g C_s}{\rho_s \sqrt{A}}$$

Avec $A \sim$ masse molaire/masse hydrogène

On trouve $dr/dt \sim 0.1$ à 1 cm par an !!

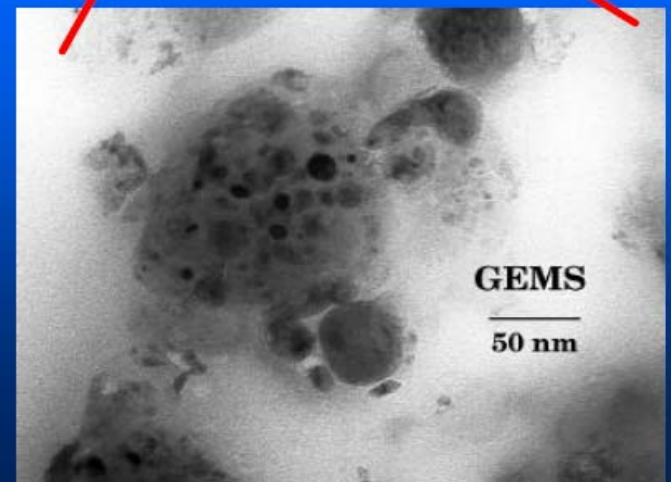
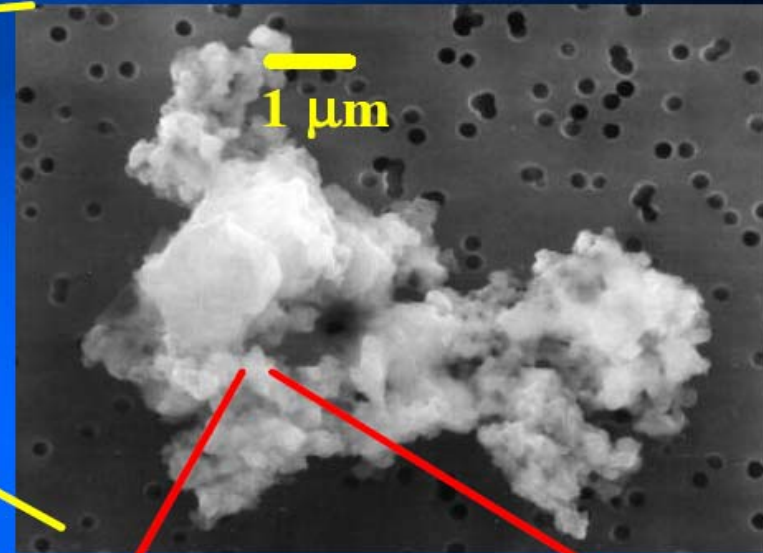


Le temps de sédimentation est réduit

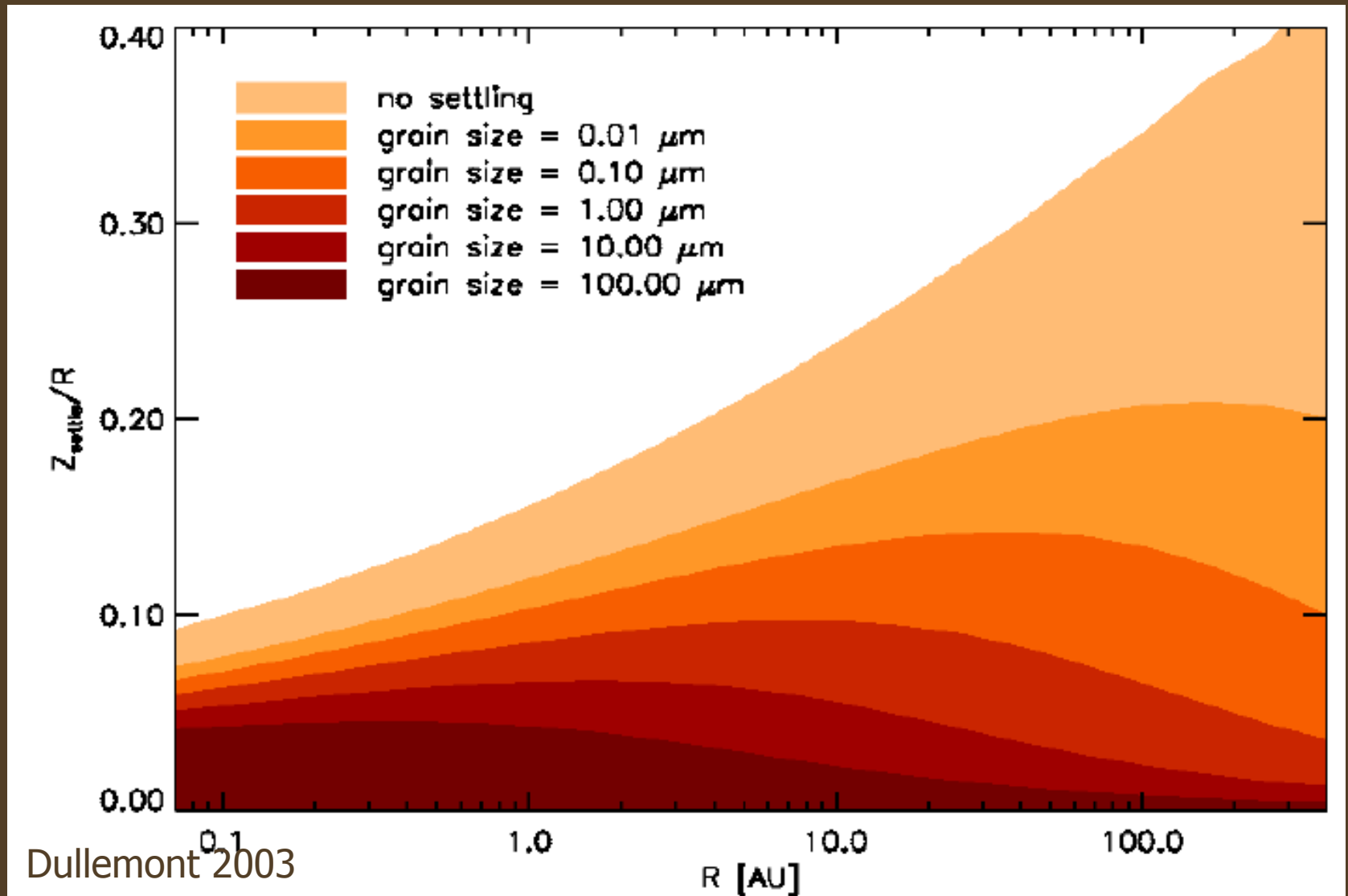


On atteint des tailles de l'ordre du cm au m

Interplanetary dust particles – collected in the stratosphere
→ some of cometary origin



En réalité : nébuleuse turbulente \Leftrightarrow équilibre avec le mixage vertical
(Weidenshilling 97, Dobrolovski 93)

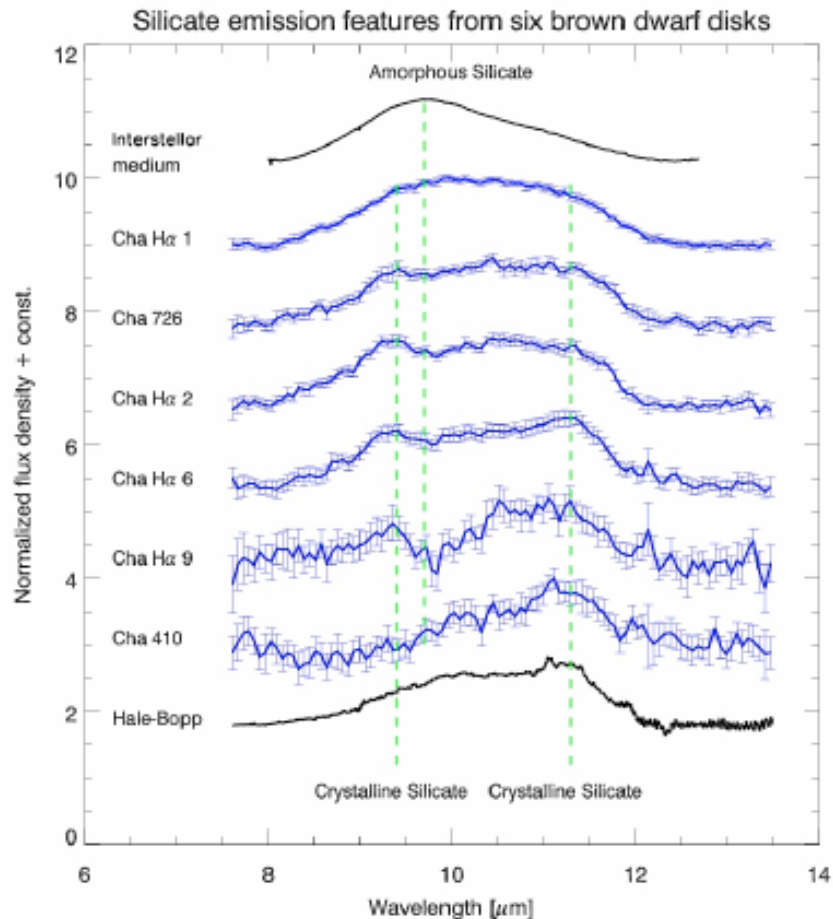


Grains les plus gros sédimentent les plus vite !!

Confirmation observationnelle de la croissance des grains

Quand les grains s'accumulent ils ont tendance à cristalliser

Apai et al., 2005



Plus les grains sont gros
plus ils semblent cristallisés

=> On interprète cela comme
un Effet de la sédimentation.

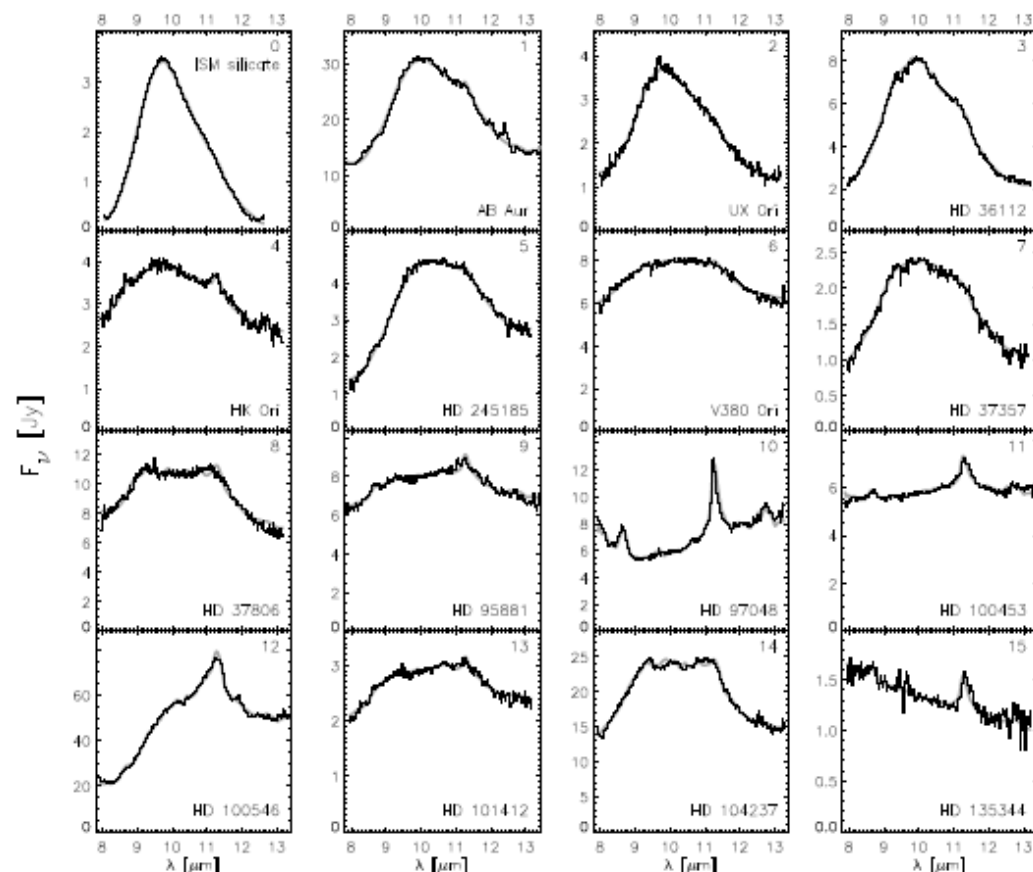


Fig. 4. N-band spectra of the sources in our sample. The ISM silicate extinction efficiency, plotted in the upper left panel, was taken from Kemper et al. (2004). The AB Aur spectrum was taken by ISO (van den Anker et al. 2000). Also plotted are the best fits to the spectra (grey curves, see section 5.2).

Le rapport de flux droite/gauche
donne une estimation du degres
de cristallisation des grains

Le rapport du pique/ continuum
donne une idée de la taille des grains

(les gros grains ont peu de détails)

$\lambda \sim 10$ microns

Degrés de cristallisation



← Taille des grains

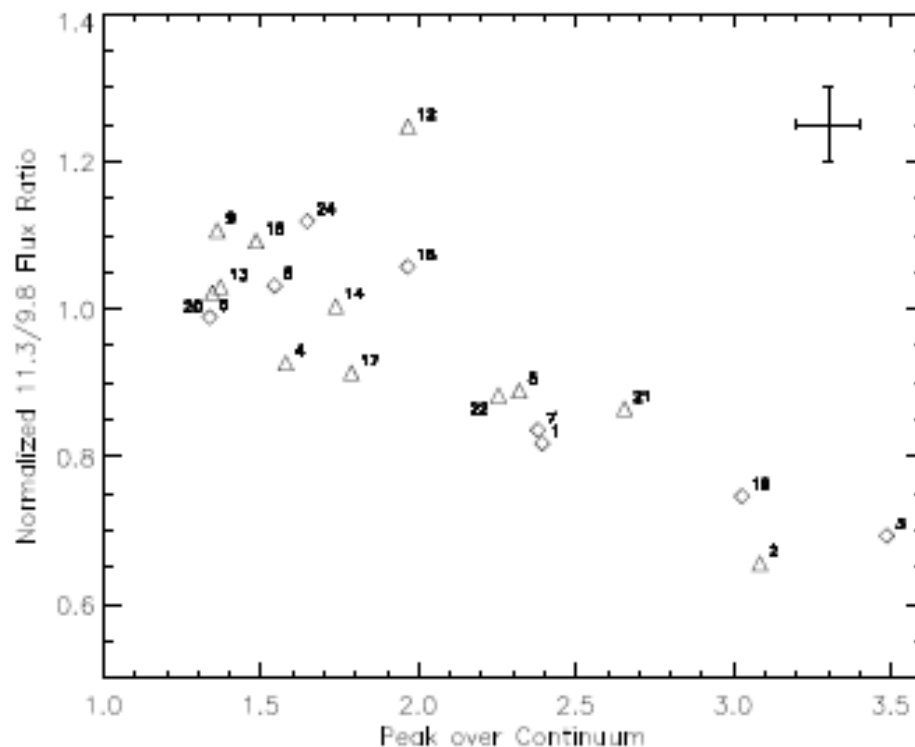
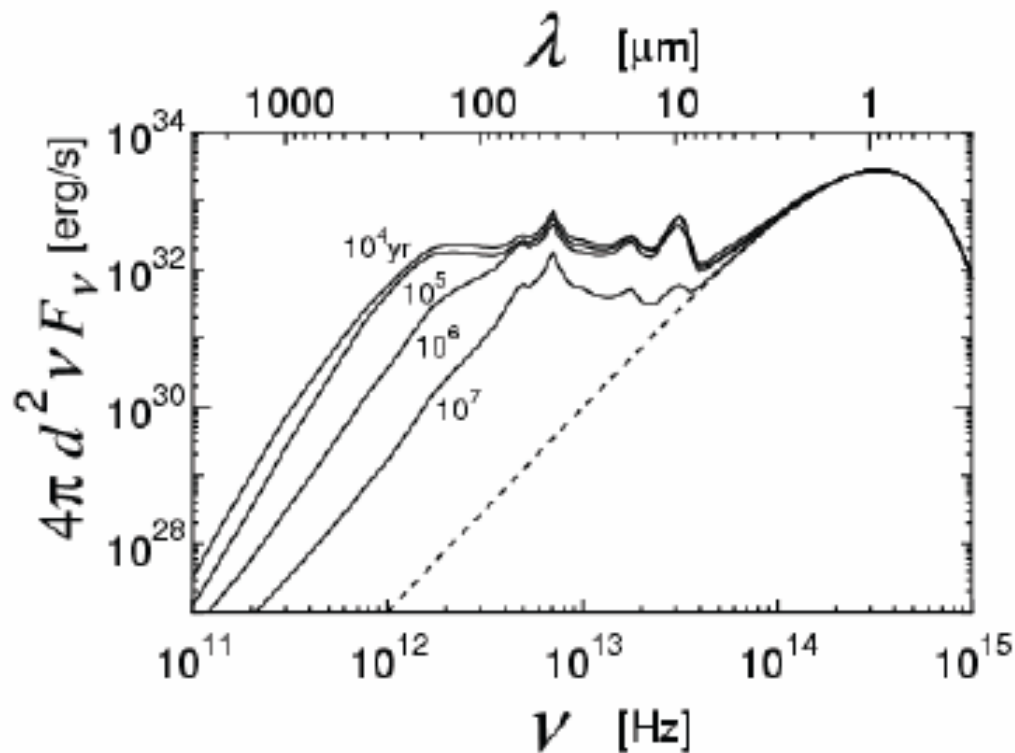


Fig. 6. The flux ratio of the normalized spectra at 11.3 and 9.8 micron (a measure for the amount of processing that the material has undergone) versus the peak/continuum ratio of the silicate feature (a measure for the typical grain size). Group I sources are represented by triangles, group II sources by diamonds. In the upper right corner of the figure we have indicated the typical uncertainties in the displayed quantities.

ON VOIT LA
CRISTALLISATION !!!

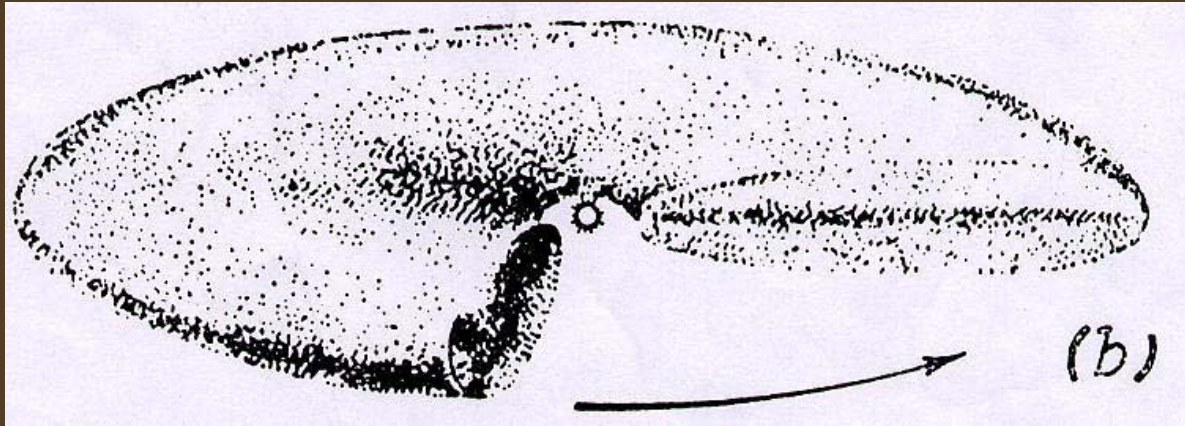
Mais ne c'est pas tout ! On voit aussi la sédimentation (diminution de l'opacité)

SED Evolution due to Dust Growth & Settling



Depletion of infrared excess at $t > 10^7$ yr
can be explained by dust growth and settling!

MIGRATION RADIALE DES GRAINS



Les grains frottent contre le gaz
=> ils perdent de l'énergie
=> Ils migrent

A quelle vitesse ?

On se place dans le référentiel cylindrique

$$\frac{\partial V_r}{\partial t} + V_r \frac{\partial V_r}{\partial r} - \frac{V_\phi^2}{r} = -r\Omega_k + F_f$$

0 en régime
stationnaire

$\ll V_{\text{phi}}^2/R$

gravité

Frottement

Epstein ?
Stokes ?

Il reste donc : $V_r \sim r(\Omega_g^2 - \Omega_k^2)\tau_e$

$V_r < 0$: migration vers l'étoile

$V_r \propto r$: plus la particule est grosse plus la migration est rapide

$V_r \sim 10^{-4}$ m/s pour une particule micrométrique...

En fait pour les GROSSES ($> m$) particules, la force de frottement change de forme et les très grosses particules ne Ressentent plus le gaz. Les particules les plus sensibles sont de l'ordre du mètre

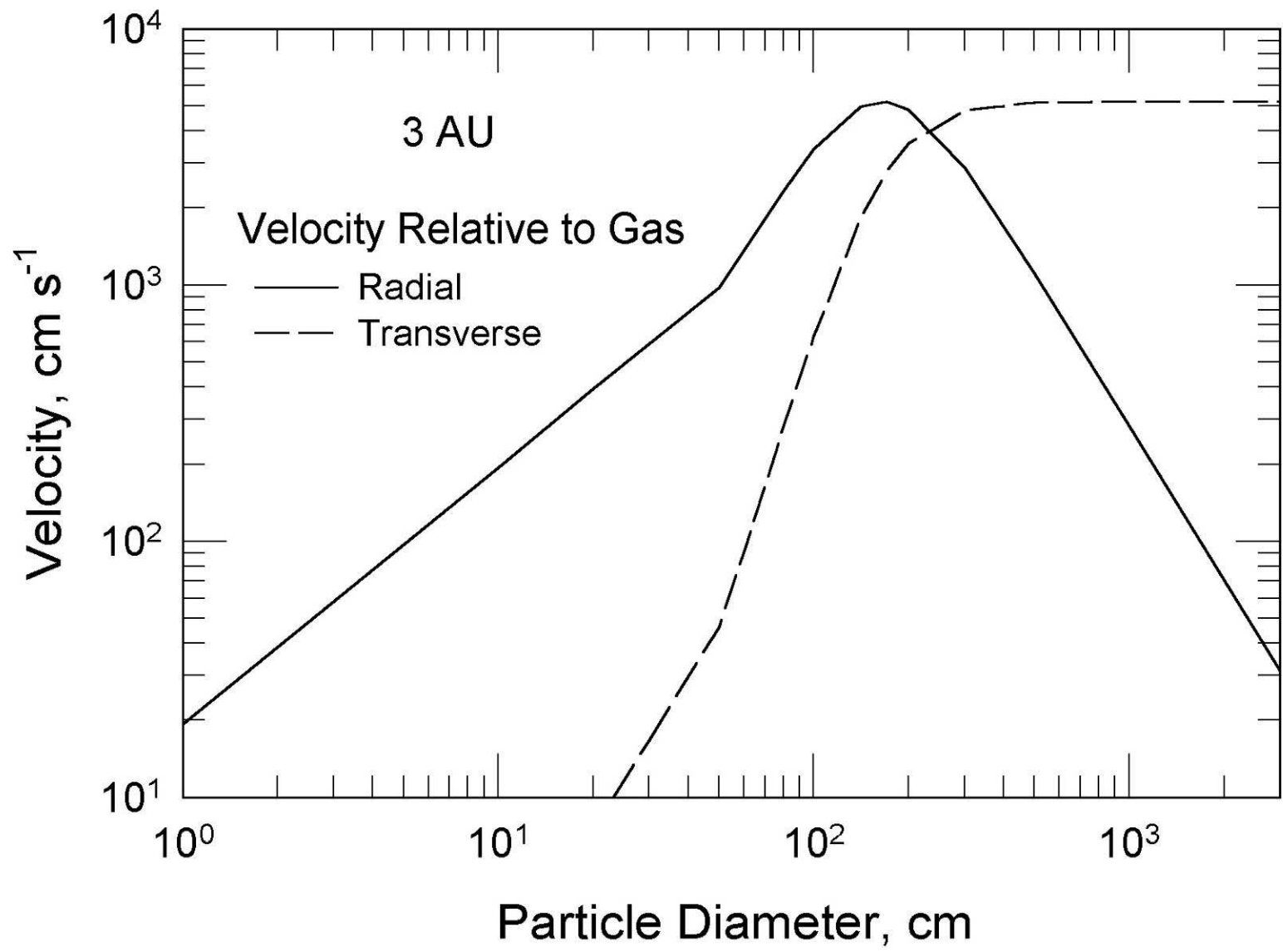
LA force de frottement

Pour les petites particules ($D < 1 \mu\text{m}$) la force de force d' Epstein

$$\vec{F}_f = -\pi r^2 \rho C_s \left(\vec{V} - \vec{V}_{gaz} \right)$$

Pour les grosses particules ($D > 1 \mu\text{m}$) la force de force de trainée de STOCKES

$$F_f = -0.2 \pi r_p^2 \rho (V - V_{gaz})^2$$



Les particules les plus sensibles sont celles $\sim 1\text{m}$

Les particules de 1m chutent sur l'étoile en moins de 100 ANS

→ Un des plus gros problème de la théorie de la formation des planètes !!

