

Observables par technique

RECAPITULATION	VITESSE RADIALE	TRANSIT	ASTROMET.	MICRO LENTILLES	IMAGERIE DIRECTE
RAYON PLANETE		Primaire			
PERIODE ORBITALE		Primaire Secondaire			
DEMI GRAND AXE		Primaire			
INCLINAISON ORBITE		Primaire			
MASSE PLANETE	Masse minimum				
TEMPERATURE		Secondaire			
EXCENTRICITE					
DENSITE		Primaire			
CARACTERISATION ATMOSPHERE Albedo Composition chimique					

Nécessite un modèle stellaire ou planétaire

Rapport de stage de DU de P. Jourdan

Modèles de formation

Planètes telluriques

Accrétion

(retour)

Formation par accrétion

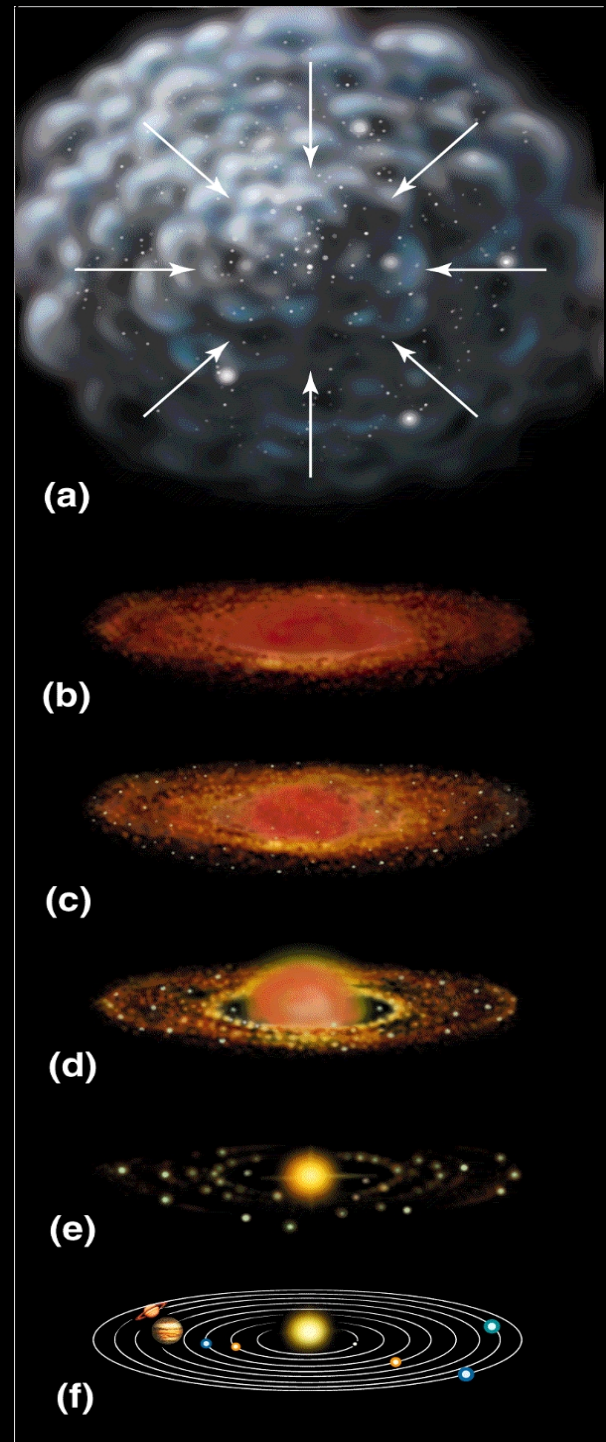
Effondrement du nuage: formation étoile

Sédimentation et agglomération ($\mu\text{m} \rightarrow \text{m}$)
 $\sim 10^6$ ans

Particules de $\sim 1\text{m}$ aux planétésimaux de $\sim 1\text{km}$
 $\sim 10^3$ ans