→ Il faut grandir du CM au KM en un temps très court...
nécessité d'un mécanisme efficace !

Le mince disque de gros grains devient **INSTABLE (?)**

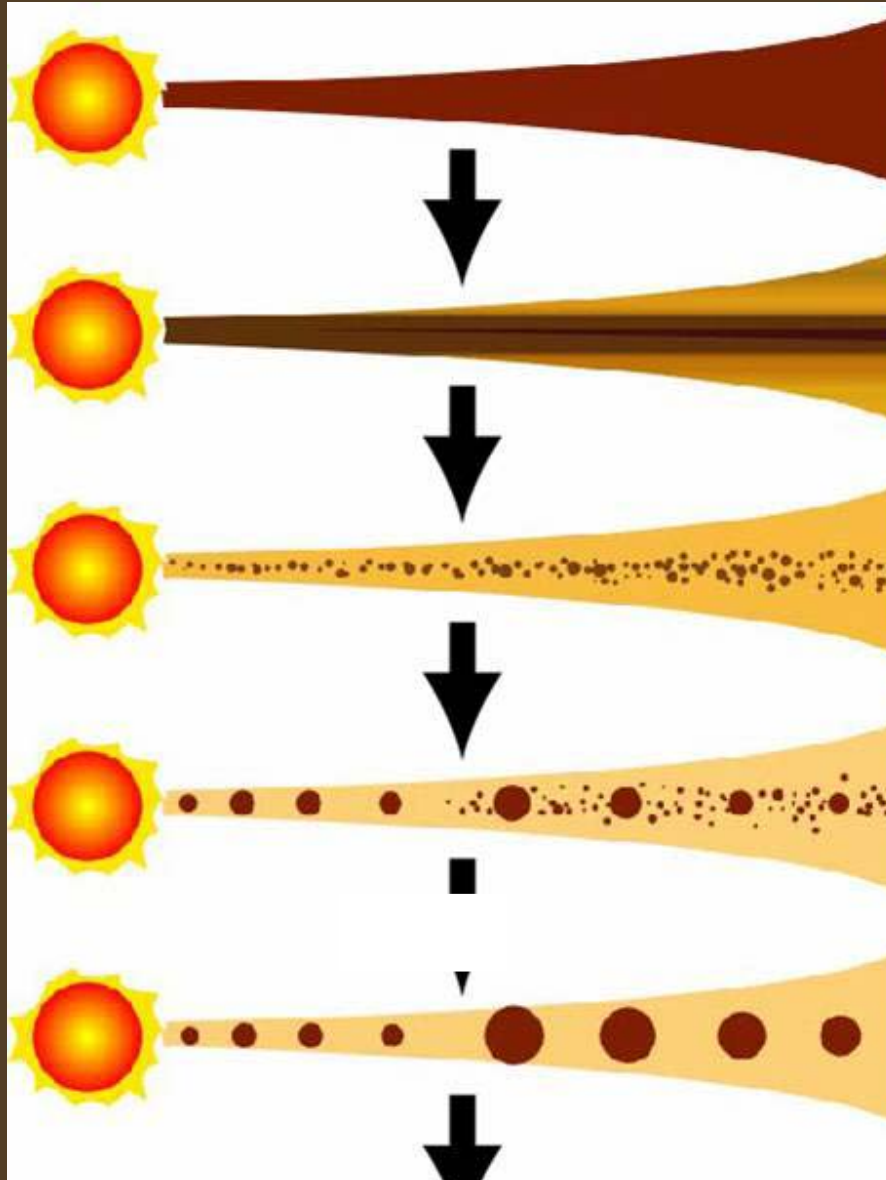
en raison de la gravité des grains (?)

Turbulence (?)



Il doit exister un Processus de collage TRES efficace
« super-grains » de 10 km : PLANETESIMAX

Les 5 étapes de la formation planétaire



Disque de gaz + grains

Les grains sédimentent

Planétésimaux

Embryons planétaires

Planètes

Formation des Planétésimaux

Quel mécanisme peut agir en moins de 100 ans ?

=> Idée de l'instabilité gravitationnelle ... mais qq problèmes

Il existe une densité critique au delà de laquelle l'instabilité gravitationnelle s'installe :

Mécanisme de fragmentation : Le critère de Toomre

Considérons un « grumeau » de matière de taille D à la distance R de l'étoile



Densité de surface : Σ , masse du grumeau : $M = \Sigma \pi D^2$

Le nuage est soumis à *sa propre gravité*. La question est : est-ce que sa gravité est suffisante pour l'empêcher de se disperser (instable)

Trois types d'énergie :

E_{grav}

$$\begin{aligned} E_{\text{cinétique}} &= E_{\text{agitation thermique}} + E_{\text{rotation keplerienne}} \\ &= E_T + E_K \end{aligned}$$

Critère d'instabilité :

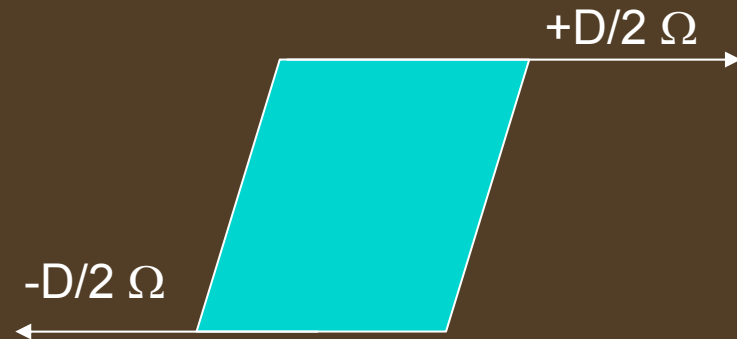
$$E_{\text{grav}} \gg E_T \text{ et } E_{\text{grav}} \gg E_K \quad \Rightarrow$$

$$\frac{E_T}{E_{\text{grav}}} \cdot \frac{E_K}{E_{\text{grav}}} < 1$$

$$E_{\text{thermique}} \sim MC_s^2$$

$$E_{\text{Képlérienne}} \sim M(\Omega D)^2$$

$$E_{\text{gravitation}} \sim \frac{GM^2}{D} \sim G\pi\Sigma D$$



!! Attention M est la masse du grumeau
pas de l'étoile.

La masse de l'étoile intervient indirectement dans le $\Omega = (GM^*/R)^{1/3}$

$$\frac{E_T}{E_{grav}} \cdot \frac{E_K}{E_{grav}} < 1 \Rightarrow \frac{\Omega C_s}{G \pi \Sigma} < 1$$



Critère d'instabilité de Toomre

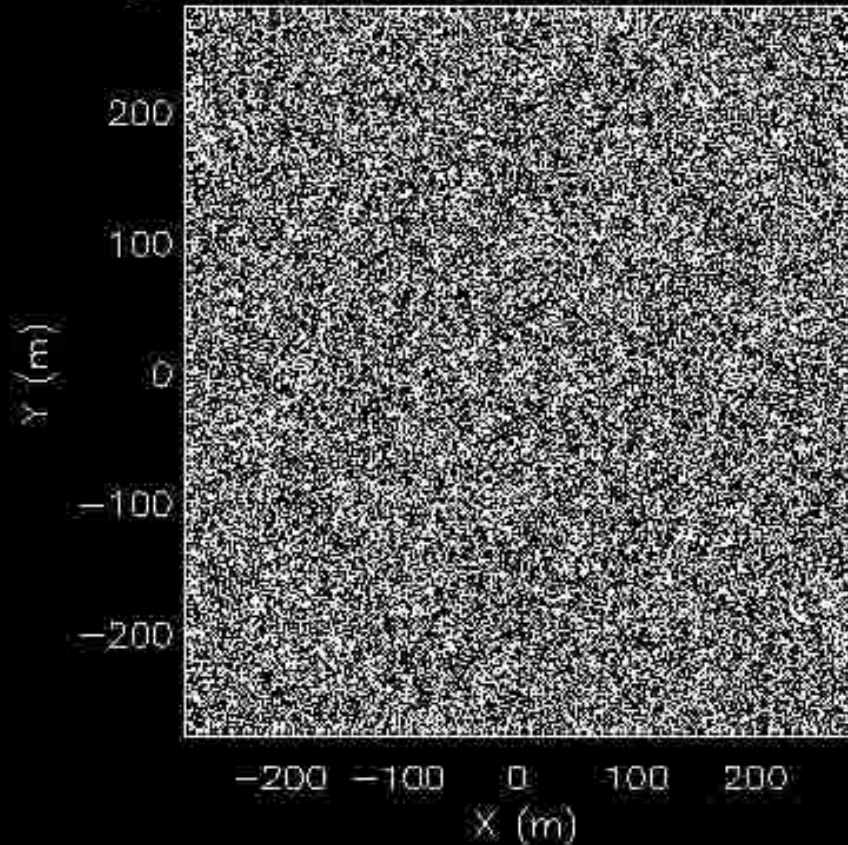
$$Q \equiv \frac{\Omega C_s}{G \Sigma} < \frac{\pi}{2}$$

$Q < 1$: instable $Q > 1$: Stable

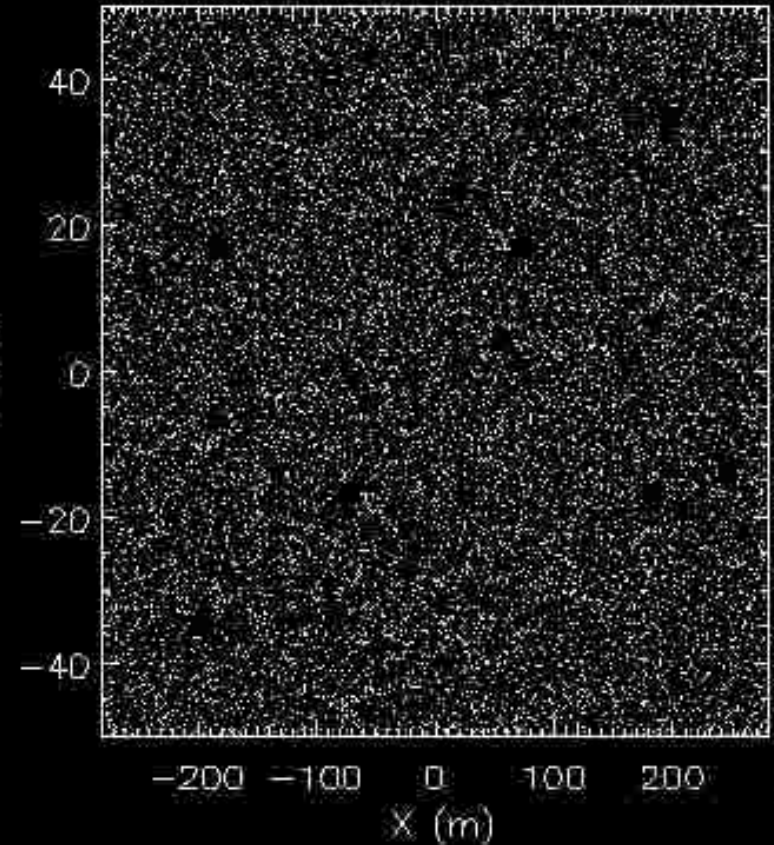
En posant $Q < 1$ on en déduit une « densité de surface critique » pour déclencher l'instabilité gravitationnelle

Dans l'anneau F de Saturne, processus très similaire

F ring, $\tau=0.5$, $\Sigma=60\text{g/cm}^2$, 50000 part.



0.0020000000 Orbits



St. Charnoz & D. Ganem, AIM-Univ. Paris 7-CEA

Charnoz, 2005, **Simulation périodique, gravité + dissipation**

« Taille des grumeaux » :
Longueur d'onde de Jeans

$$\lambda \approx \frac{4\pi a^3 \Sigma}{M_*}$$

Pour les planètes géantes :

$$\begin{aligned} \rho_{cr} &= 2 \cdot 10^{-9} \text{ g/cm}^3 & H &= 10^{10} \text{ cm} \\ m &= 10^{21} \text{ g} & D &= 100 \text{ km}, & \rho &= 1 \text{ g/cm}^3 \end{aligned}$$

.
Dans la région des planètes telluriques

*$H\rho$: comparable ρ : 100 fois plus grande
corps de 5 km*

CEPENDANT

De nombreux travaux semblent montrer que l'instabilité ne peut s'installer car le gaz est turbulent (C_s est grand).

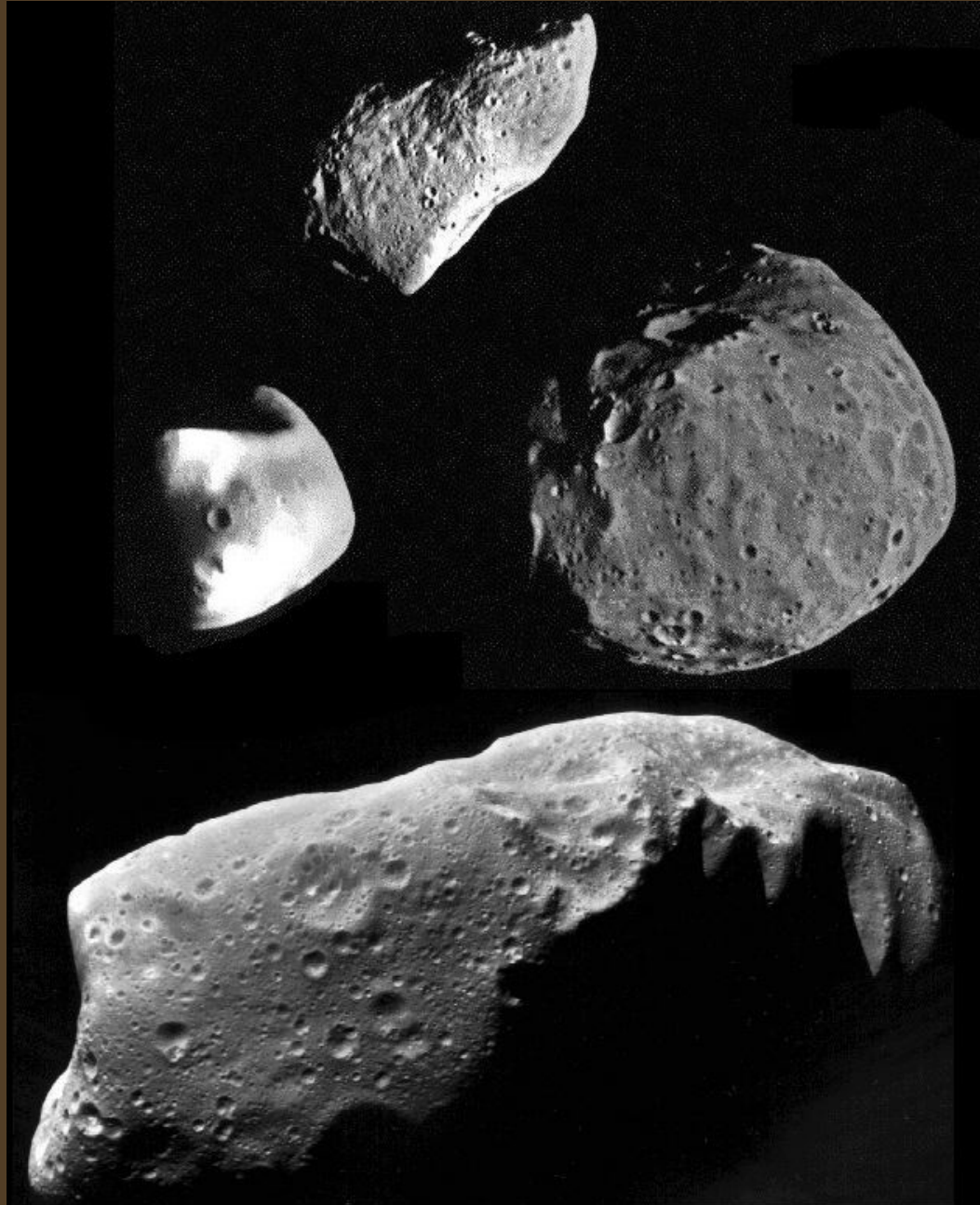
Pour l'instant la question est entière.

MAIS ces travaux montrent que la coagulation en turbulence Semble aussi produire des corps kilométriques....

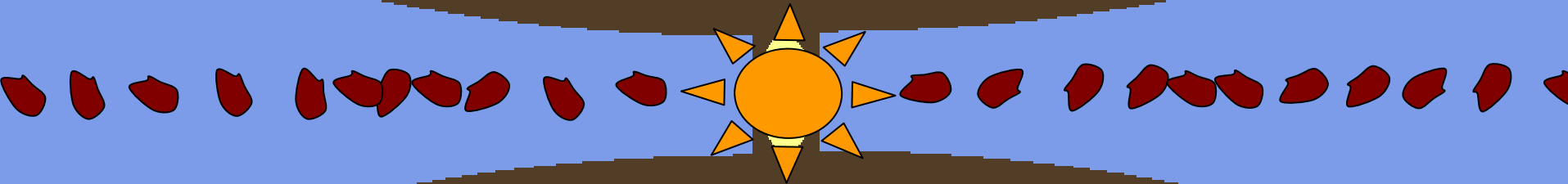


Question ouverte

PLANETESIMAX



L'époque des planétésimaux



Croissance par collisions mutuelles

Equilibre d'un disque de planétésimaux

« Dans un milieu dominé par des corps de masse M , les vitesses d'agitation sont de l'ordre de la vitesse d'évasion de la masse M »

Collisions : diminue $V_{\text{relatives}}$

Gaz : Diminue V_{relative}

MAIS

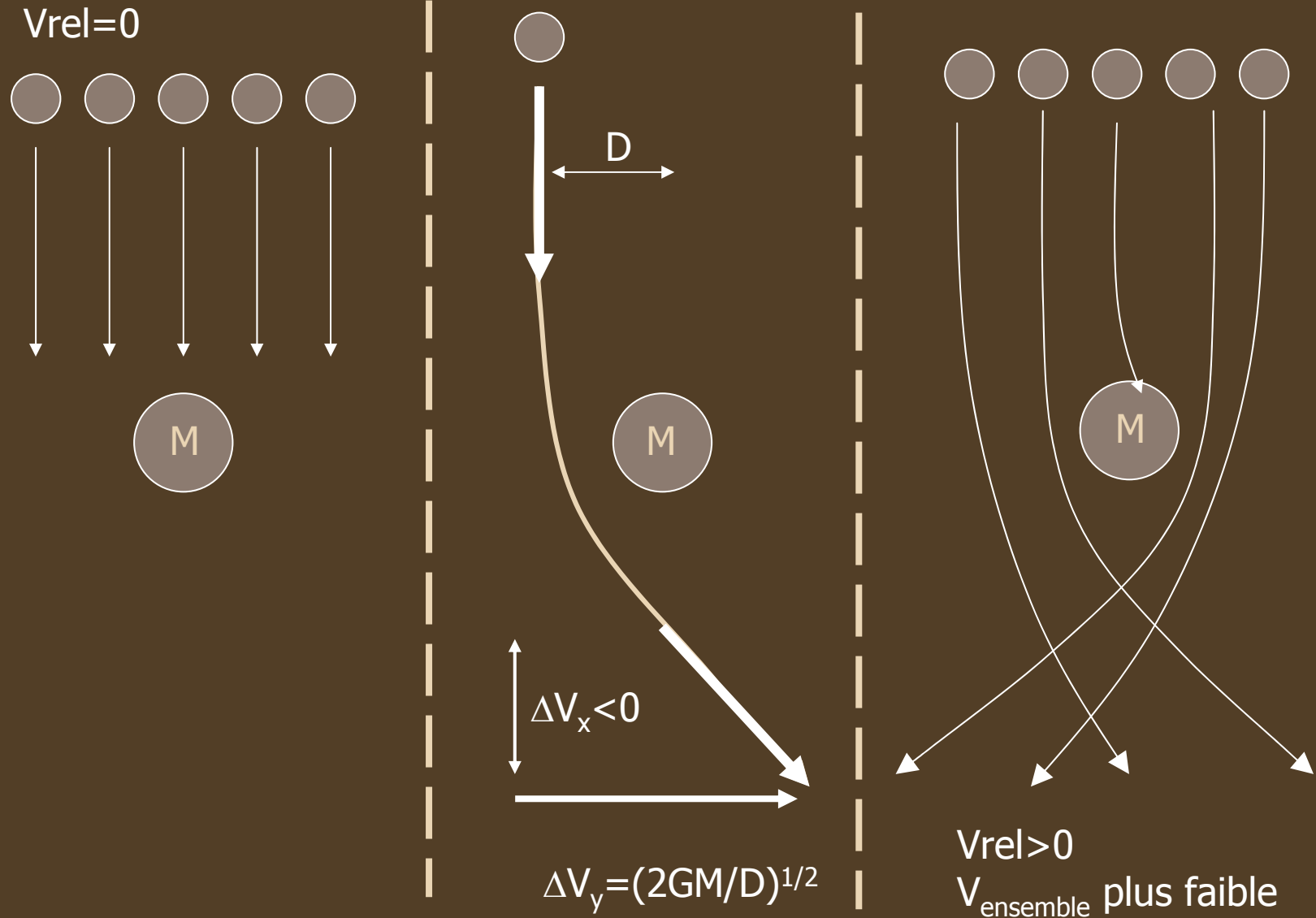
Rencontres Gravitationnelles : Augmentent V_{relatif} !!

Les rencontres gravitationnelles :

(1) Augmentent V_{rel} .

(2) **Diminuent la vitesse d'ensemble**

Friction Dynamique



MISE EN EVIDENCE DE L'EFFET BOULE DE NEIGE

Soit une population de corps de masse m_2 , dans lequel sont plongés un gros corps de masse m_1 ($m_1 > m_2$)

Le taux d'accrétion de m_1 est :

Nb de corps m_2 / volume

Section efficace

$$\frac{dm_1}{dt} = m_2 \rho_2 V_{12} \pi_1^2 \left[1 + \left(\frac{V_e(1)}{V_{12}} \right)^2 \right]$$

Vitesse d'impact = Vitesse relative + Vitesse d'évasion

Un équilibre s'établit

$$V_{\text{relatif}} \sim V_{\text{evasion}}$$

des corps qui dominant la masse du système

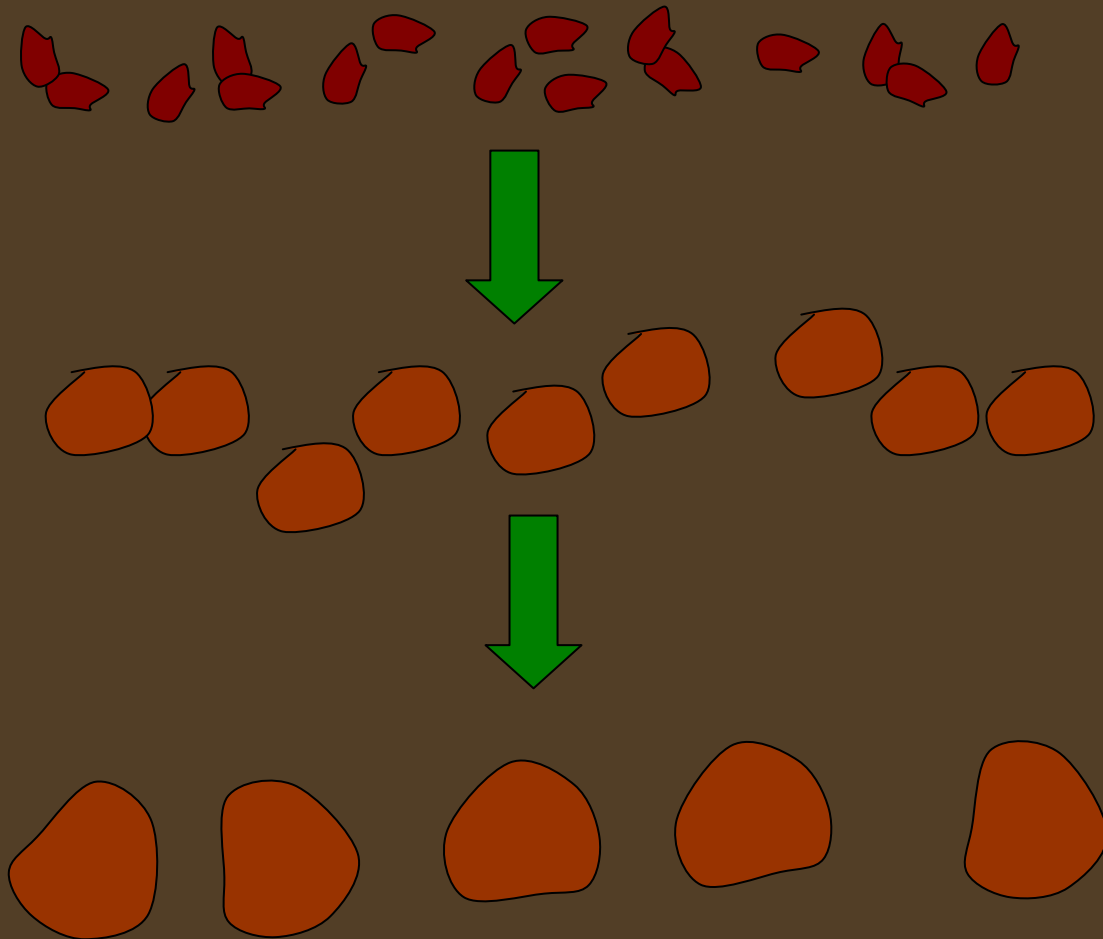
$$\sim 10 \text{ m/s}$$

Remarque : Disque très « froid » car $V_{\text{rel}} \ll V_{\text{orbitale}}$

Les planétésimaux vont continuer à grandir par collisions mutuelles

ECOLE SOVIETIQUE : Safronov (1969)

Croissance ordonnée des corps



Problèmes:

Croissance trop lente , 100 millions A.

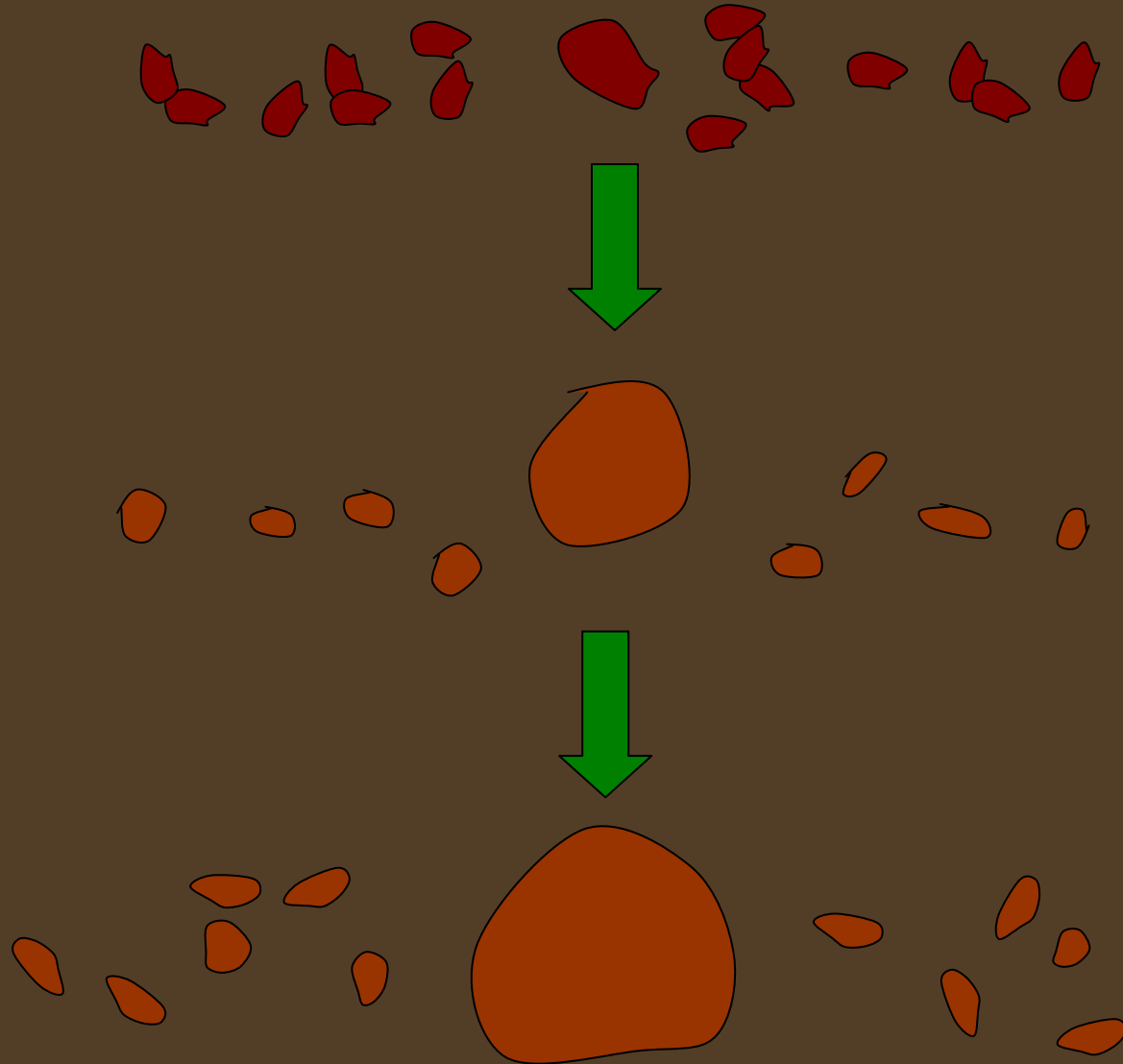
Une multitude de petites planètes

ECOLE AMERICAINE :

Greenberg , Weidenschilling, Wetherill ...

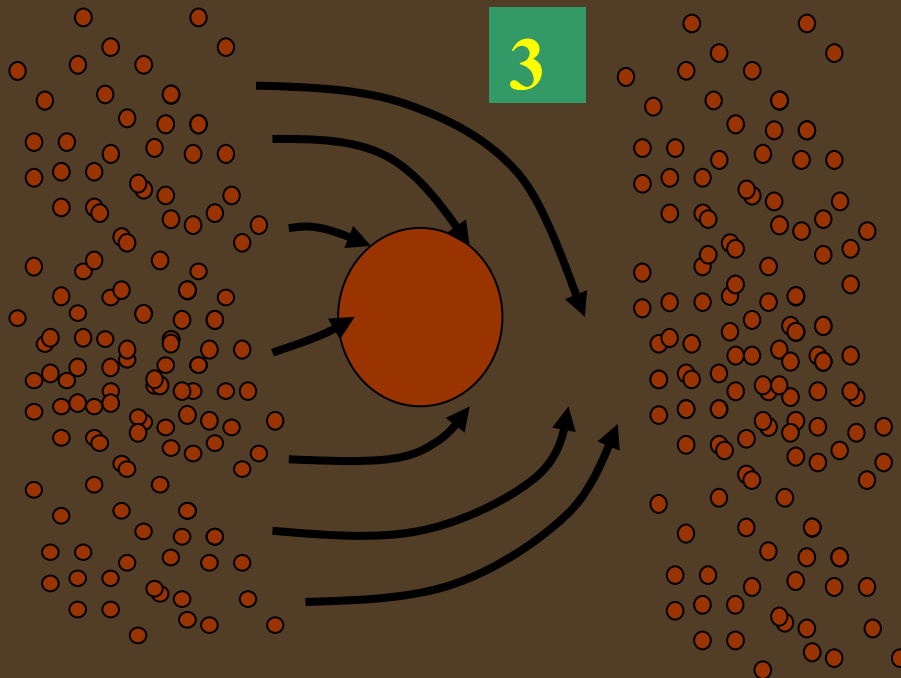
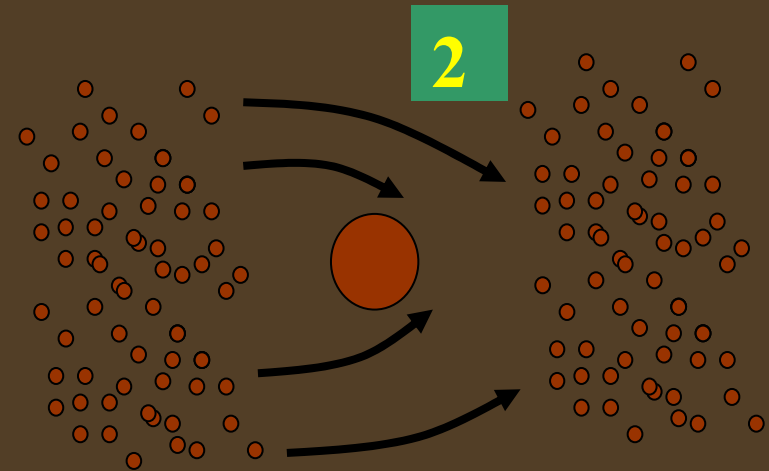
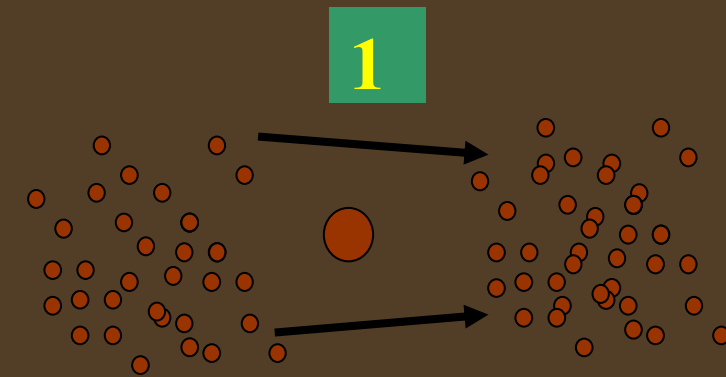
Croissance par effet “Boule de Neige”
“Les plus gros grandissent les plus vite”

Mécanisme TRES
rapide : 100,000 ans



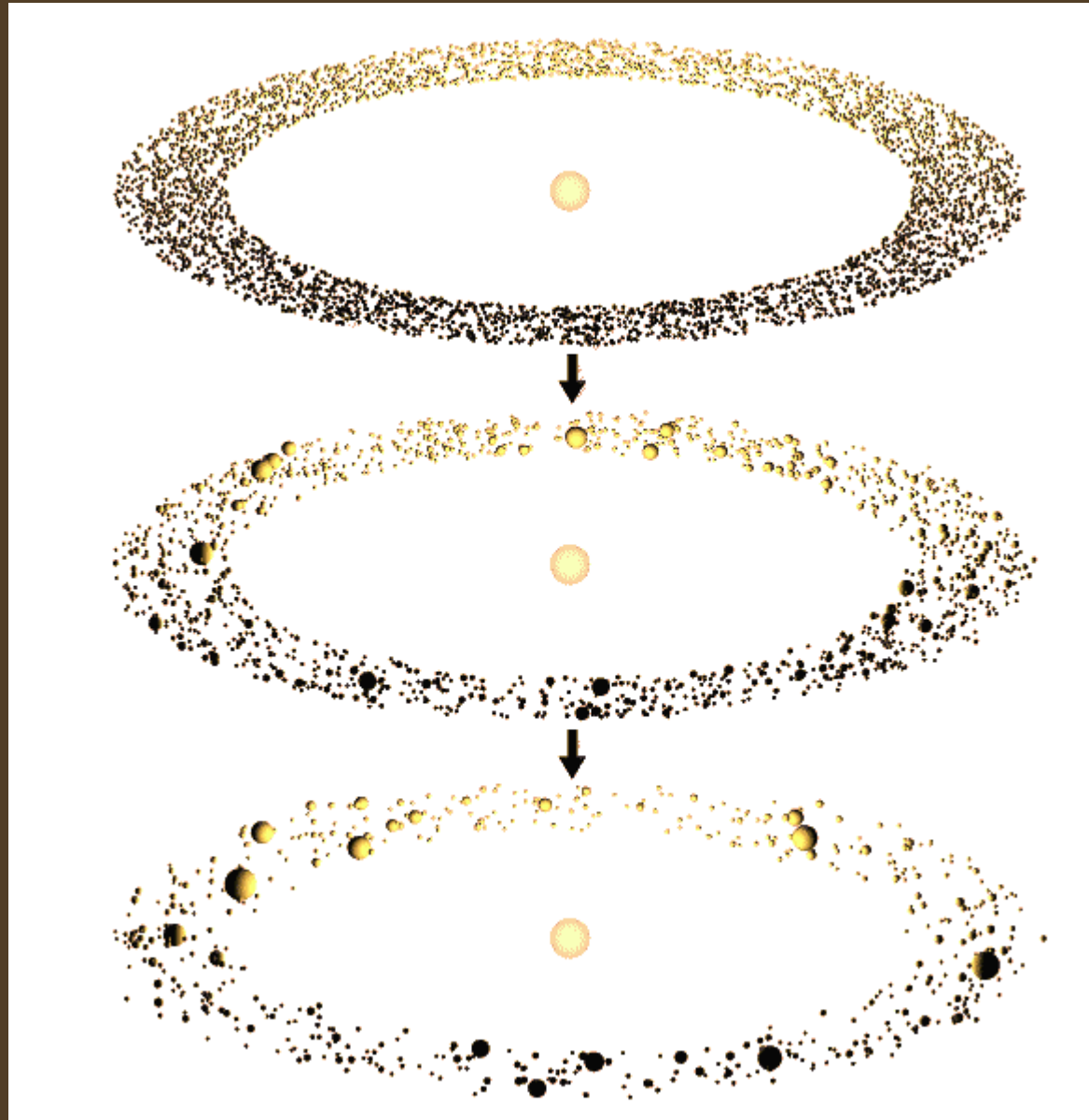
L'effet « Boule de Neige »

Runaway Growth



Une simulation Numérique

**Apparition de
protoplanètes
(taille lunaire
à martienne)**



PHYSIQUE DE L'EFFET BOULE DE NEIGE

Deux corps s'accrètent si leur vitesse d'impact est $<$ vitesse de libération

$$V_{impact} < \sqrt{\frac{2GM}{R}}$$

Donc plus les vitesses de rencontre sont faibles,
Plus l'accrétion est efficace

Le paramètre contrôle l'efficacité de l'accrétion est :

$$\theta = V_e / V_i$$

Mise en évidence de l'effet Boule de Neige

Comparons les vitesses de croissances de 2 populations...

Soit une population de corps de masse m_2 , dans lequel sont plongés un gros corps de masse m_1 ($m_1 > m_2$)

Le taux d'accrétion de m_1 est :

Nb de corps m_2 / volume

Section efficace

$$\frac{dm_1}{dt} = m_2 \rho_2 V_{12} \pi_1^2 \left[1 + \left(\frac{V_e(1)}{V_{12}} \right)^2 \right]$$

De même pour les corps m_2 :

$$\frac{dm_2}{dt} = m_2 \rho_2 V_{22} \pi_2^2 \left[1 + \left(\frac{V_e(2)}{V_{22}} \right)^2 \right]$$

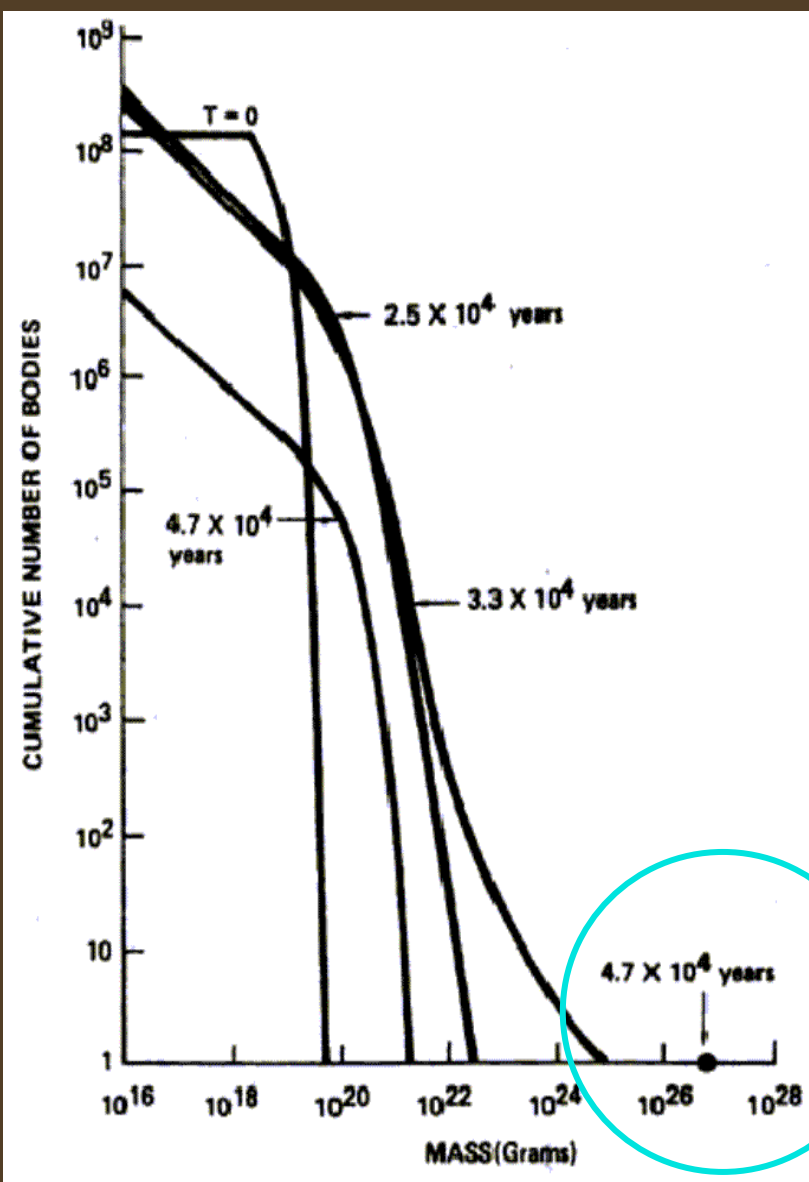
Alors si on compare les 2 taux d'accrétion :

$$\frac{m_2}{m_1} \frac{dm_1/dt}{dm_2/dt} = \frac{1}{R} \frac{1 + \left(\frac{V_e(1)}{V_{12}} \right)^2}{1 + \left(\frac{V_e(2)}{V_{22}} \right)^2} = \frac{1}{R} \left[\frac{1 + 2\theta_1}{1 + 2\theta_2} \right]$$

θ : rapport de la vitesse d'évasion/ v. impact

Si toute la masse reste dans les petits corps, alors $\theta_1 \gg 1$ et $\theta_2 \sim 1$ le terme de droite $\gg 1$: m_1 grandit beaucoup plus vite !!