Planétésimaux aux protoplanètes
 $\sim 10^4\text{-}10^5$ ans

Protoplanètes aux planètes
 $\sim 10^8$ ans



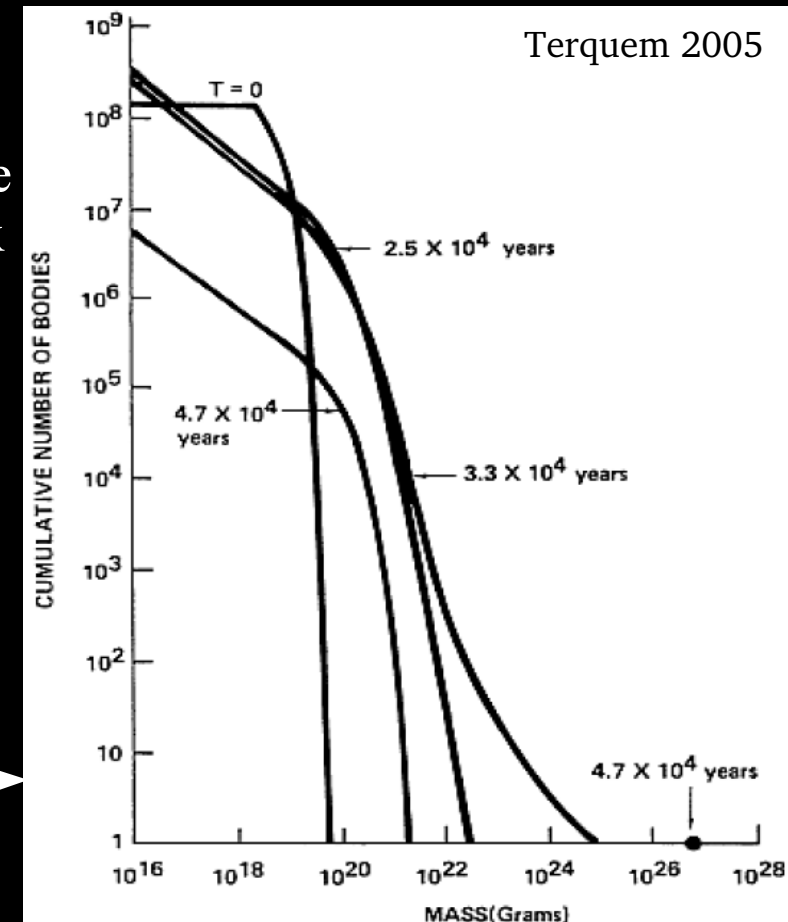
Étape 5 : formation des protoplanètes

Interactions gravitationnelles locales + collisions

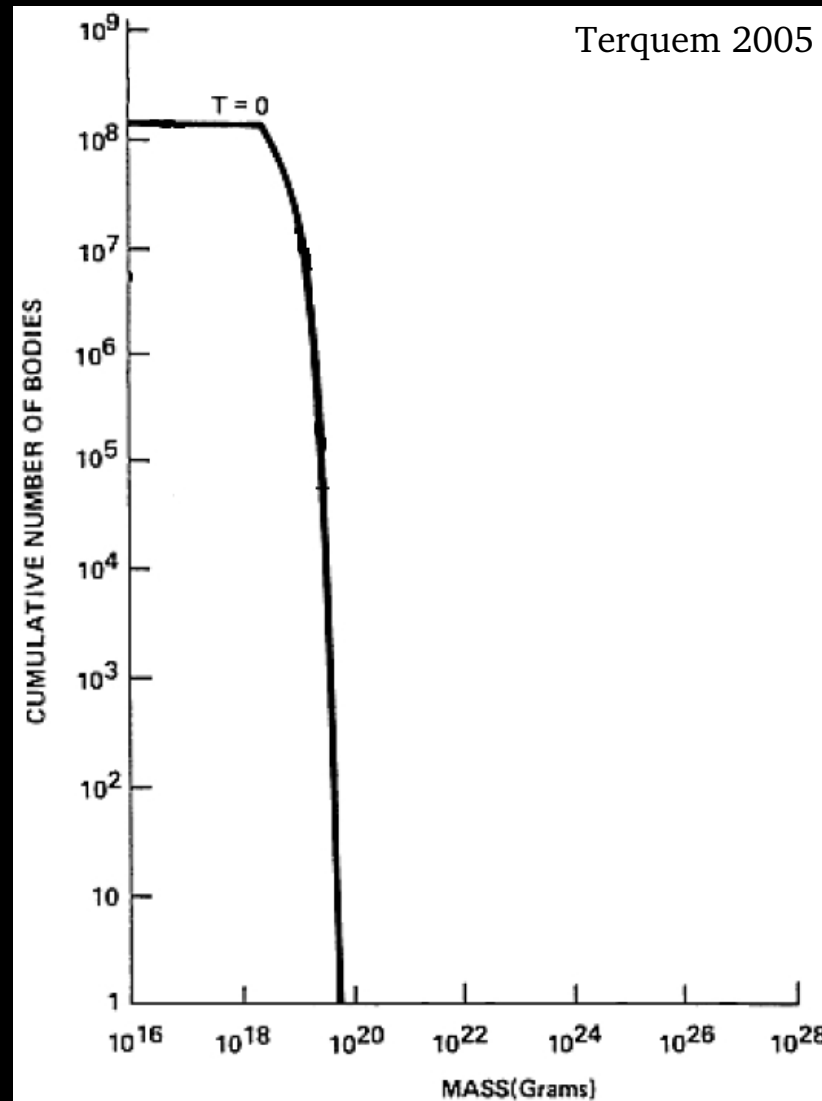
Fractions de $M_{\oplus}$ et plus de gaz en 10^4 - 10^5 ans

Modèles

- Impact du gaz négligeable → dérive d'orbite négligeable
- Interaction gravitationnelles locales entre planétésimaux → excentricité moyenne augmente
- Collisions + fragmentation/agglomération :
 - Croissance simultanée de tous les planétésimaux → accréation oligarchique → évolution lente
 - Le plus gros croît au détriment des autres → accréation hiérarchique / *run away accretion*