$dM/dt \propto M^{4/3}$ en régime « runaway » (Ida & Makino 1993)



Simulation d'accrétion (Greenberg 1978)

Embryon planétaire

Par ce processus on crée une population **d'embryons planétaires**

À 1 AU : le temps est d'environ 10^5 ans

La fin de l'effet Boule de neige : *La Masse d'Isolation*

L'effet boule de neige ne peut continuer indéfiniment

CAR

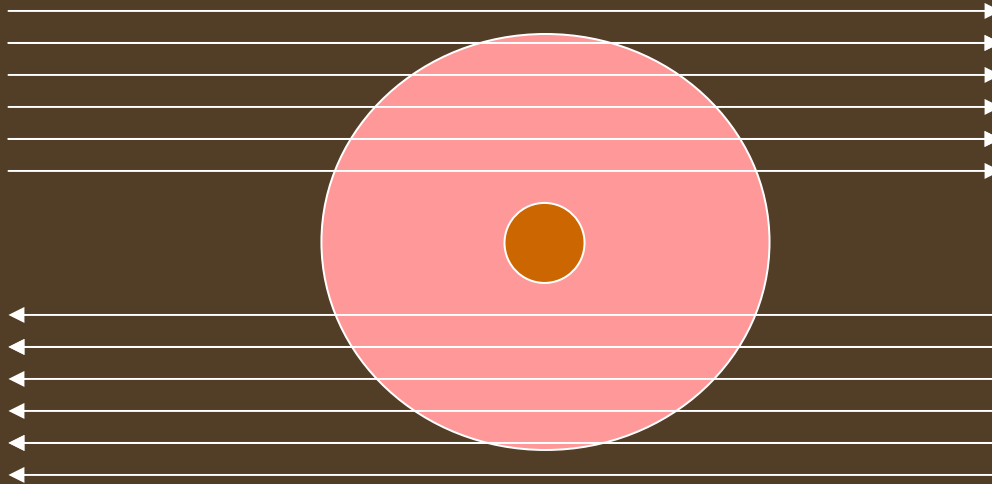
```
graph TD; CAR --> A["Augmentation des vitesses relative car la masse est Transférée dans des gros Corps"]; CAR --> B["Le matériau se vide"];
```

Augmentation des vitesses relative car la masse est Transférée dans des gros Corps

$$(V_{\text{equil}} \sim V_{\text{evasio}})$$

Le matériau se vide

MASSE D'ISOLATION



Un corps de masse M peut accréter du matériau
À l'intérieur de ~ 4 rayons de Hill

$$R_h = R \left(\frac{M_{\text{corps}}}{3M_*} \right)^{1/3}$$

Masse contenue dans un ruban de largeur $4R_h$

$$M_i \sim 4 \pi r \Delta r \sigma(r)$$

distance à l'étoile

$4 R_h$

Densité de surface
du disque

Calculons pour quelle masse M_i , la masse dans le Ruban = Masse du corps

On résout pour M_i , et on trouve $M_i = (16 \pi r^2 \sigma)^{3/2} / (3 M_*)^{1/2}$

-> à 1 au où $\sigma \sim 6 \text{ g/cm}^2$ $M = 1/3 M_\oplus$

Paramétrisation simple :

$$M_i \sim 0.3 M_{\oplus} \left(\frac{r}{1 \text{ ua}} \right)^3 \left(\frac{\sigma}{\sigma_{1 \text{ UA}}} \right)^2$$

Masse d'isolation

$$T \approx \frac{10^5 \text{ ans}}{\sigma / \sigma_{\oplus}} \left(\frac{r}{1 \text{ ua}} \right)^{3/2}$$

Temps d'accrétion

Pour la Terre :

$\sim 0.3 M_{\oplus}$ en 10^5 ans

Pour Jupiter :

$\sim 30 M_{\oplus}$ en 10^6 ans

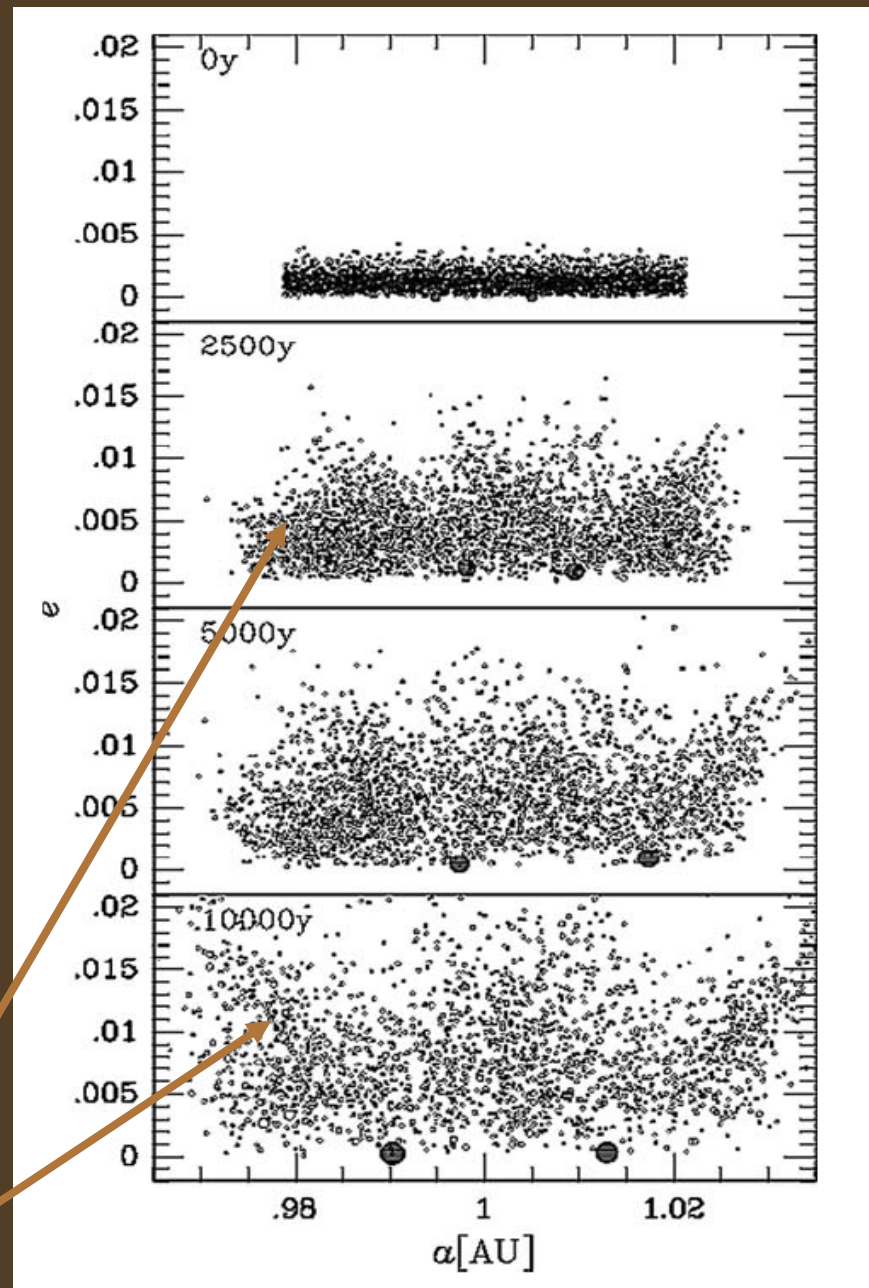
Après le runaway,

La période des « Oligarques »
(masse dans les gros corps)

⇒ auto-excitation
Du système

⇒ Croissance ordonnée
des oligarques

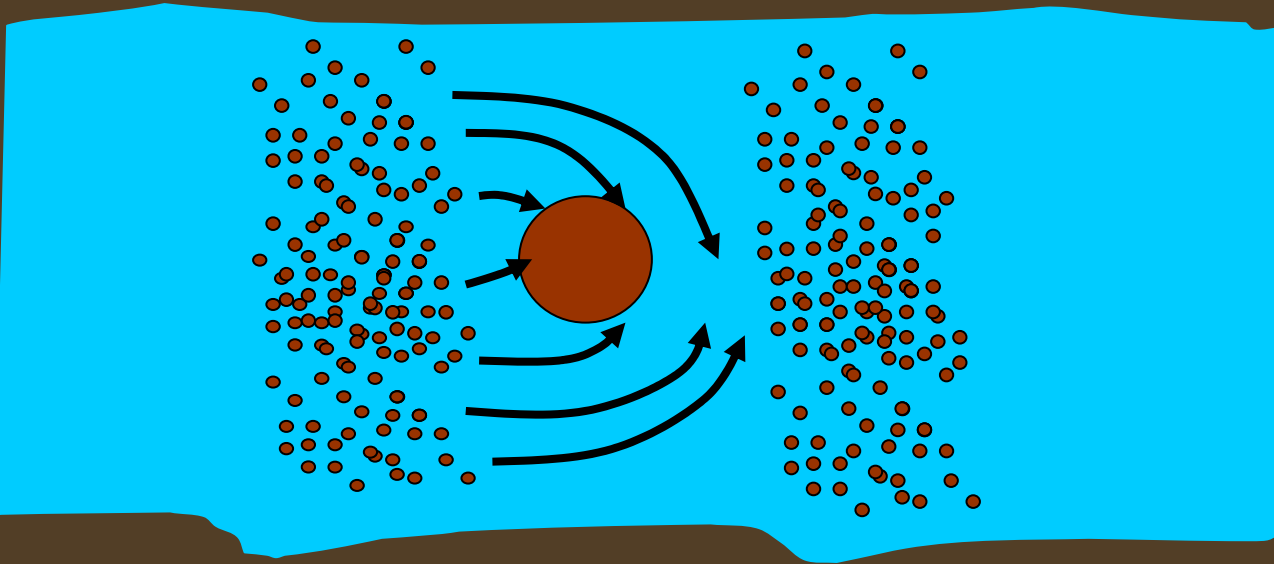
$dM/dt \propto M^{2/3}$ en régime
« Oligarques »
(Thommes & Ducan 2006)



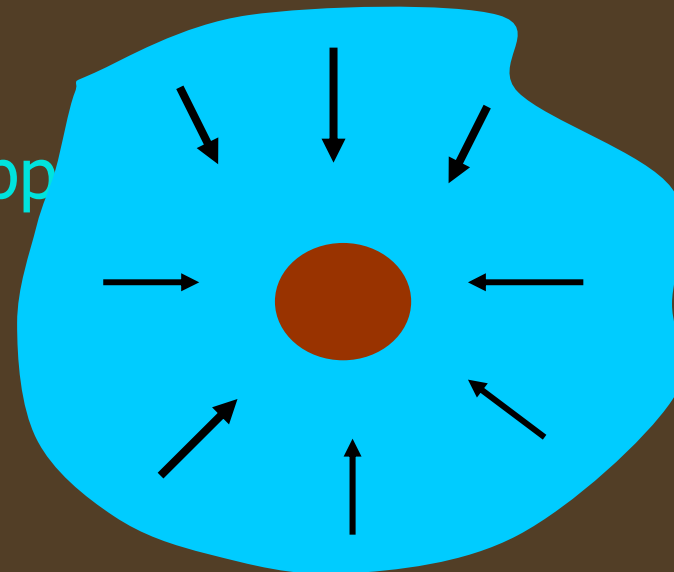
They stir their own food

Croissance des planètes géantes gazeuses

1- Accrétion « Boule de Neige » au milieu du gaz



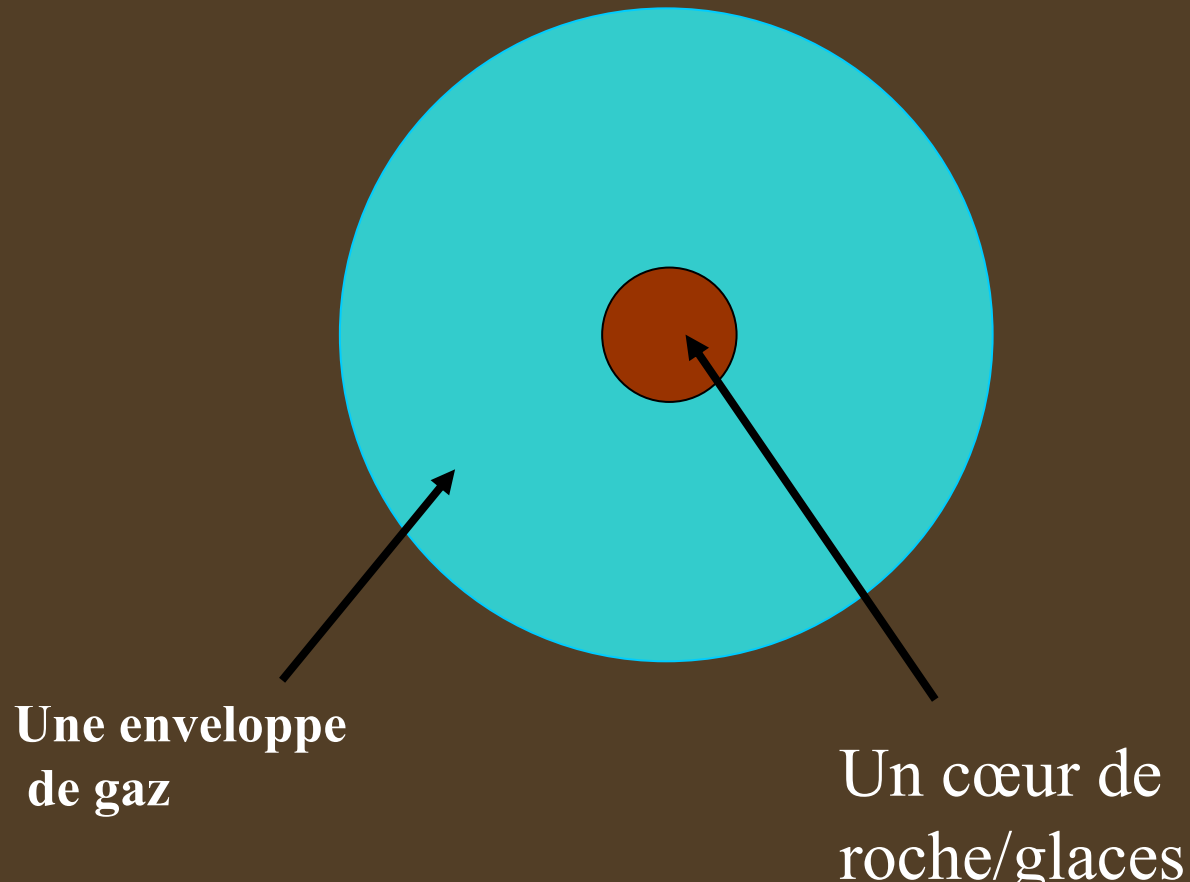
2- Accrétion d'une enveloppe



➤ **Emballlement de l'accrétion d'une enveloppe de gaz**

➤ **Effondrement rapide sur la planète**

RESULTAT :



Le disque de gaz se dissipe en 10^7 ans (photo-evaporation)

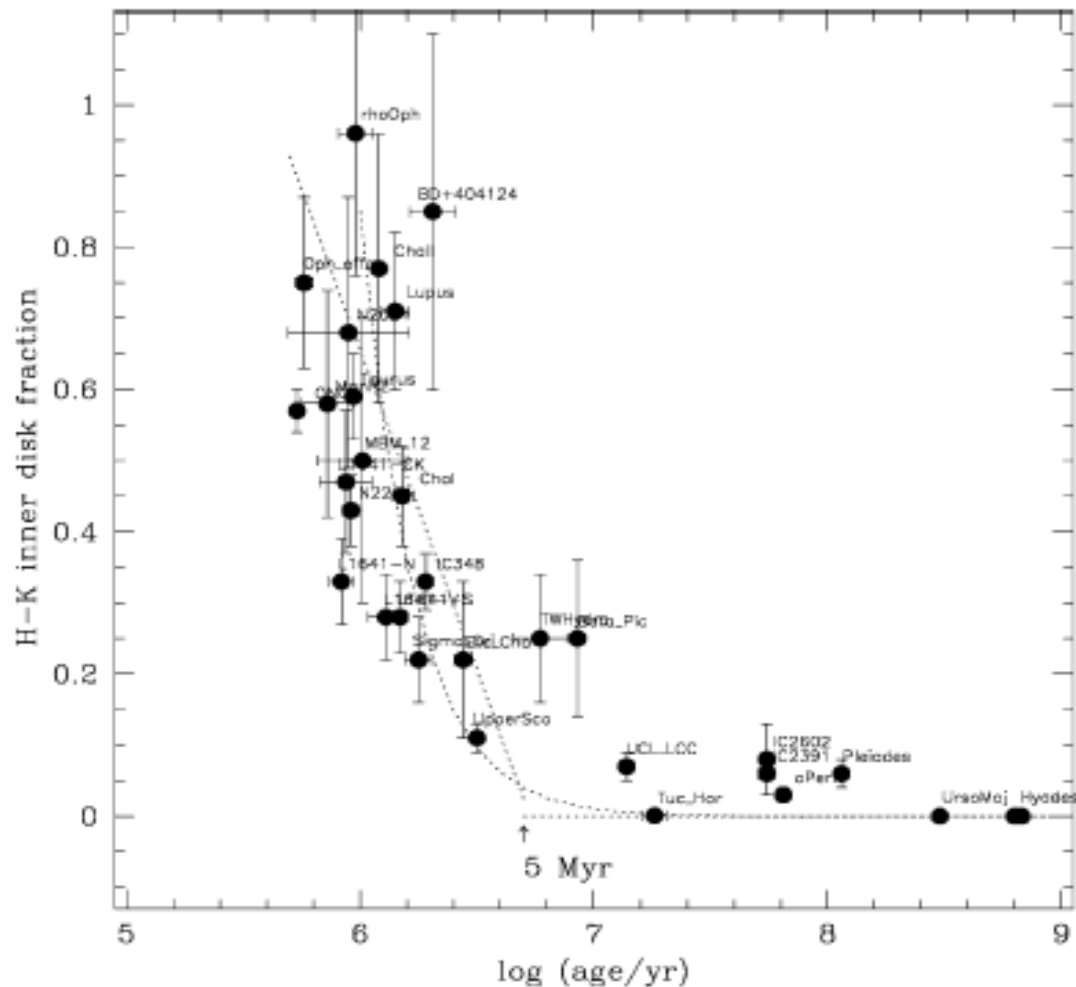
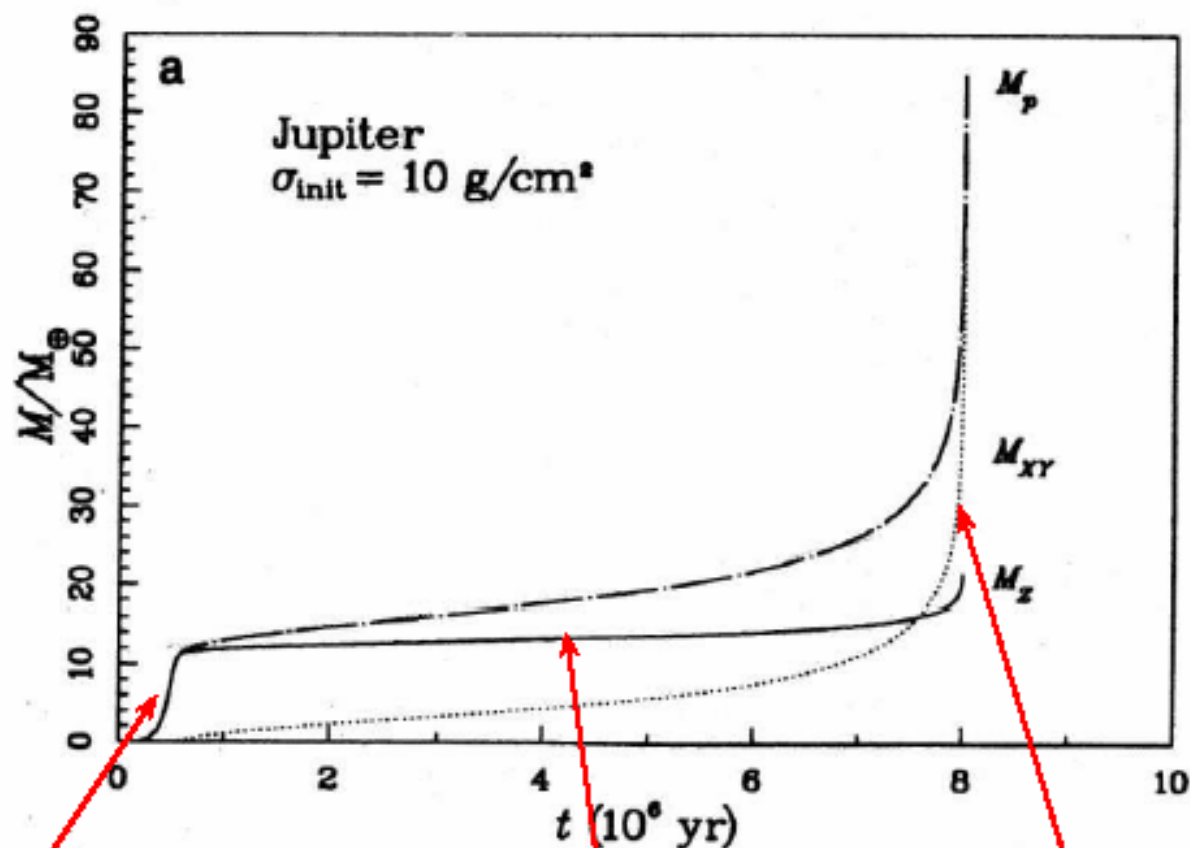


Figure 3.11. Disk fraction in young stellar clusters, as a function of their age. This fraction is consistent with 100% at young ages (less than 1 Myr), then declines over a timescale of a few Myr. After 10 Myr, with a few exceptions, all the disks around young stars have disappeared, presumably because of planet formation (Hillenbrand, 2006). This puts strong constraints on the formation of giant planets (which cannot be seen themselves).

Formation des planètes géantes

Pollack et al. 1996



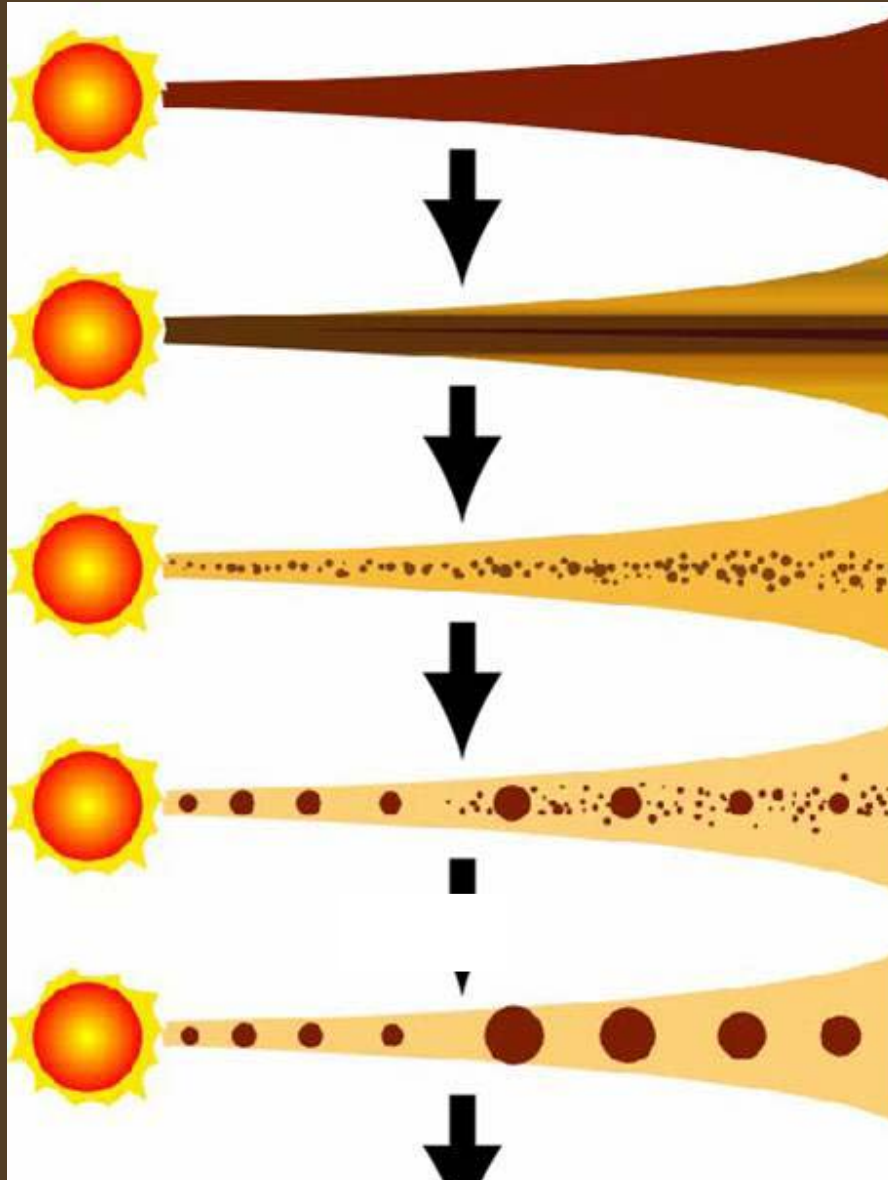
1. Coagulation

2. Accrétion lente

3. Effondrement

Uranus et Neptune n'ont jamais atteint la troisième phase.

Les 5 étapes de la formation planétaire



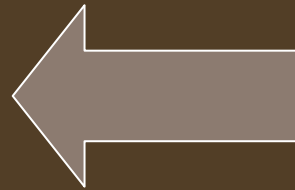
Disque de gaz + grains

Les grains sédimentent

Planétésimaux

Embryons planétaires

Planètes



L'époque des protoplanètes

Quelques centaines de protoplanètes sont présentes entre 0.5 et 5 UA

Elles se perturbent mutuellement

Elles entrent en collision



**Quelques planètes
seulement survivent**

Phase très étudiée actuellement



« Late Stage accretion » Que se passe-t-il ?