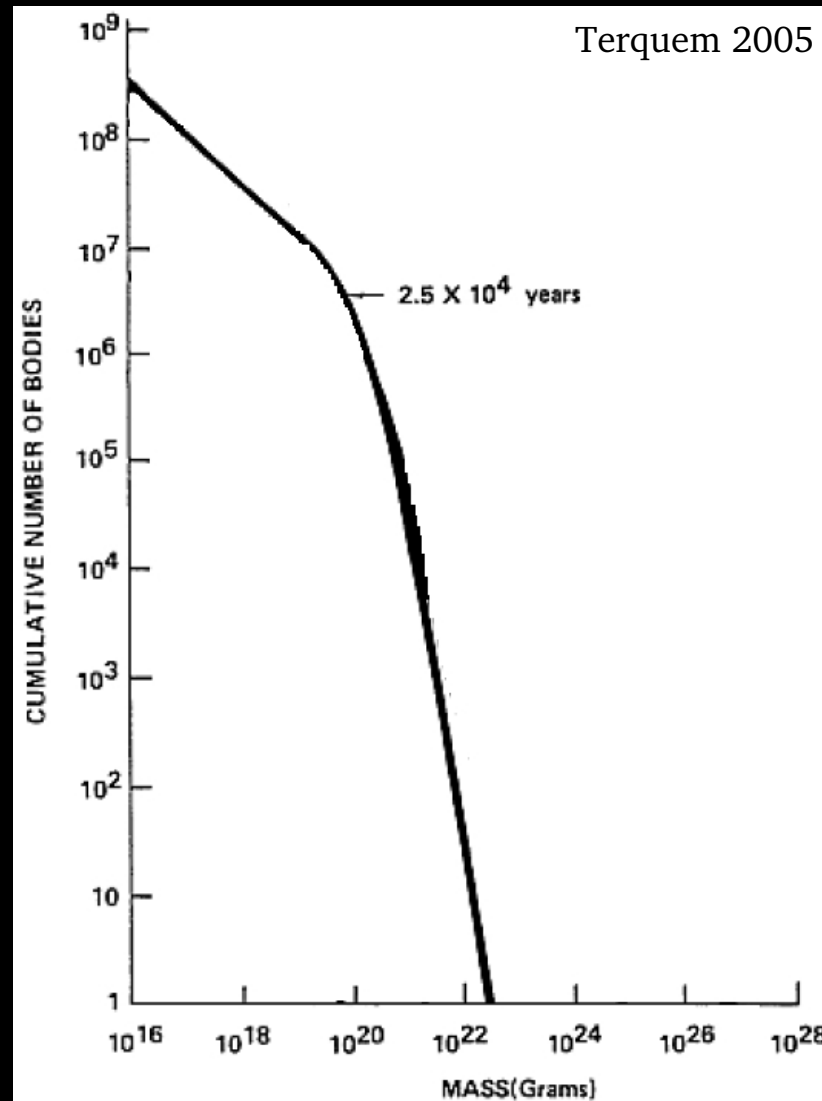


Étape 5 : accrétion hiérarchique



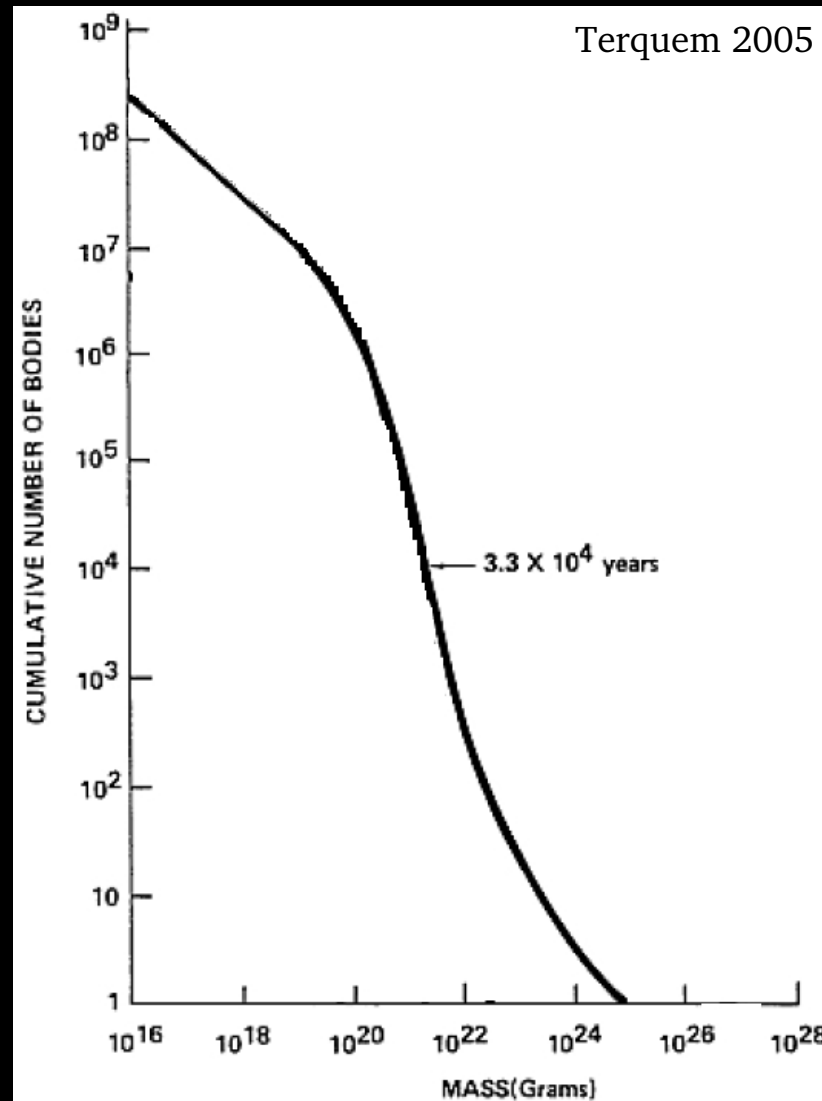
Dans cette simulation,
planétésimaux à $\sim 1\text{UA}$

Étape 5 : accrétion hiérarchique



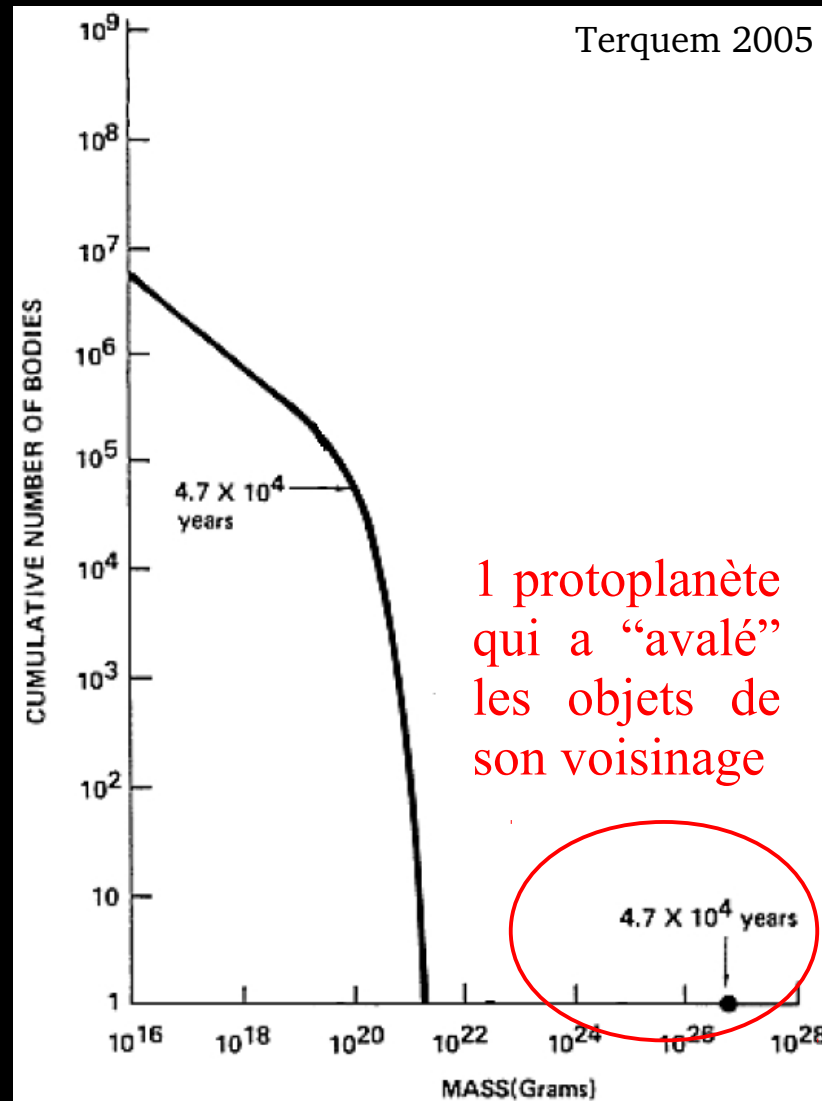
Dans cette simulation,
planétésimaux à ~ 1 UA