Une centaine d'embryons < 5AU

Les embryons sont séparés de ~ 10 rayons de Hill

Rayon de Hill

$$R_h = a \left(\frac{M_{corps}}{3M_*} \right)^{1/3}$$

Densité du
disque

$$\Sigma \approx 10 g/cm^2 \left(\frac{r}{1 au} \right)^{-1.5}$$

+saut vers 3 au pour
la glace

$$M_{embryo} \approx 2\pi \Sigma R_h \Rightarrow M_{embryo} \propto a^{3/4}$$

=> Comment sortir de l'isolement ?

Les perturbations gravitationnelles !!

Les embryons se perturbent mutuellement

$$dv \sim (2GM_{\text{embryo}}/\Delta r)^{1/2} \Rightarrow e \sim dv/V_{\text{orb}}$$

avec $V_{\text{orb}} = R(GM_*/R^3)$

E augmente \Rightarrow croisement des orbites

\Rightarrow Collisions géantes

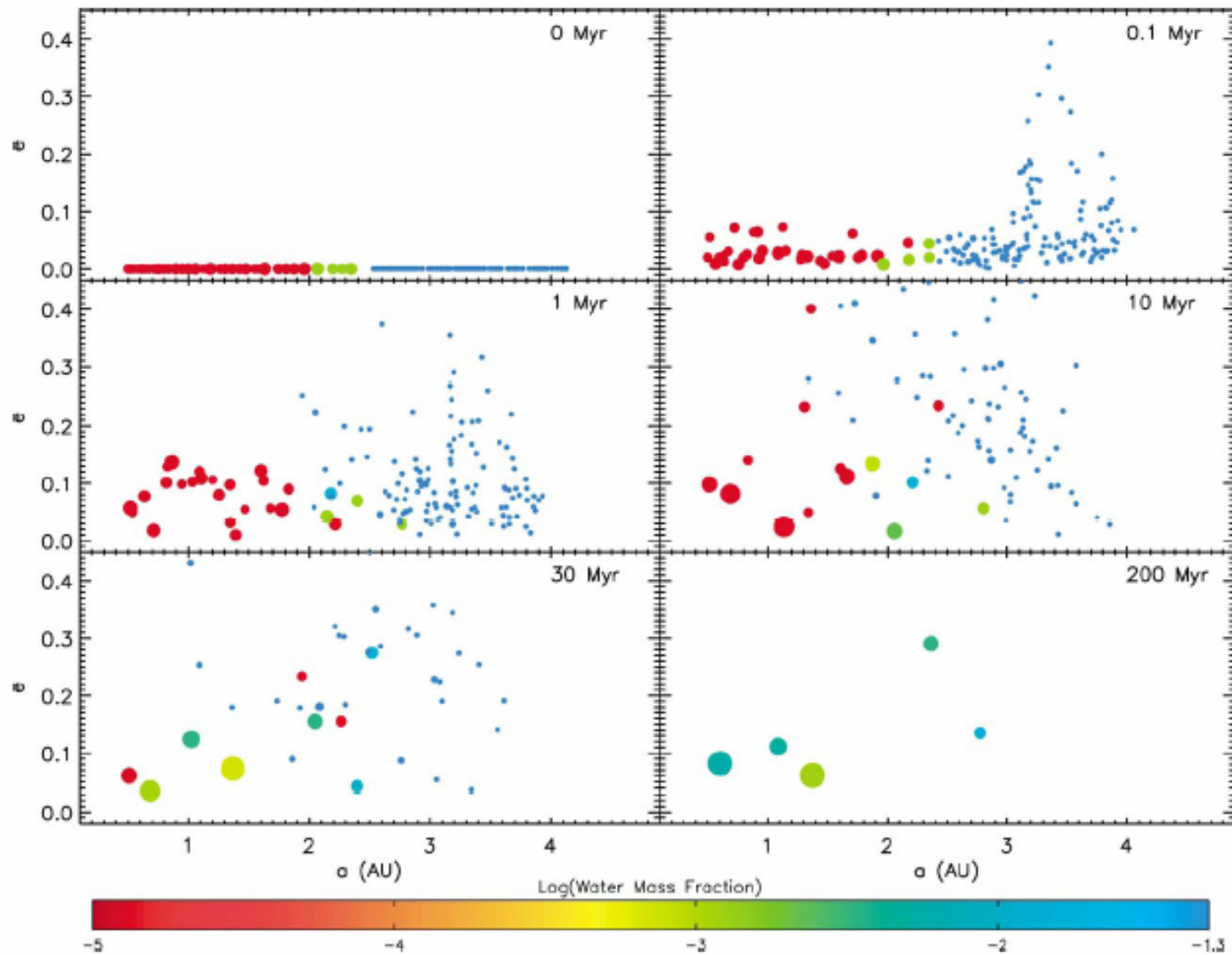
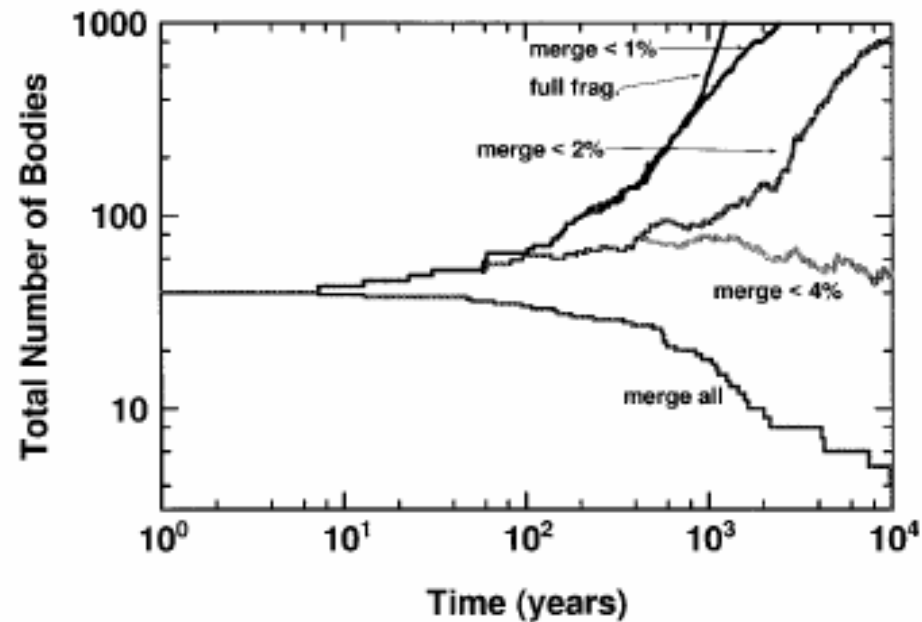
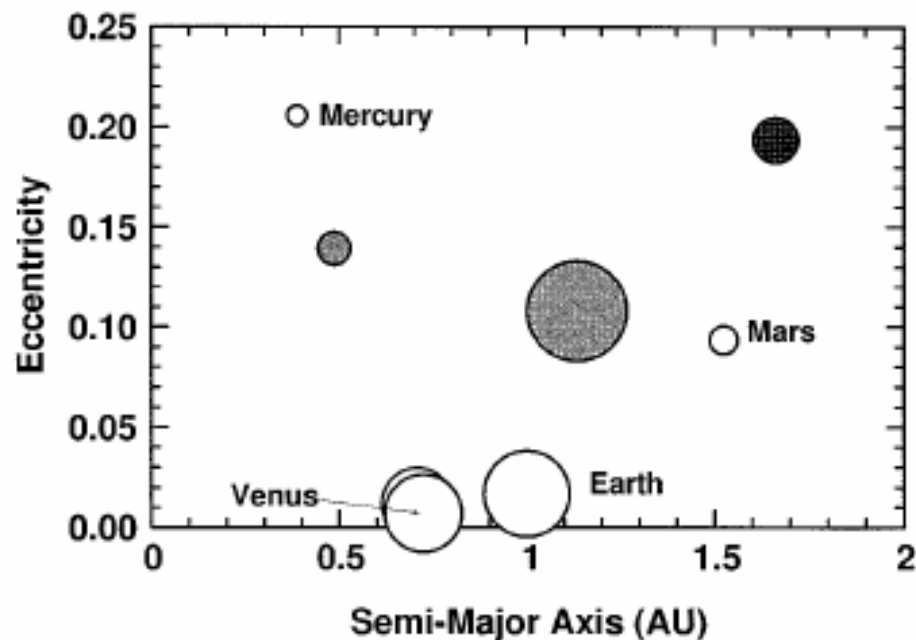
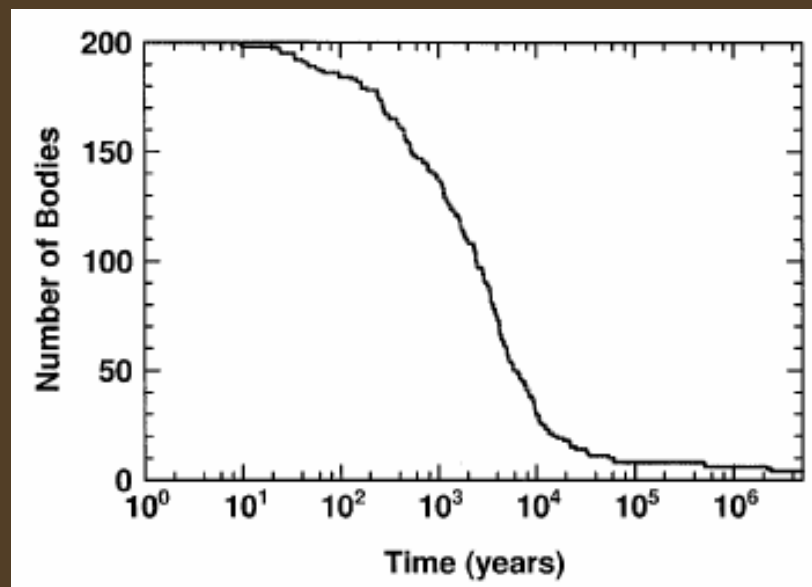


Fig. 3. Snapshots in the evolution of a simulation with Jupiter at 5.2 AU with zero eccentricity, and a planetesimal mass of $0.01M_{\oplus}$ (simulation 10: see Table 1 for details). The size of each object is proportional to its mass^(1/3) (but does not represent the actual physical size), and the color of each object corresponds to its water mass fraction. Note that the wettest objects have water mass fractions of $\log_{10}(5\%) = -1.3$. See text for discussion.

Alexander & Agnor
1998



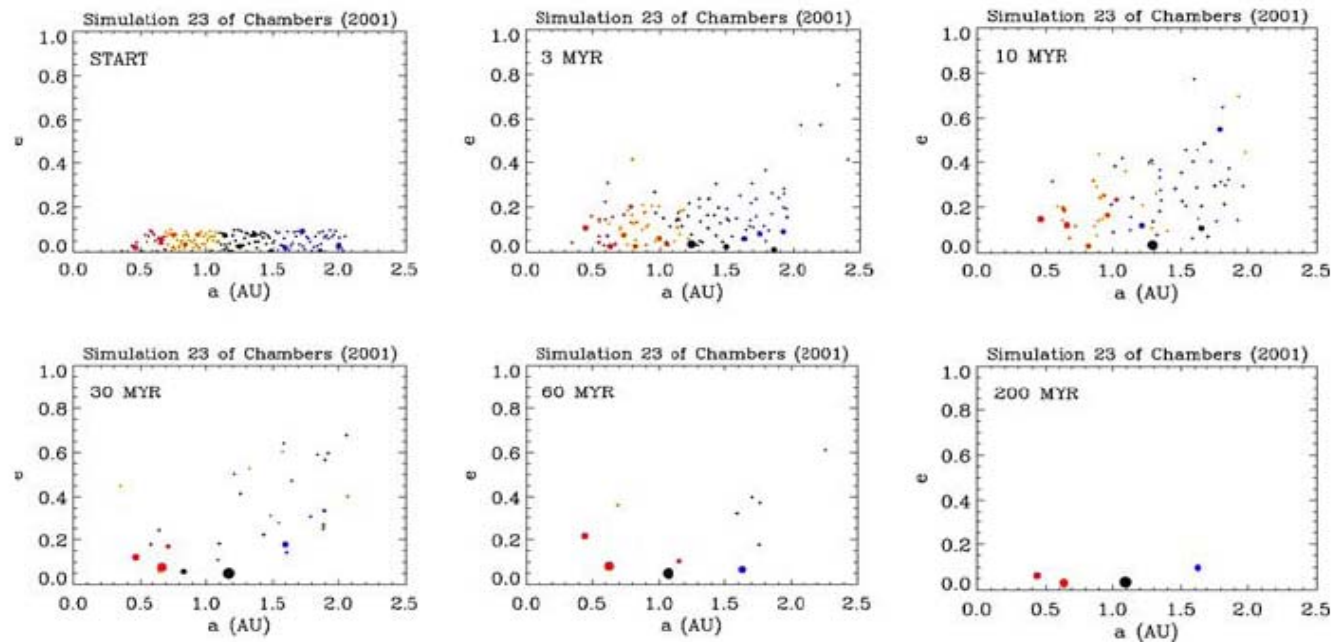


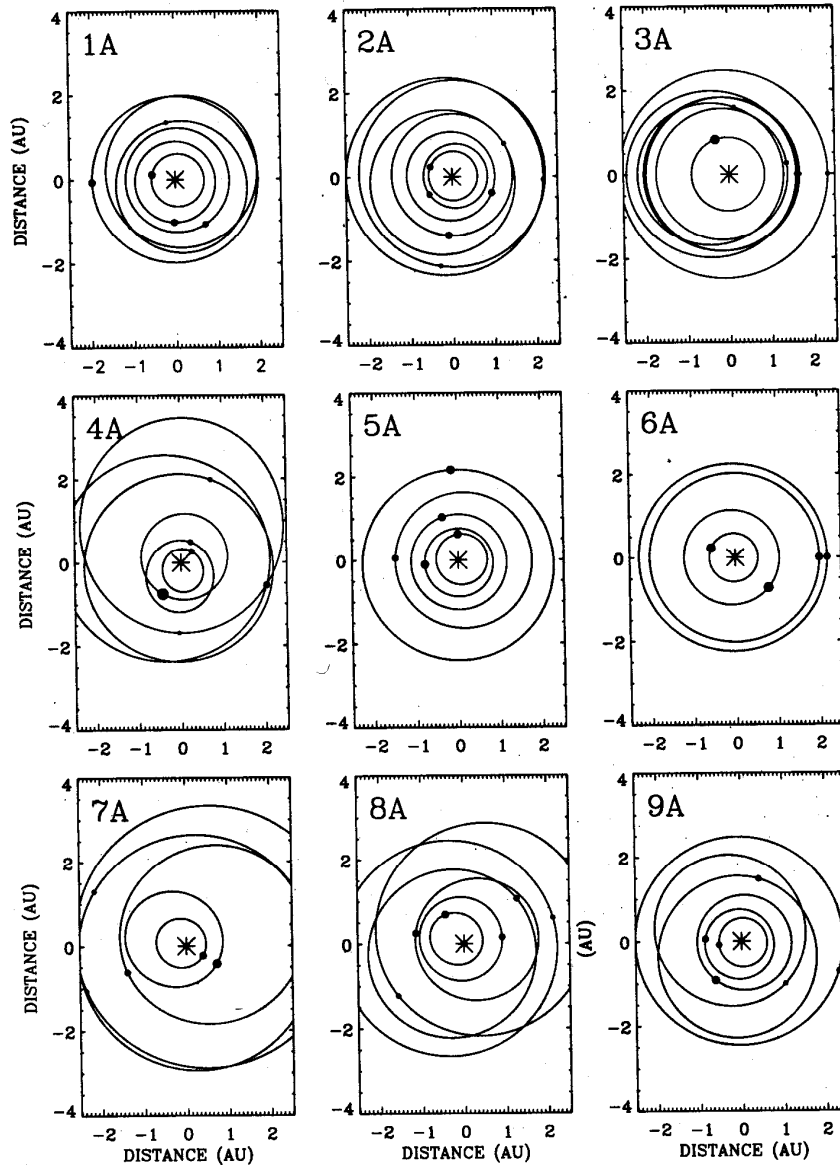
Figure 3.23. The growth of terrestrial planets from a disk of planetary embryos. Each panel shows the semi-major axis and eccentricity of the bodies in the system, the size of each dot being proportional to the mass. The color initially reflects the starting position of each embryo. When two (or more) embryos collide, the formed object assumes the color corresponding to the embryo population that has mostly contributed to its total mass. A system of four terrestrial planets, closely resembling our solar system, is formed in 200 Myr. From Chambers (2001).

Temps typique de la phase finale : 10^8 ans

>> temps de dissipation de la nébuleuse

⇒ Environnement pauvre en gaz

⇒ génération de nombreux débris (disques de débris)



Des planètes trop
excentriques

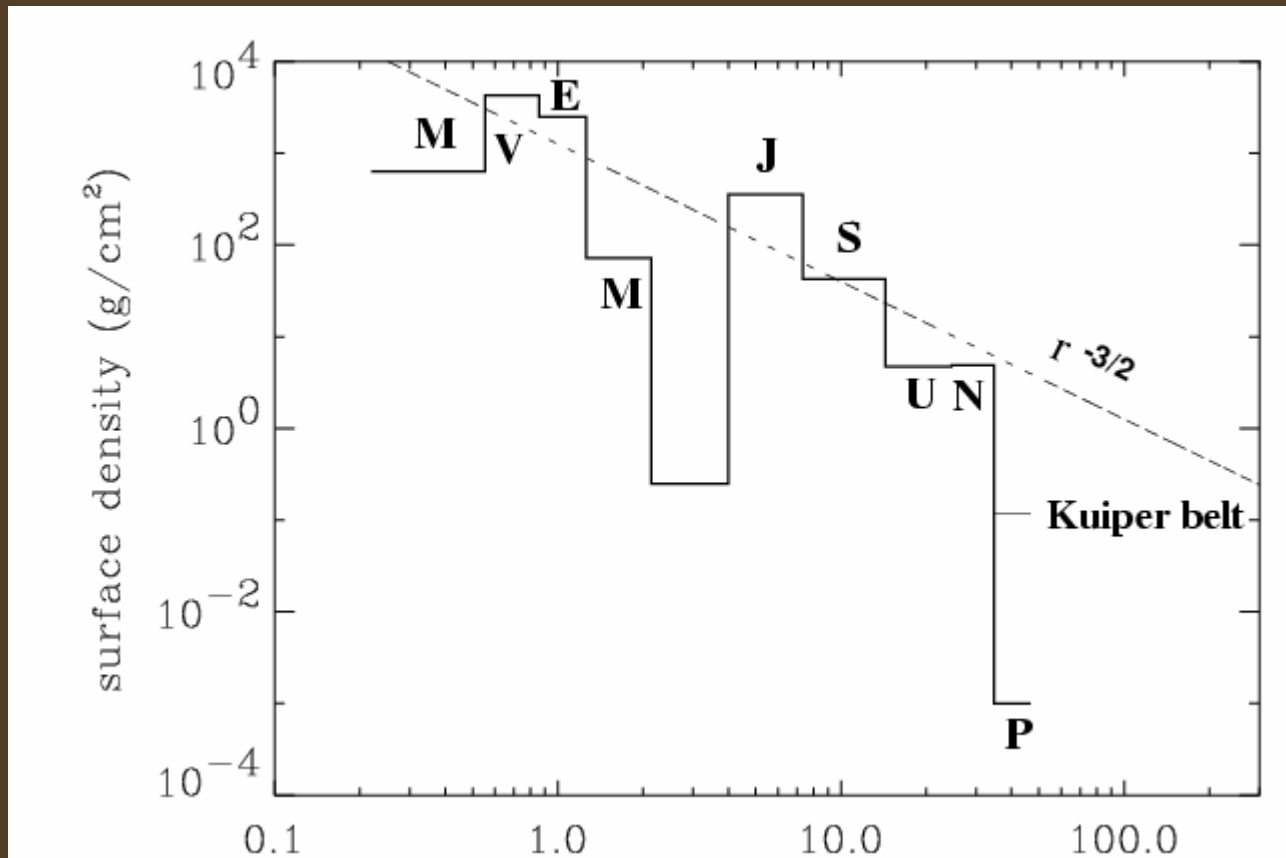
Importance de la friction dynamique ?
(non prise en compte dans ces simulations)

Importance de la fragmentation ?

Mais de bien grands mystères demeurent ...

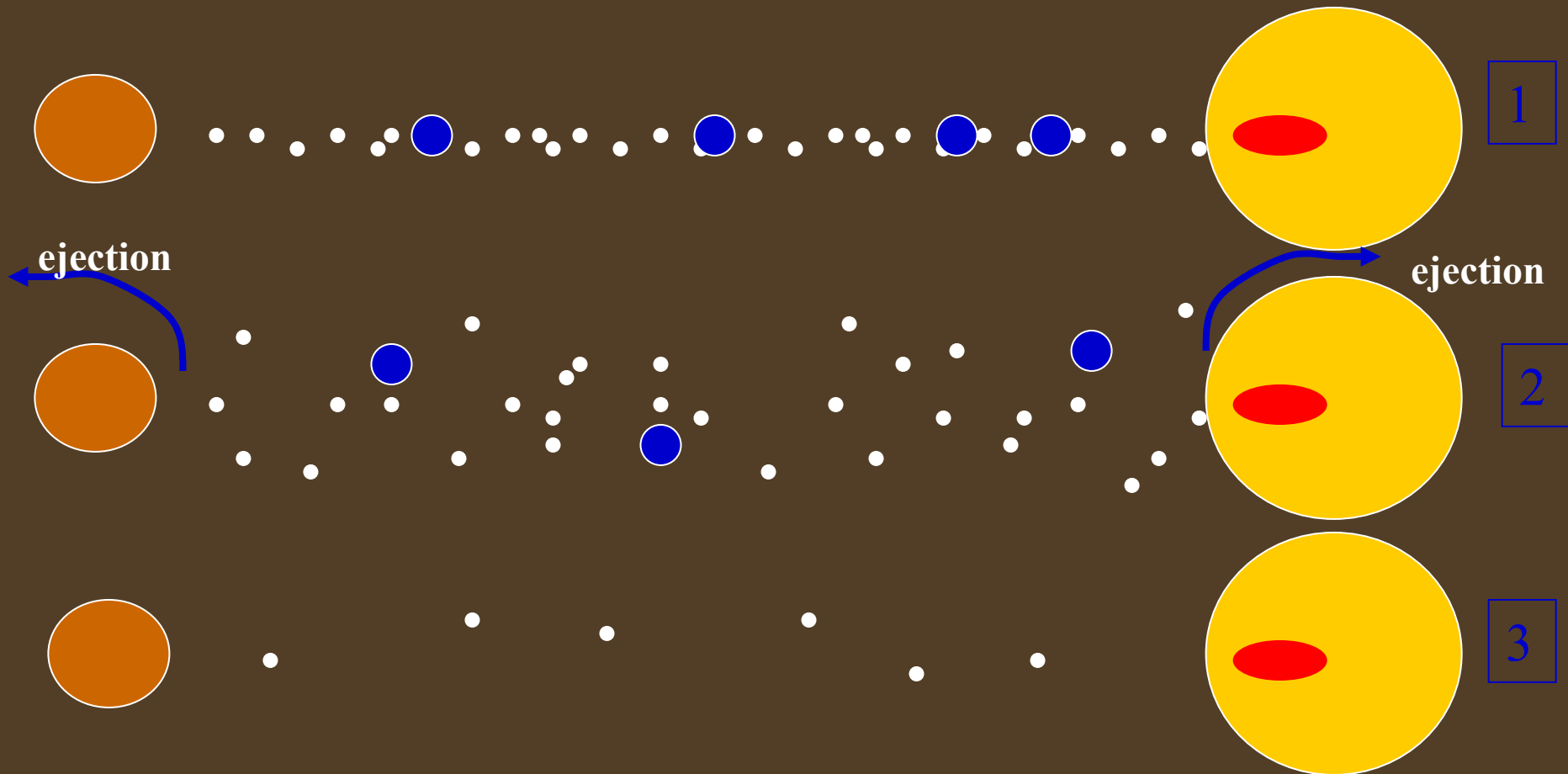
**Où est passé la masse du système solaire ?
=> une question à tiroirs...**

Dans certaines régions 99% de la matière a disparue ...