Étape 5 : accrétion hiérarchique



Dans cette simulation,
planétésimaux à ~ 1 UA

Étape 5 : accrétion hiérarchique



Dans cette simulation,
planétésimaux à ~ 1 UA

Modèles de formation

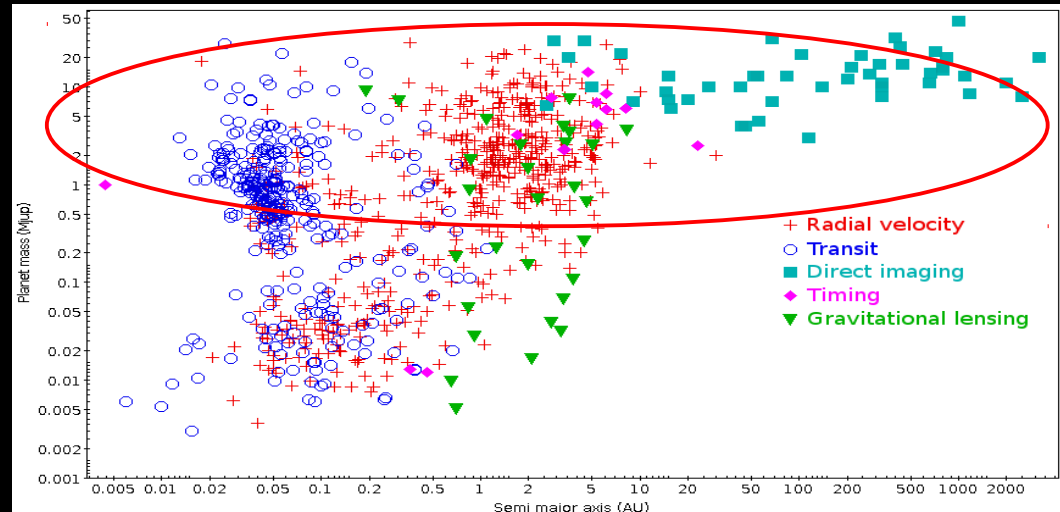
Planètes géantes

Accrétion

Mordasini et al 2009a, 2009b, 2012a, 2012b, 2012c, Alibert et al 2011

Ce qu'on sait des géantes gazeuses

- Coeur de qq $M_{\oplus}$ (observations planètes système solaire)
- Atmosphère de qq $10\text{-}100M_{\oplus}$ (planète système solaire et exoplanètes)
- Présentes à presque tous les demi-grand axes (exoplanètes)



Limite du modèle précédent

Plus de gaz après formation des protoplanètes → capture de l'atmosphère avant

Planètes telluriques par accrétion

Effondrement du nuage: formation étoile

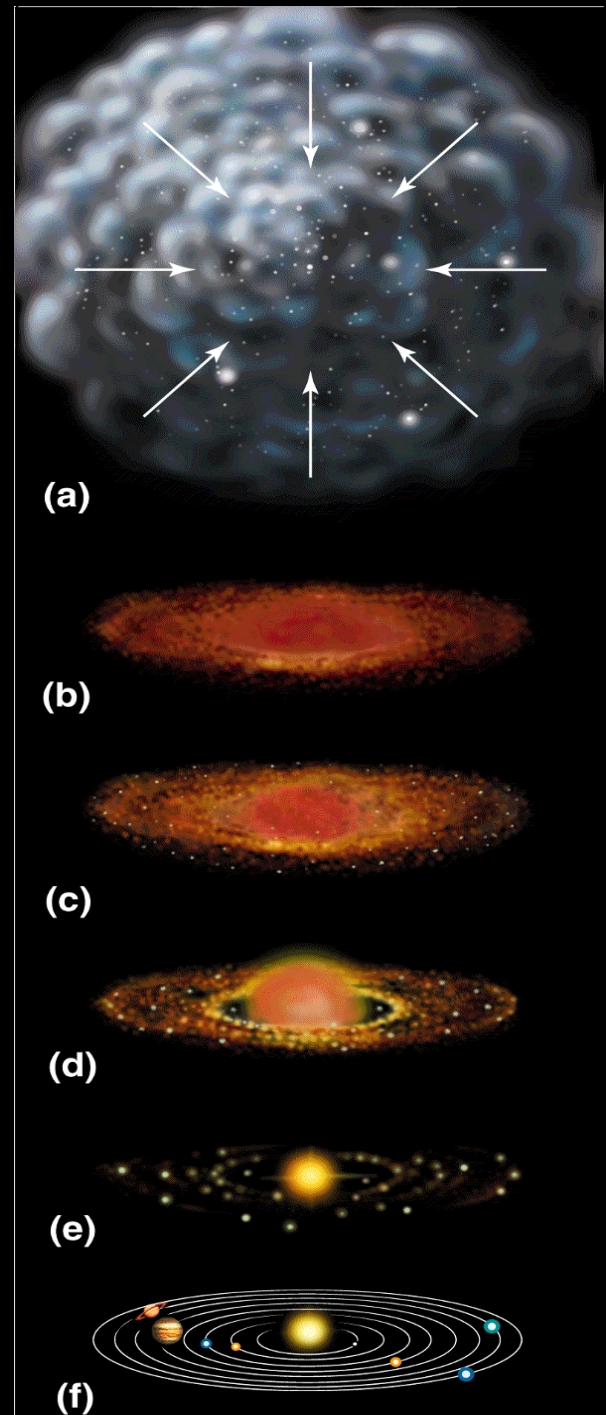
Sédimentation et agglomération ($\mu\text{m} \rightarrow \text{m}$)
 $\sim 10^6$ ans

Particules de $\sim 1\text{m}$ aux planétésimaux de $\sim 1\text{km}$
 $\sim 10^3$ ans

Planétésimaux aux protoplanètes
 $\sim 10^4$ - 10^5 ans

Protoplanètes aux planètes
 $\sim 10^8$ ans

Il n'y a plus
de gaz

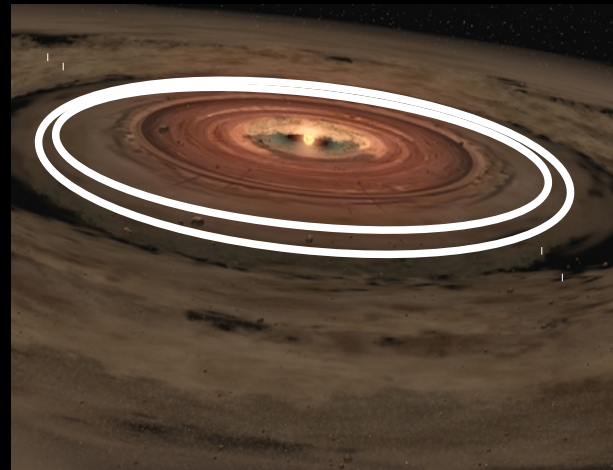


Adapter modèle pour géantes gazeuses

- Runaway accretion des planétésimaux associé à capture de gaz
Quand masse > Masse critique $\sim 10\text{-}30 M_{\oplus}$ accrétion de l'atmosphère s'emballe
- Migrations des planètes pendant/après accrétion

Rq : peuvent aussi avoir lieu pour les planètes telluriques

Vue d'artiste



Plusieurs modèles de migrations

Après formation des objets

- Mécanisme de Kozai

Interaction à 3 corps planète – étoile – grosse planète ou étoile extérieure

- Interaction planète – planète

une planète est éjectée vers extérieure, l'autre migre vers étoile avec orbite excentrique

Pendant formation des planètes

Interaction planète – disque

migration de type I et II

Plusieurs modèles de migrations

Après formation des objets

- Mécanisme de Kozai

Interaction à 3 corps planète – étoile – grosse planète ou étoile extérieure

- Interaction planète – planète

une planète est éjectée vers extérieure, l'autre migre vers étoile avec orbite excentrique

Pendant formation des planètes

Interaction planète – disque

migration de type I et II

Planète balaie une plus grande surface du disque
→ accrète plus de matériau

Migrations de type I: $M < 10 M_{\oplus}$

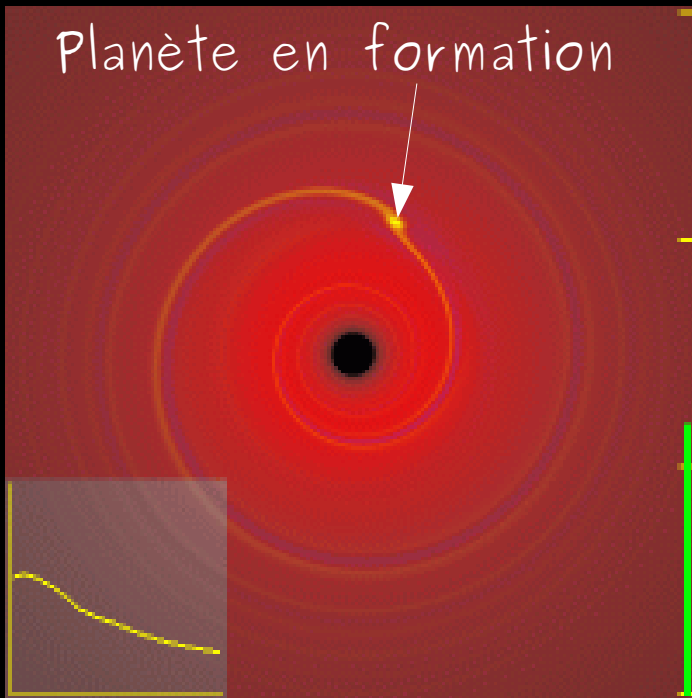
↗
Dépend du disque !

Modèle

- Planète excite onde de densité vers extérieur du disque
- Planète perd moment cinétique → migre vers étoile
- Linéaire avec masse planète
- Disque non déformé

Difficultés

- Turbulences
- Champ magnétique → migration vers extérieur ?
- Viscosité du disque
- Etc



Migrations de type II: $M > 10-100 M_{\oplus}$

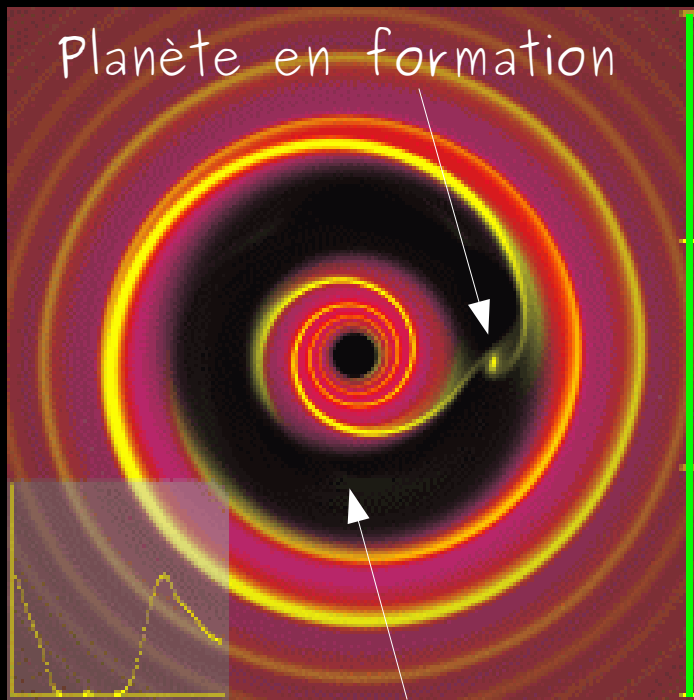
Modèle

Dépend du disque !