Pour la ceinture d'astéroïdes : une réponse

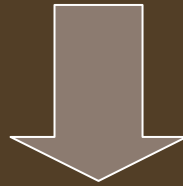
Des travaux récents suggèrent qu'il y avait des
Protoplanètes entre Mars et Jupiter



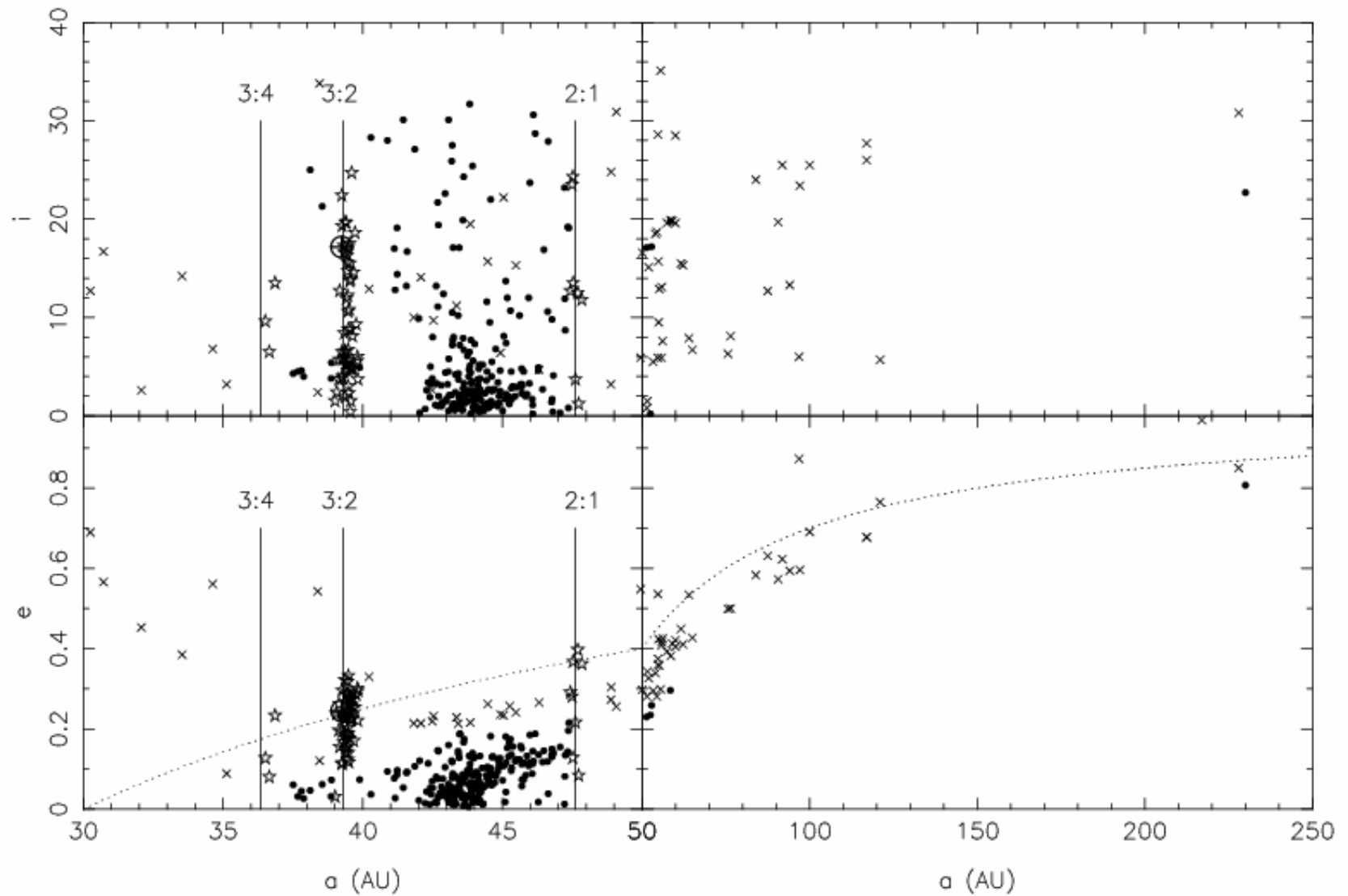
Mais cela ne marche pas pour la ceinture de Kuiper
(les protoplanètes ne peuvent être éjectées....)

Masse de la ceinture aujourd'hui : $\sim 0.1 \text{ Mt}$

Masse de la ceinture initiale : $\sim 10\text{-}30 \text{ Mt} !!$



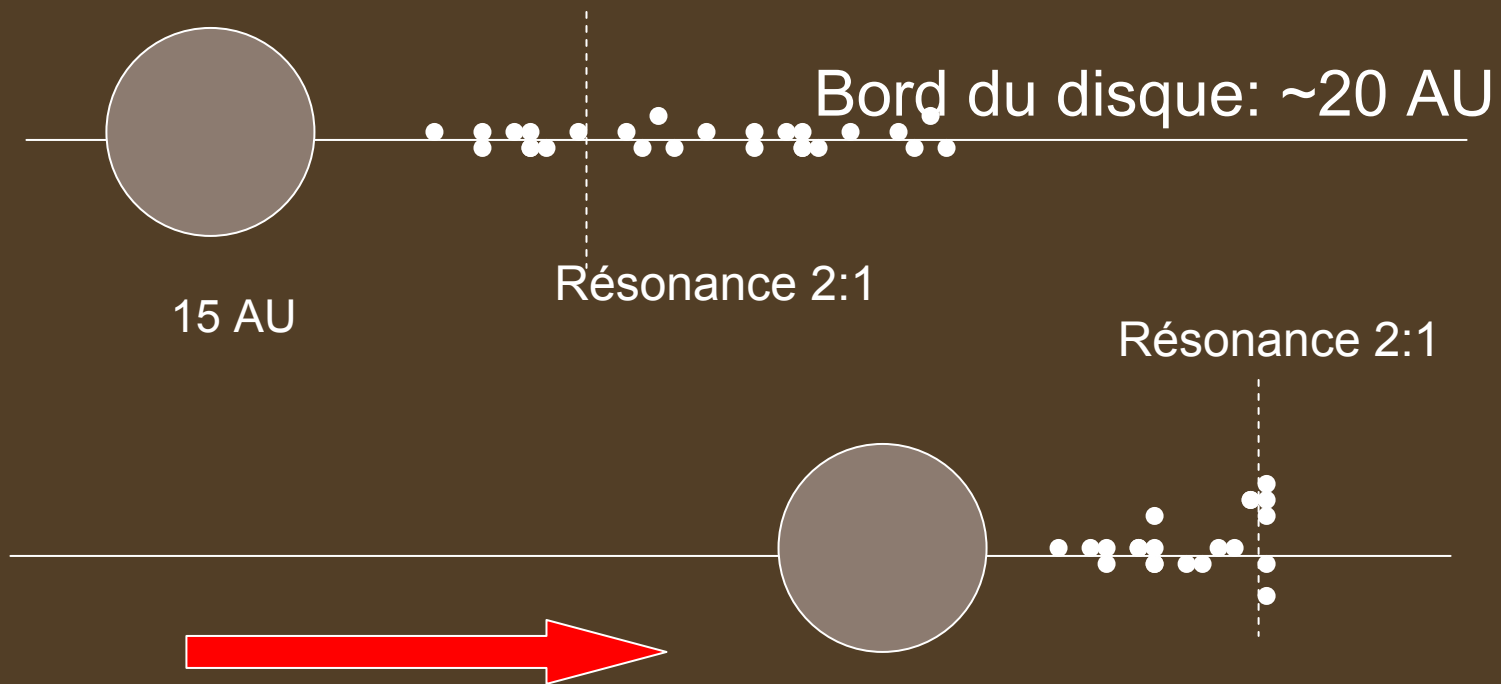
Nouvelles idées : migration des planètes géantes...
passage d'une étoile proche



La ceinture de Kuiper est tronquée à ~ 48 AU en résonance avec Neptune

**Une explication :
la ceinture de Kuiper n'existait pas au début**

**Elle a été transportée sur place par Neptune qui a migrée
vers l'extérieur....**



Migration à 30 AU à par éjection de planétésimaux

Alors pourquoi le disque était initialement tronqué à 20 AU ?

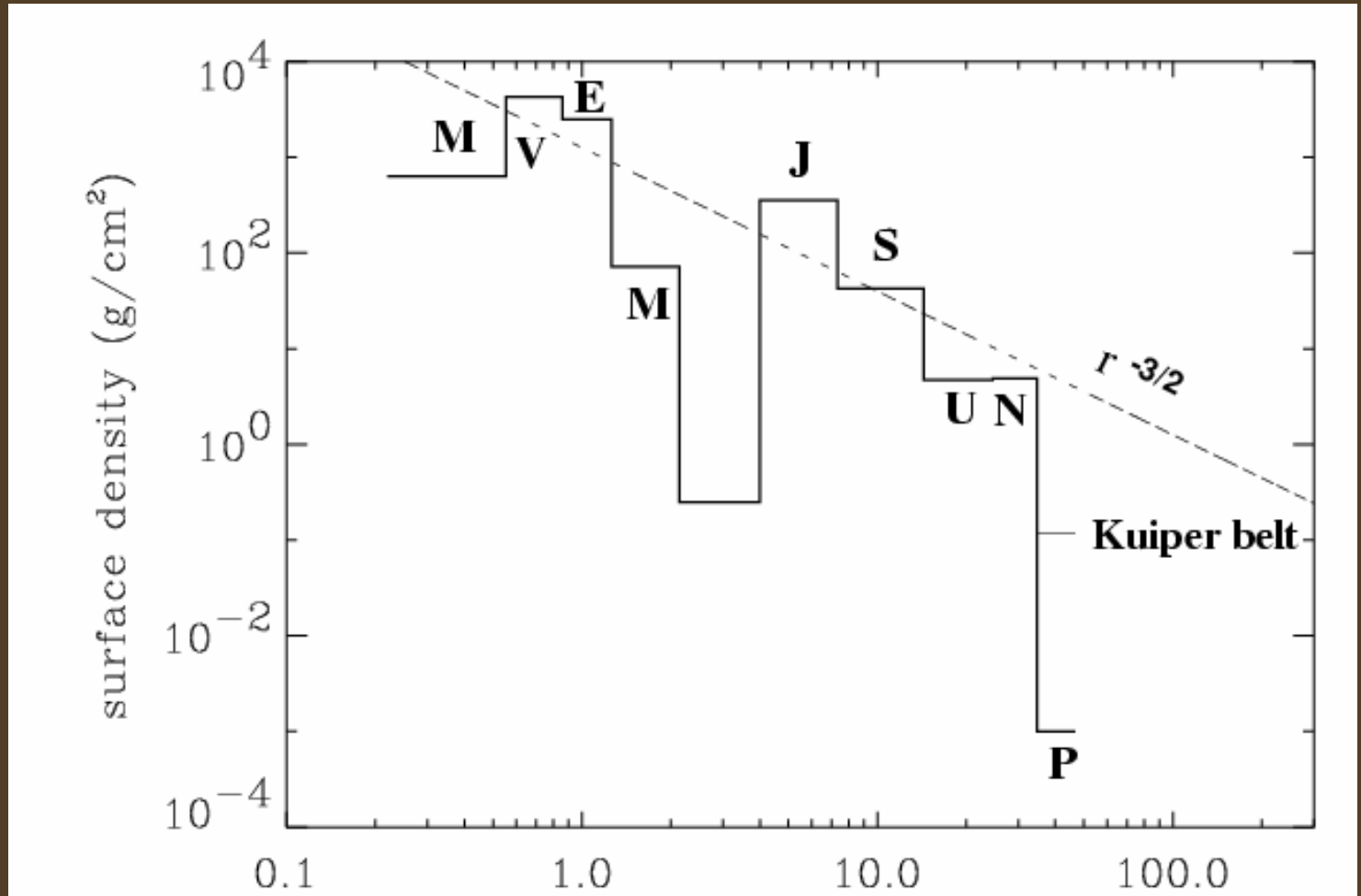


Solution possible : passage d'une étoile très proche
(à moins de 200 AU) après la naissance du disque

Théoriquement possible car les étoiles se forment en groupe



A big mystery of the Kuiper Belt : The mass deficit



A popular scenario to explain the mass deficit is the Collisional Grinding of the KB over the age of the Solar System

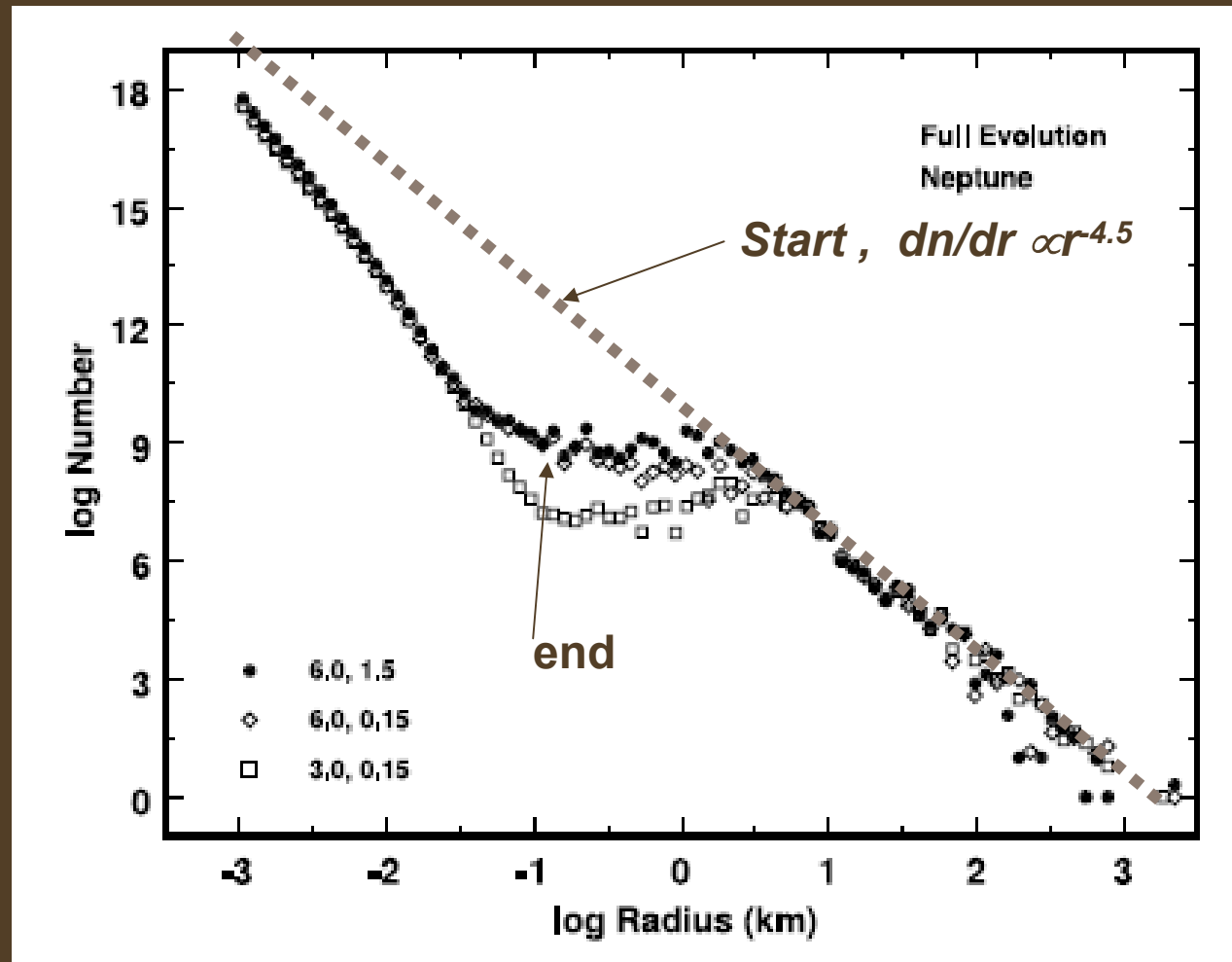
We explore here some consequences of this scenario.

Collisional Grinding Scenario

Idea : The mass of the KB was contained in small Bodies that are easy to break

Initial Conditions :

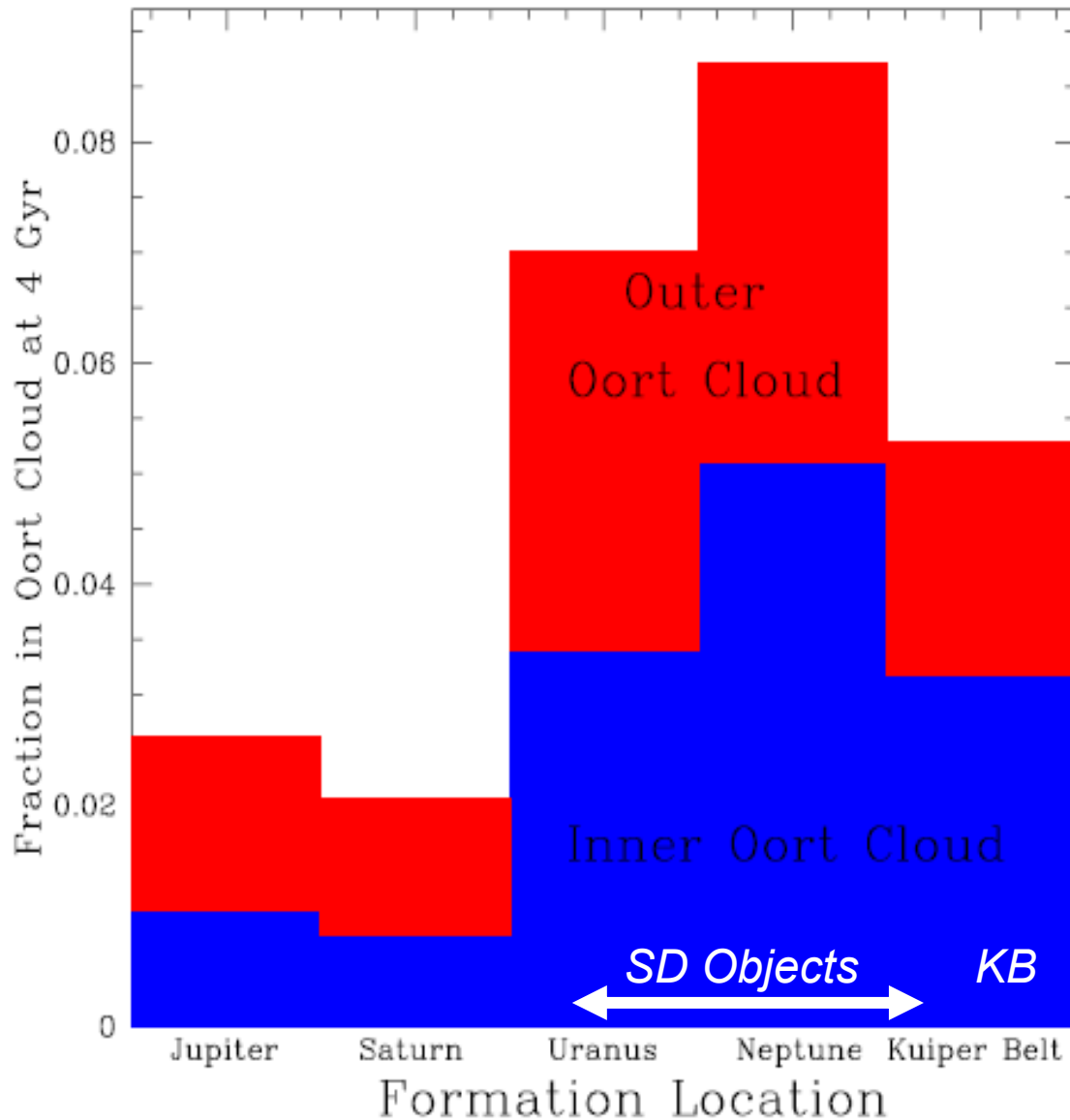
Steep size distribution
+
Only a few Plutos



From Kenyon & Bromley 2004

Consequences :
Strong erosion after
 4×10^9 years.

Broadening the problem by considering the Oort Cloud

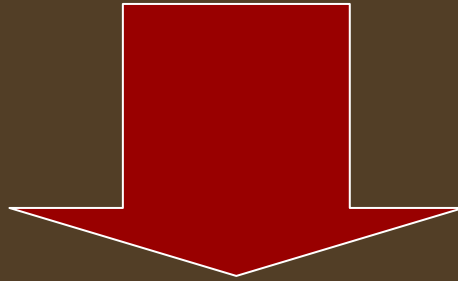


All 3 populations have their origin approximately in the same region

=> Similar Starting Size-distribution



The origin of both population
cannot be studied separately



Implication of steep-size distributions for the evolution of :

- Scattered Disk
- Oort Cloud

IDEA: Test the collisional grinding scenario for bodies of

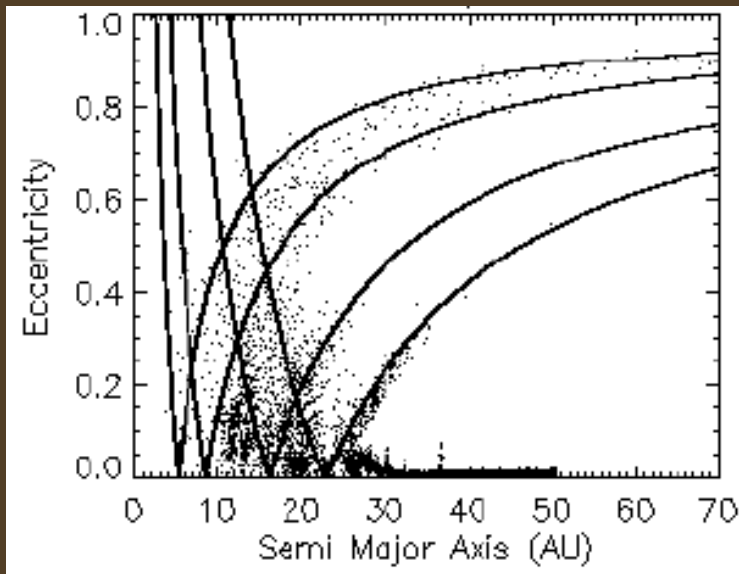
- *Kuiper Belt*
- *Oort Cloud*
- *Scattered Disk*

METHOD : Compute in a *single realistic* simulation of the dynamical AND collisional evolution of the 2 populations

DIFFICULTY : To couple properly both the *DYNAMICAL* & *COLLISIONAL* evolution of bodies: « *Particle in a box* » method cannot achieve this properly

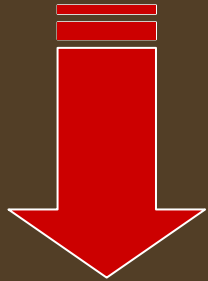


ALGORITHM : Use of a new hybrid approach (Charnoz & Morbidelli Icarus 2004) that was used to compute evolution of bodies ejected by Jupiter and Saturn.