- Planète ouvre **sillon** si **rayon de Hill** > **hauteur du disque**
Rq : Hauteur du disque diminue avec temps
Sillon $\sim 2 \times$ rayon de Hill
- **2 régimes:**
 - Masse locale du disque > masse planète
→ migration indépendante de masse planète
 - Masse locale du disque $\sim <$ masse planète
→ migration ralentie et peut s'arrêter
- **Disque déformé**

Difficultés

- Conditions initiales
- Comment expliquer les migrations vers extérieur ?
- Arrêt de la migration ?
- Turbulence, champ magnétique
- Etc



sillon

Run away accretion

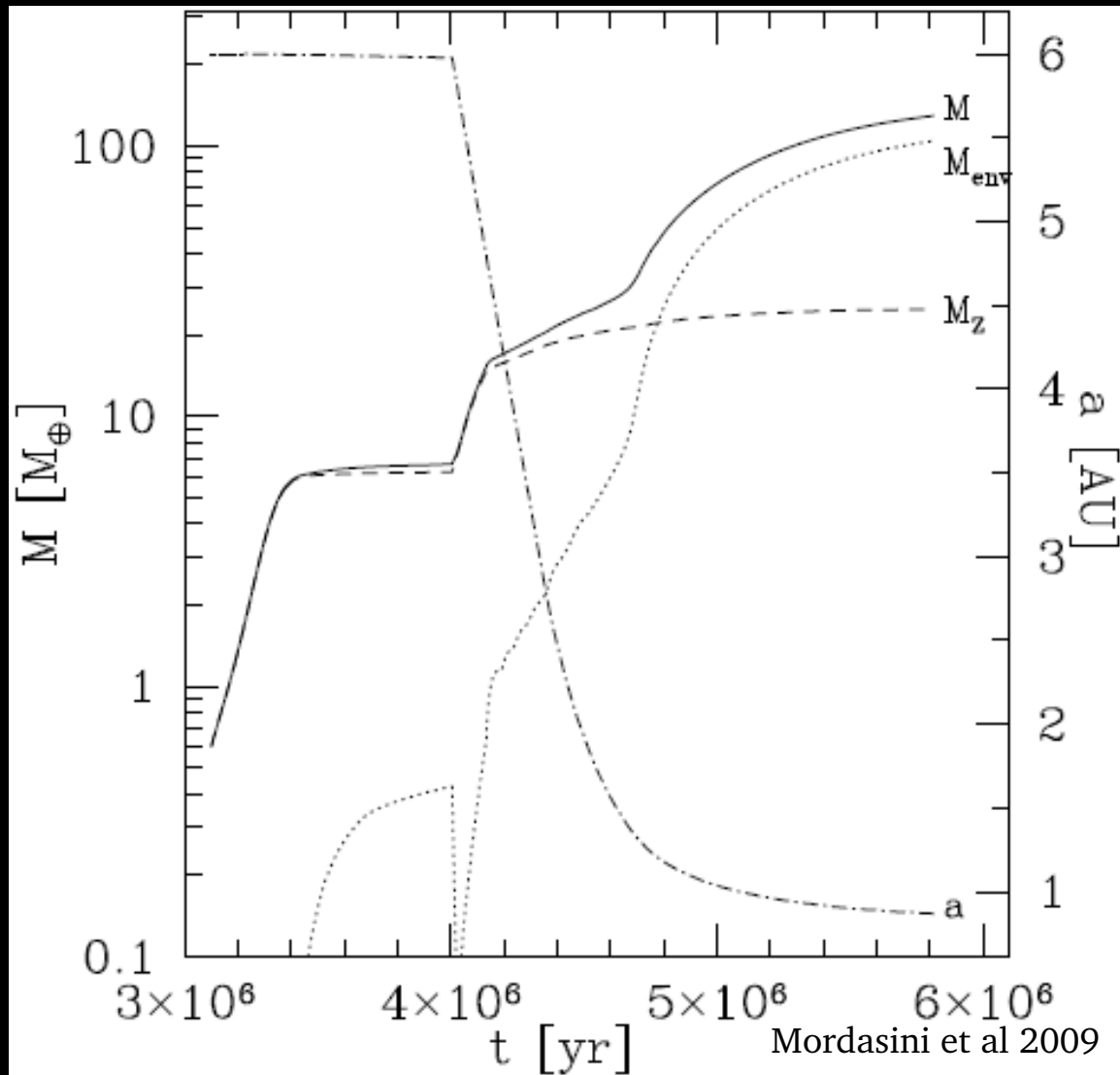
En deux étapes:

1/ Tant que $\text{Masse coeur solide} < \text{Masse enveloppe de gaz}$
→ coeur et atmosphère grossissent lentement

- 2/ Dès que $\text{Masse coeur solide} \sim \text{Masse enveloppe de gaz}$
→ enveloppe atmosphère se contracte et accréation rapide de gaz (*run away accretion*)

Run away accretion

(1 exemple de simulations numériques)



M = masse totale

M_z = masse du coeur solide

M_{env} = masse de l'enveloppe

a = demi-grand axe

- Quand $M \sim 10$ masses terrestres
→ run away accretion

- la planète se rapproche de l'étoile
→ migration

Rq : dans cette simu, la planète formée similaire à Saturne en masse mais à 0.9UA de son étoile.