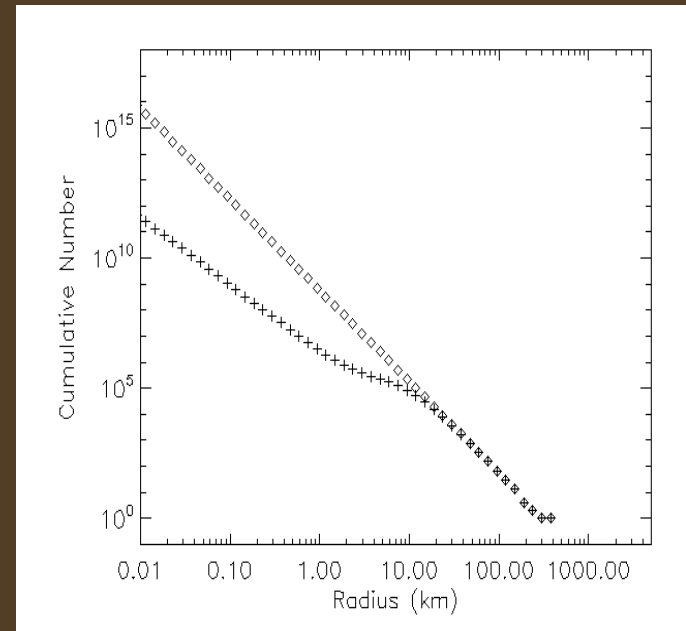
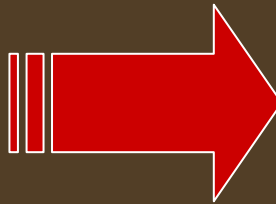


Dynamical code :
Integration of 6000
particles with J,S,U,N

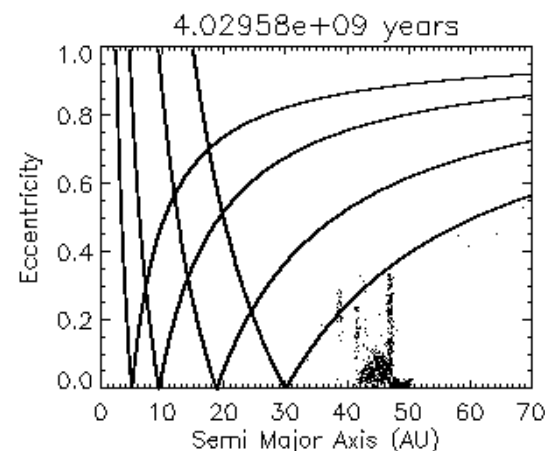
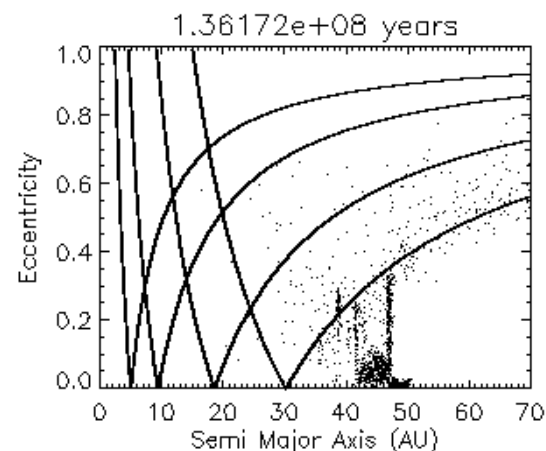
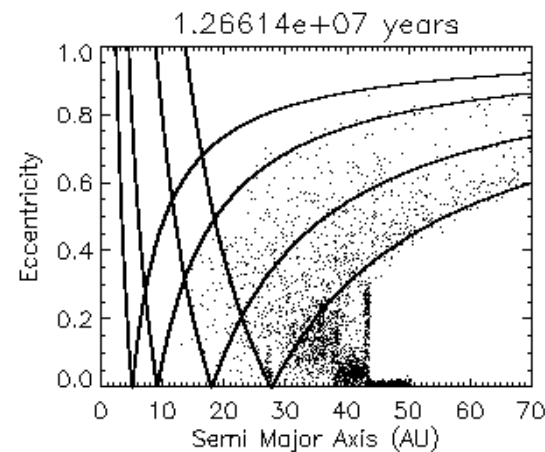
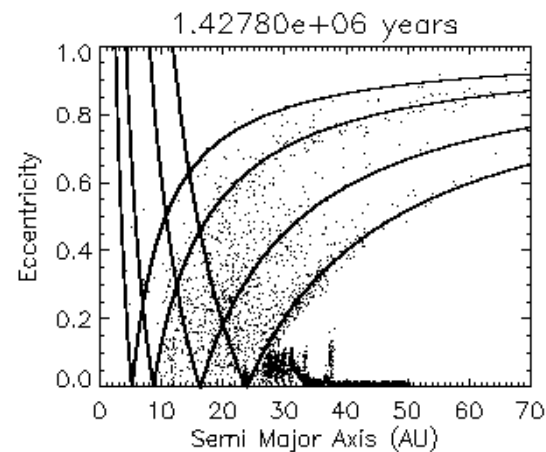
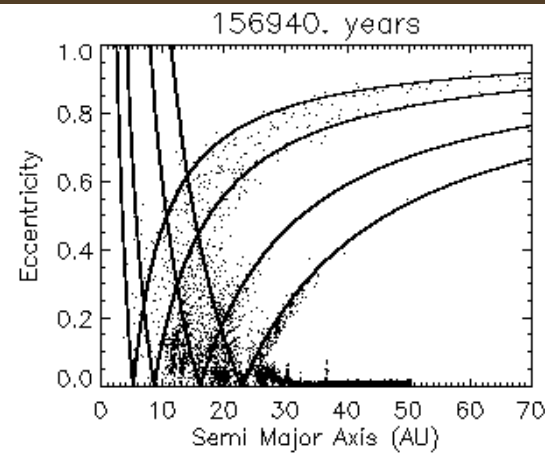
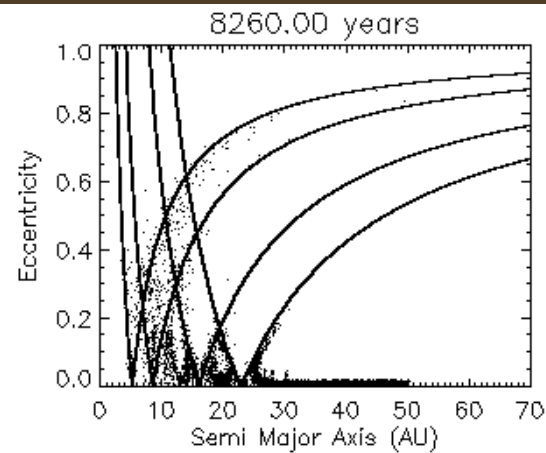
A Hybrid Code



Compute collision
frequencies and velocities
for all pairs of particles,
with steps 10^4 years.



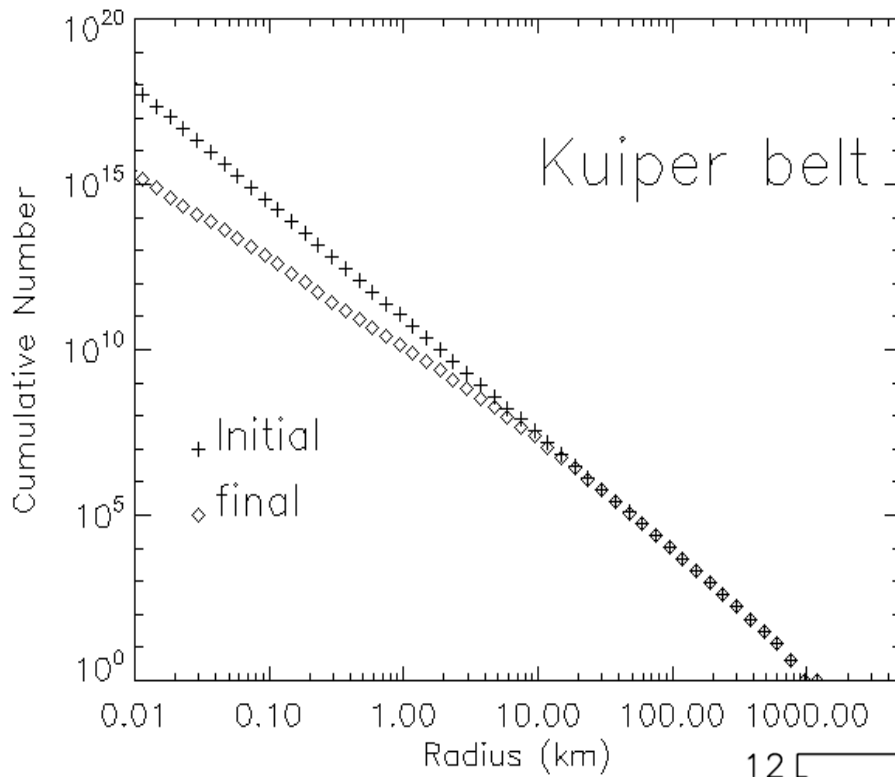
**Each of 6000 particles holds
a full size distribution**
evolved with a Fragmentation code :
: Fragmentation + Craterisation



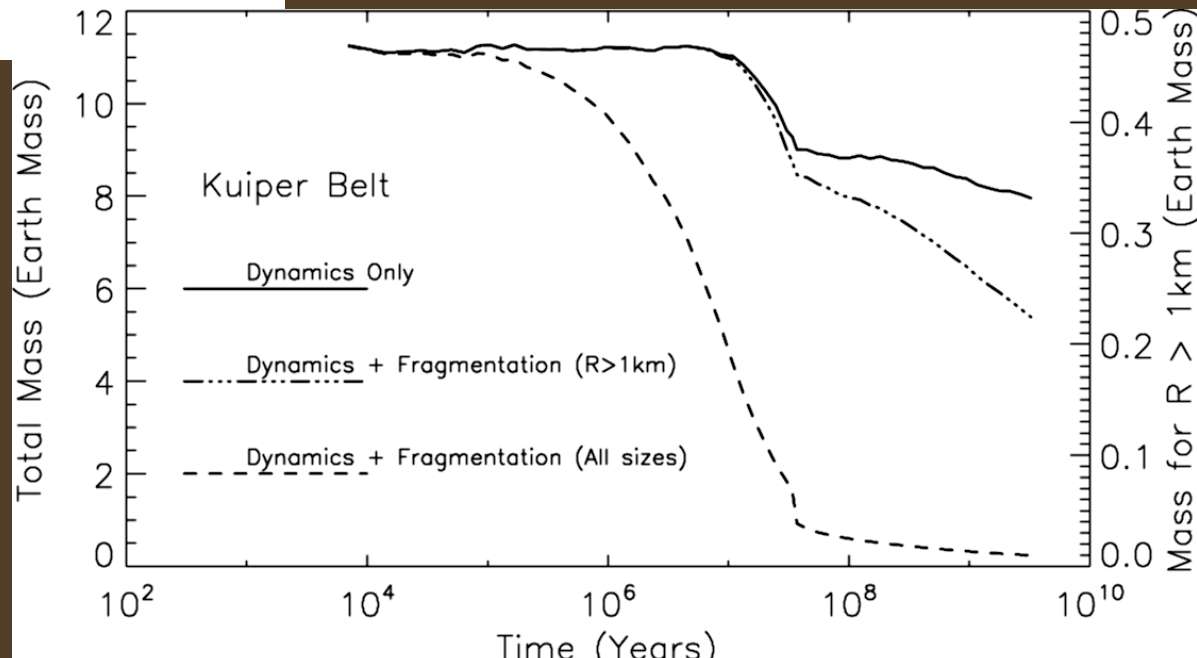
⇔ Compute the coupled evolution of 6000 size distributions at the same time

⇒ Very good description of the dynamics :

At the end of the Simulation
~ 700 particles in the KB
~ 10 particles in the SC
~ 250 particles in the OC



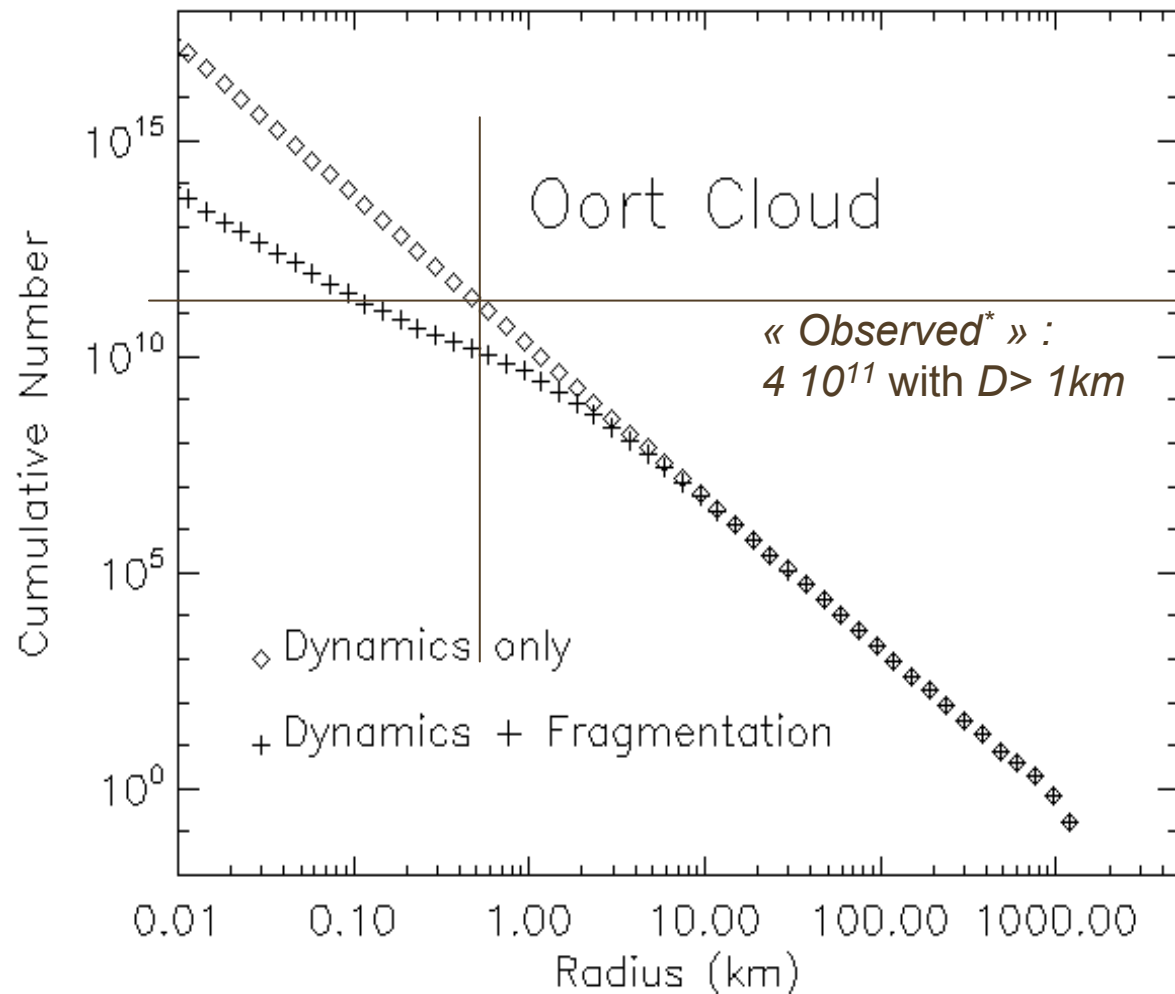
Evolution of the Kuiper Belt



Initial conditions :
mass in small bodies



Collisional
grinding senario



Oort Cloud

~ 20 times less
 massive than expected

=> As argued in
 Stern & Weissman (2001)

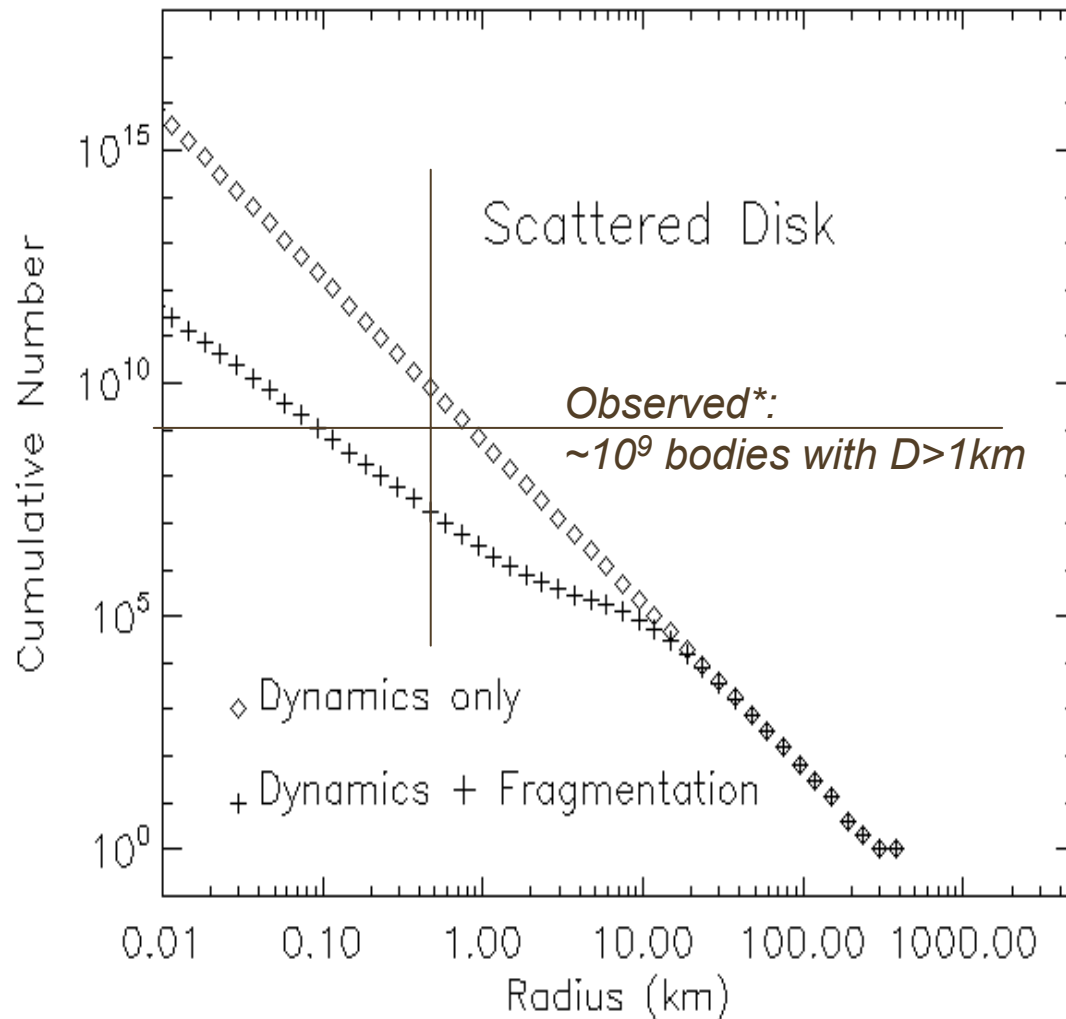
Initial conditions :
 mass in small bodies



*BUT big observational uncertainties
 exist for the Oort Cloud !!*

Collisional
 grinding senario

•From Flux of Long period comets
Francis et al. 2005



Scattered Disk

A very severe evolution due to strong eccentricities/inclinations

**From flux of Jupiter family comets*

Initial conditions :
mass in small bodies



Collisional
grinding senario

Only $\sim 10^7$ bodies with $D > 1\text{Km}$ survive in the Scattered Disk.

100 times less than Inferred from the observation
of Jupiter Family comets
(Duncan & Levison, 1997)

CONCLUSIONS

-Using a new and hybrid approach to couple collisional and dynamical evolution, we show that :

1- In every scenario, the most severely depleted population is the
SCATTERED DISK

2- The collisional griding of the KB has severe problems :

- The Oort Cloud is too severely depleted by a factor of ~ 20
- The scattered disk is too severely depleted by a factor of 100

☞ *Charnoz & Morbidelli 2006, submitted to ICARUS ...*

3- Dynamical depletion, *not collisional erosion*, should be responsible for the mass deficit of the KB

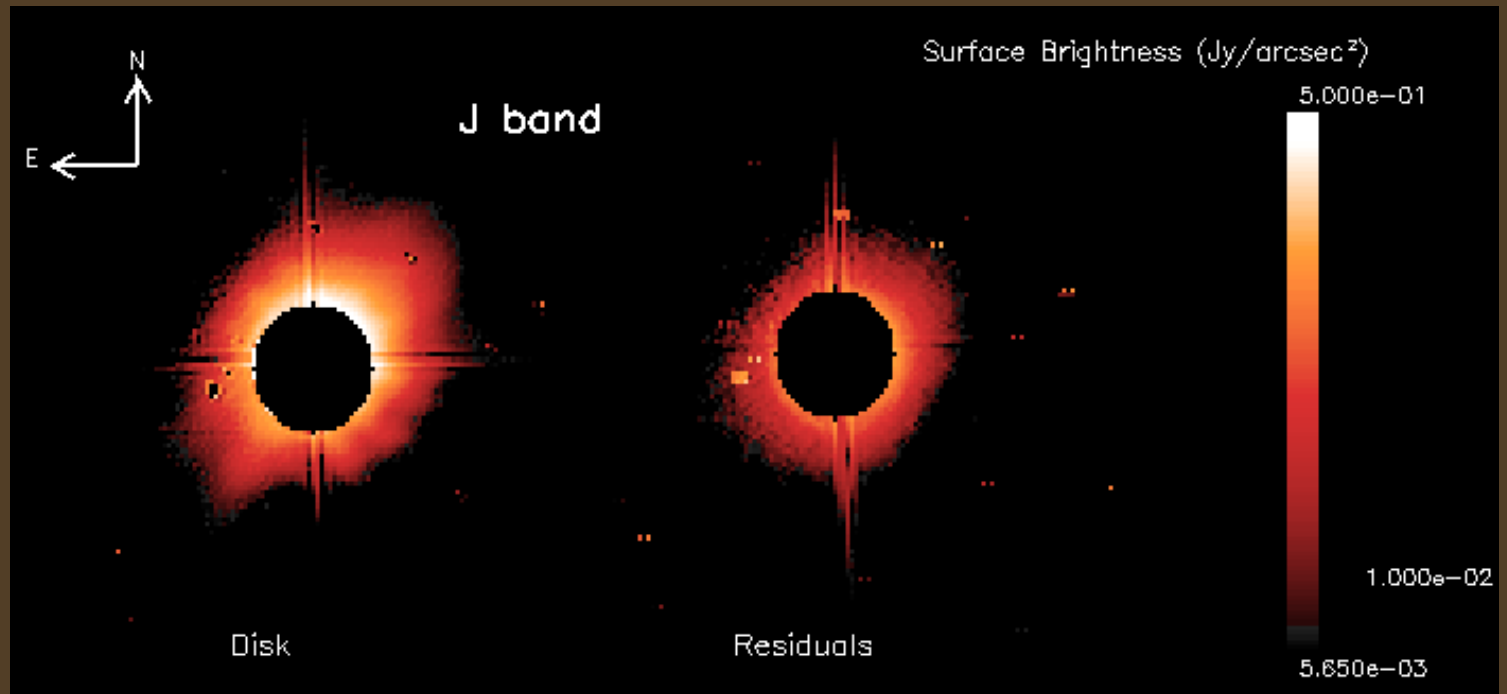
=> The starting Size Distribution is the current one scaled up by a factor of 100-1000.

=> Resulting SC & OC are consistent with observations.

Disques post-planétaires

HD 100546 (~100 parsecs)

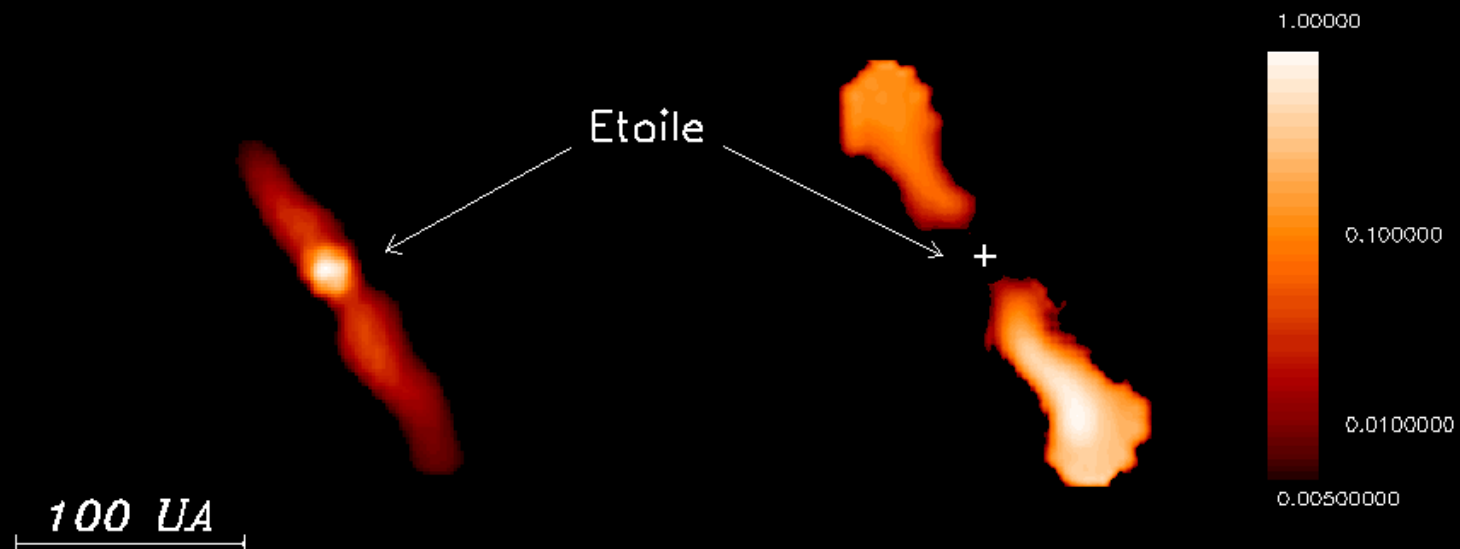
pré seq. princ. ; $\sim 10^7$ ans , Disque : $i \sim 50^\circ$



Beta-Pictoris (~19 parsecs)

☼ : A5, $\sim 10^8$ ans, ZAMS Disque : $i \sim 0^\circ$. Trou central REEL

Flux à $10\mu\text{m}$ et densité du disque de β Pictoris



Cliche DSM/DAPNIA/SAP Lagage P.O. et Pantin E.

4. Les autres Systèmes Solaires

A l'heure actuelle :

Pas d'observation *directe* de planètes autour d'autres étoiles

1994 : Incertitude totale sur l'existence d'autres Systèmes-Solaire.

1995, 6 Octobre :

Première détection indirecte : Une planète autour de 51 Pégase

.... GRANDE SURPRISE !!

Très différent de notre Système-Solaire !

51 Pégase :

**Une planète grande comme JUPITER
Qui est très proche de son Soleil**

SOLEIL

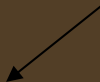
Mercure

Vénus

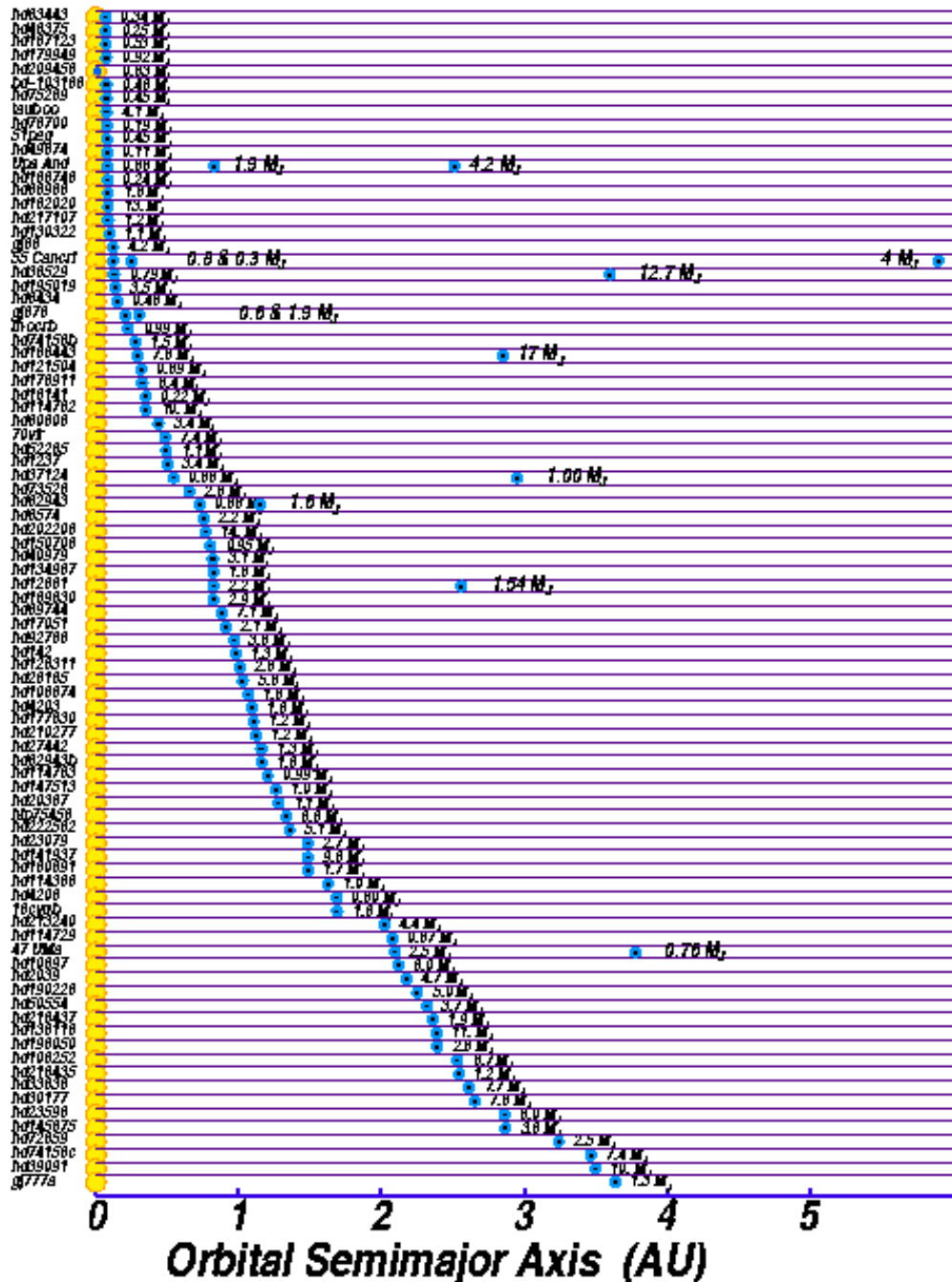
Terre



51 PEGASE



**De nombreuses planètes
Découvertes de manière
indirecte**

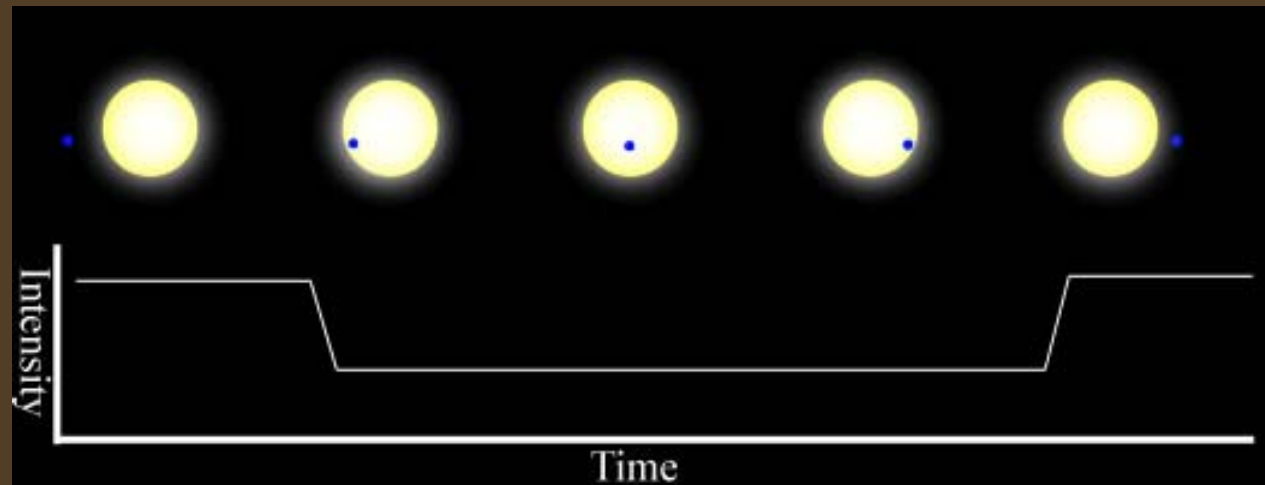
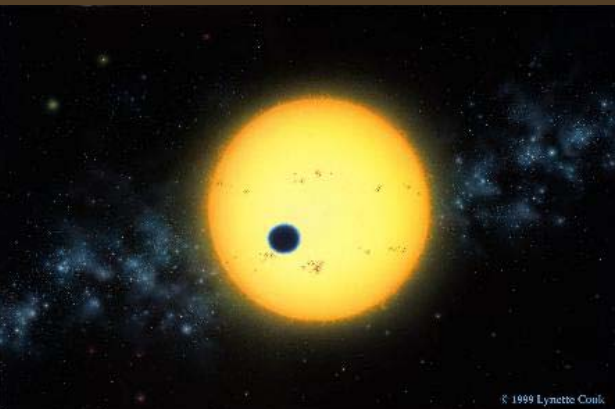


**Novembre 1999 :
Détection d'un transit**

Premier transit en 1999

HD 209458 – (150 a.l.)

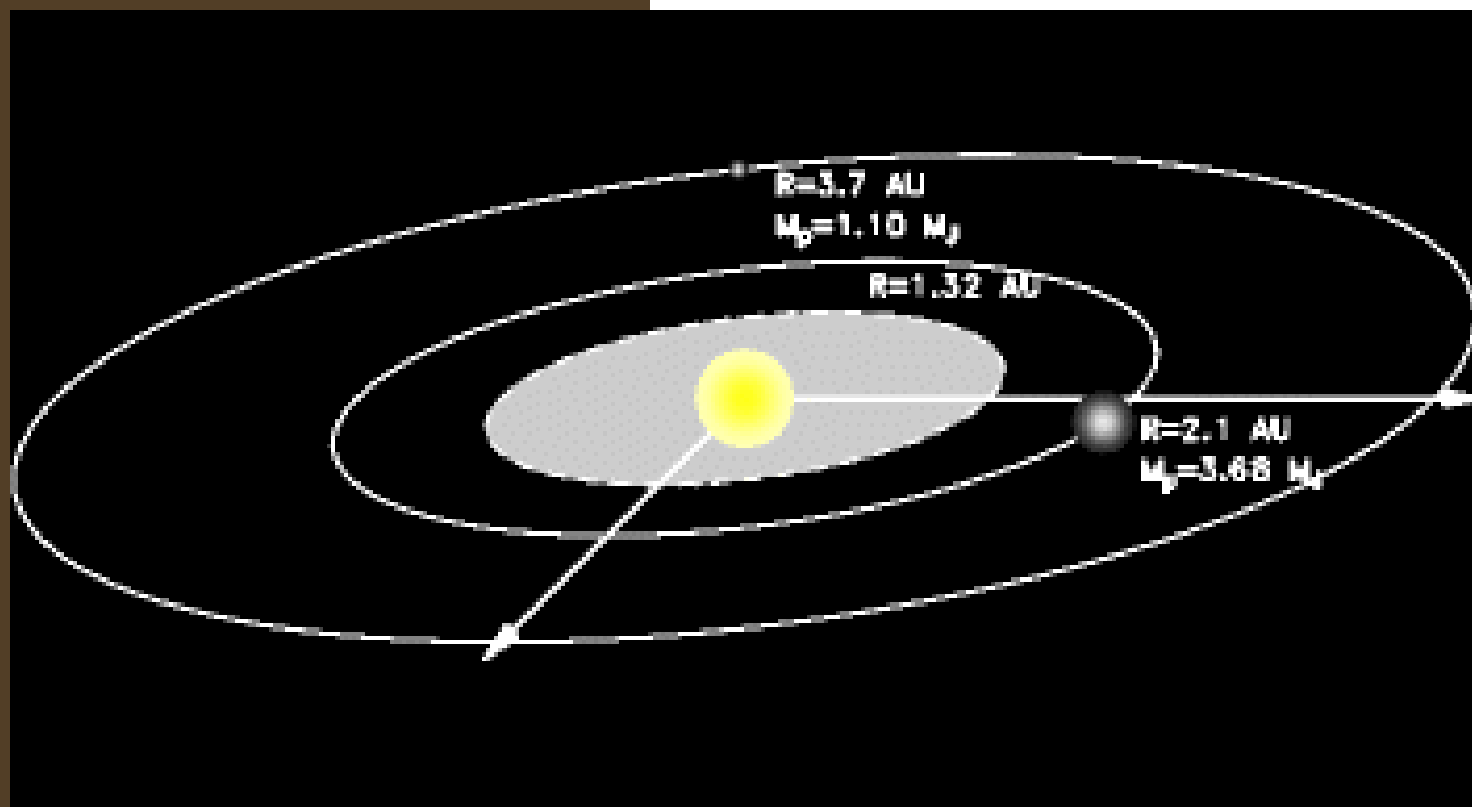
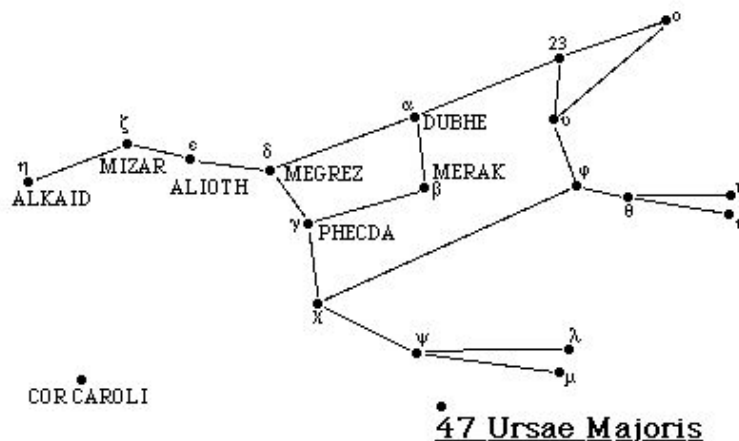
Vue d'artiste



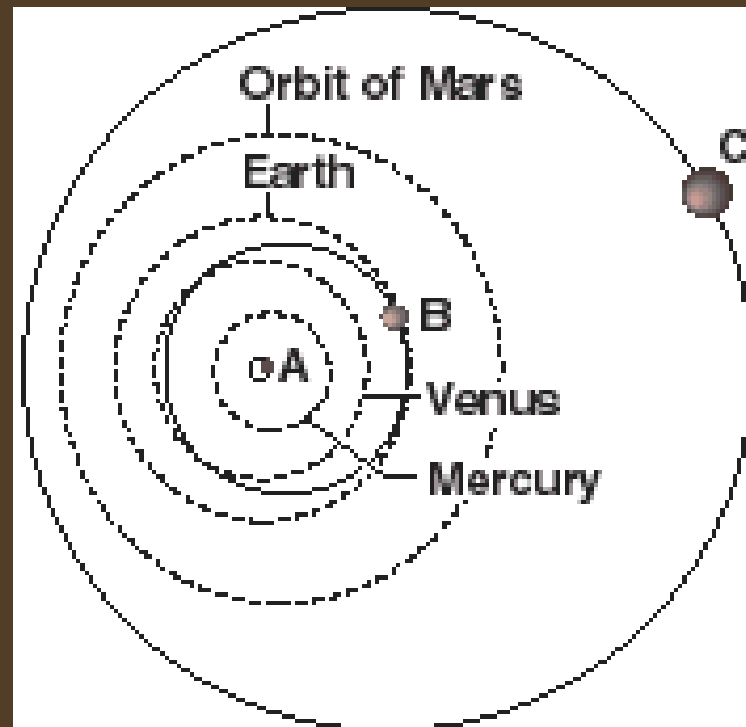
PREMIER SYSTEME PLANETAIRE

« PLAT » EN 2001: 47 UMA

Ursa Major, the Great Bear
(The Big Dipper)

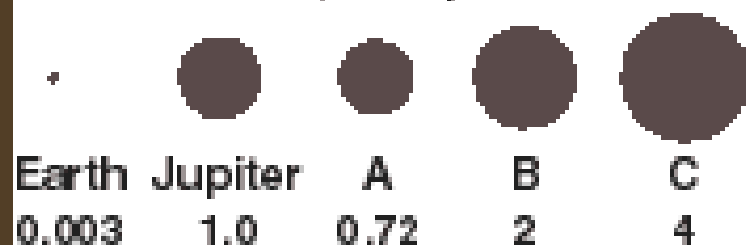


Un système planétaire Autour de Upsilon Andromède



HOW THEY COMPARE

Minimum size, in Jupiter masses



Comment une planète de type Jupiter Peut elle être si proche de son étoile ?

Nouvelles hypothèses :

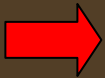
1. Migration dans la nébuleuse de gaz

Simulation numérique

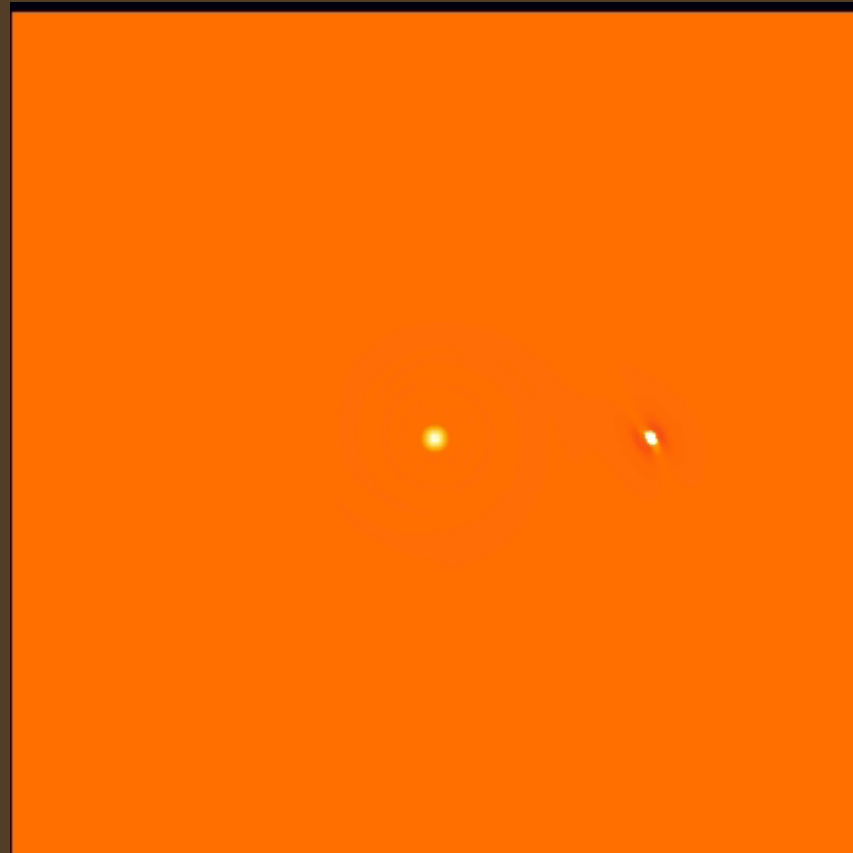
2. Formation sur place :

Dans ce cas :

« Jupiter Chaud » ~ petite étoile



Q'EST-CE QU'UNE PLANETE ?



En conclusion

- **Modèle standard semble marcher**

- **On comprend bien la formation des planètes telluriques**

- **Points obscurs sur la formation des géantes gazeuses**

- **Nouvelles planètes extra-solaires**

- **Géantes et « collées » à leur étoile**

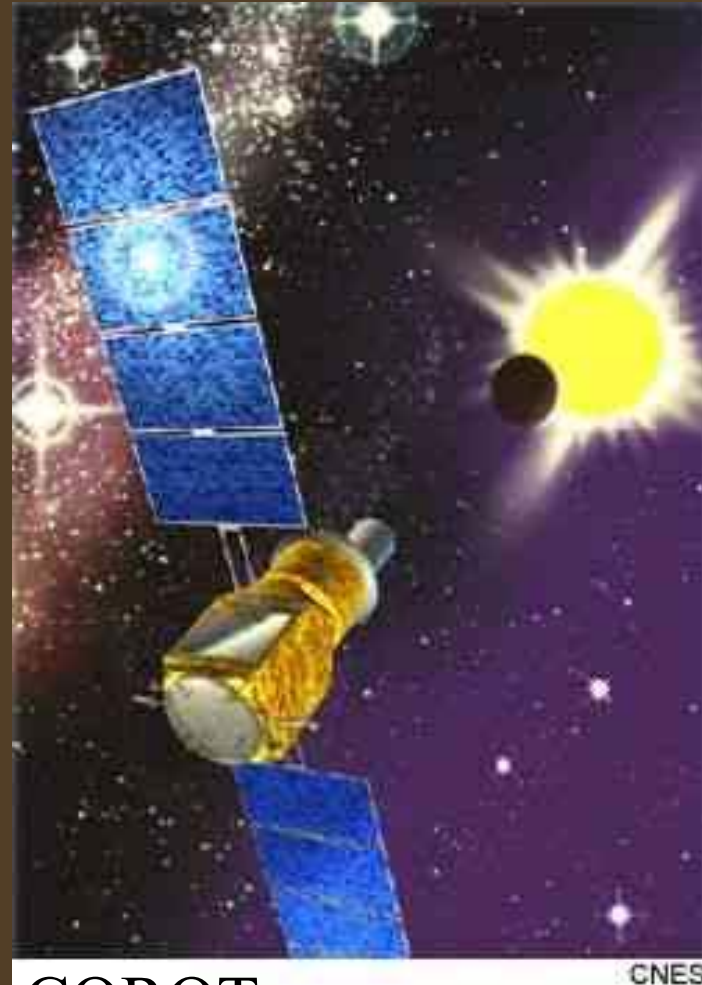
- **Migration possible**

Il existe sûrement d'autres Terres autour d'autres étoiles...

Attendons ~ 15 ans encore pour les voir



DARWIN



COROT

Et 2000 ans pour y aller ...