Diagramme demi-grand axe vs masse : observations

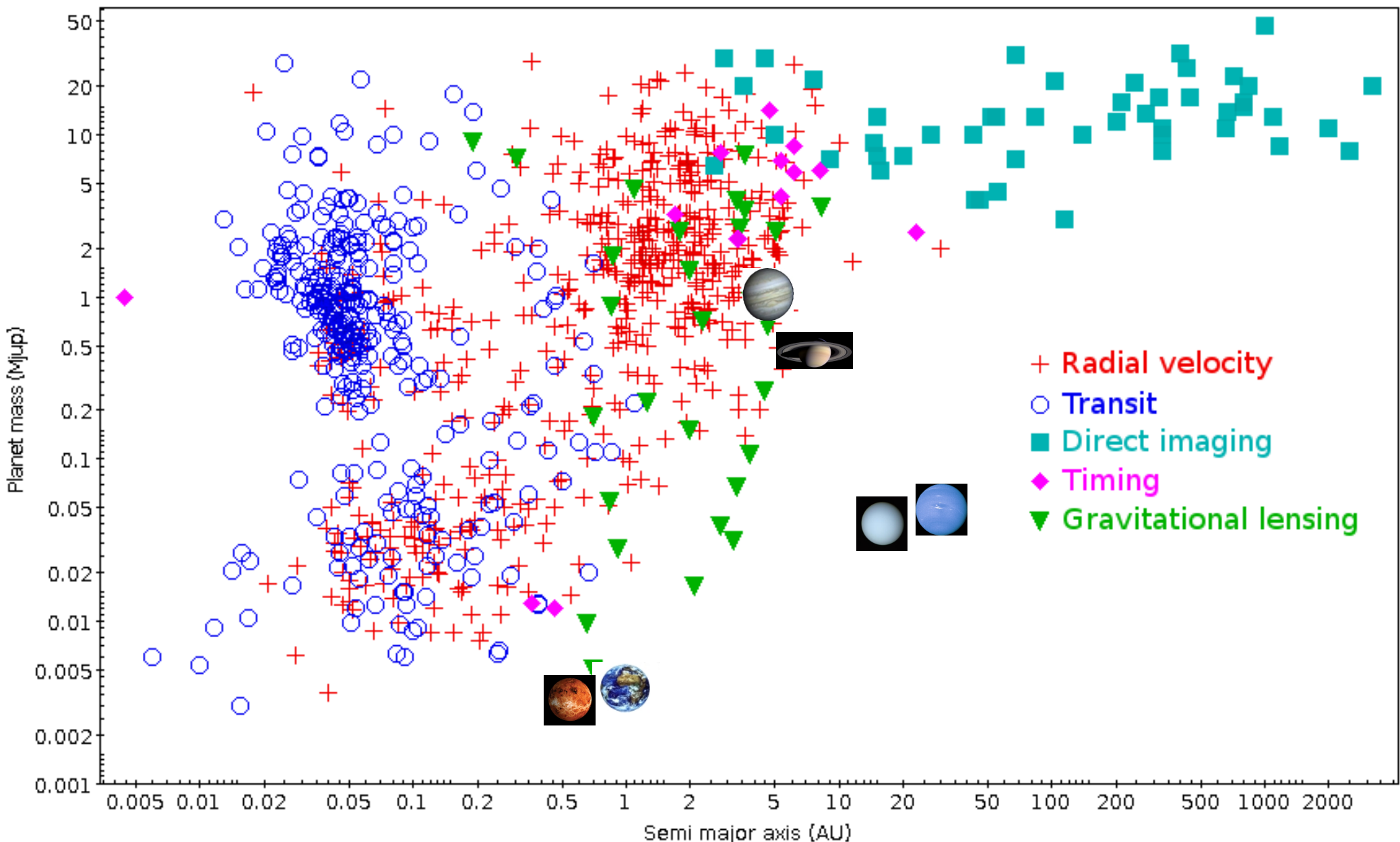


Diagramme demi-grand axe vs masse : modèle

Mordasini et al 2009a

Migration I

Forme $M < 10 M_{\oplus}$

Non représentatif car
modèle incomplet !

Migration II régime 1

Branche horizontale

Forme Neptune $< 5 \text{ UA}$

+ hot Jupiter

Migration + rapide que accrétion

Migration II régime 2

Forme grosses planètes

Initialement: $M = 0.6 M_{\oplus}$

<http://www.mpia-hd.mpg.de/home/s/mordasini/animateCD731.mov>

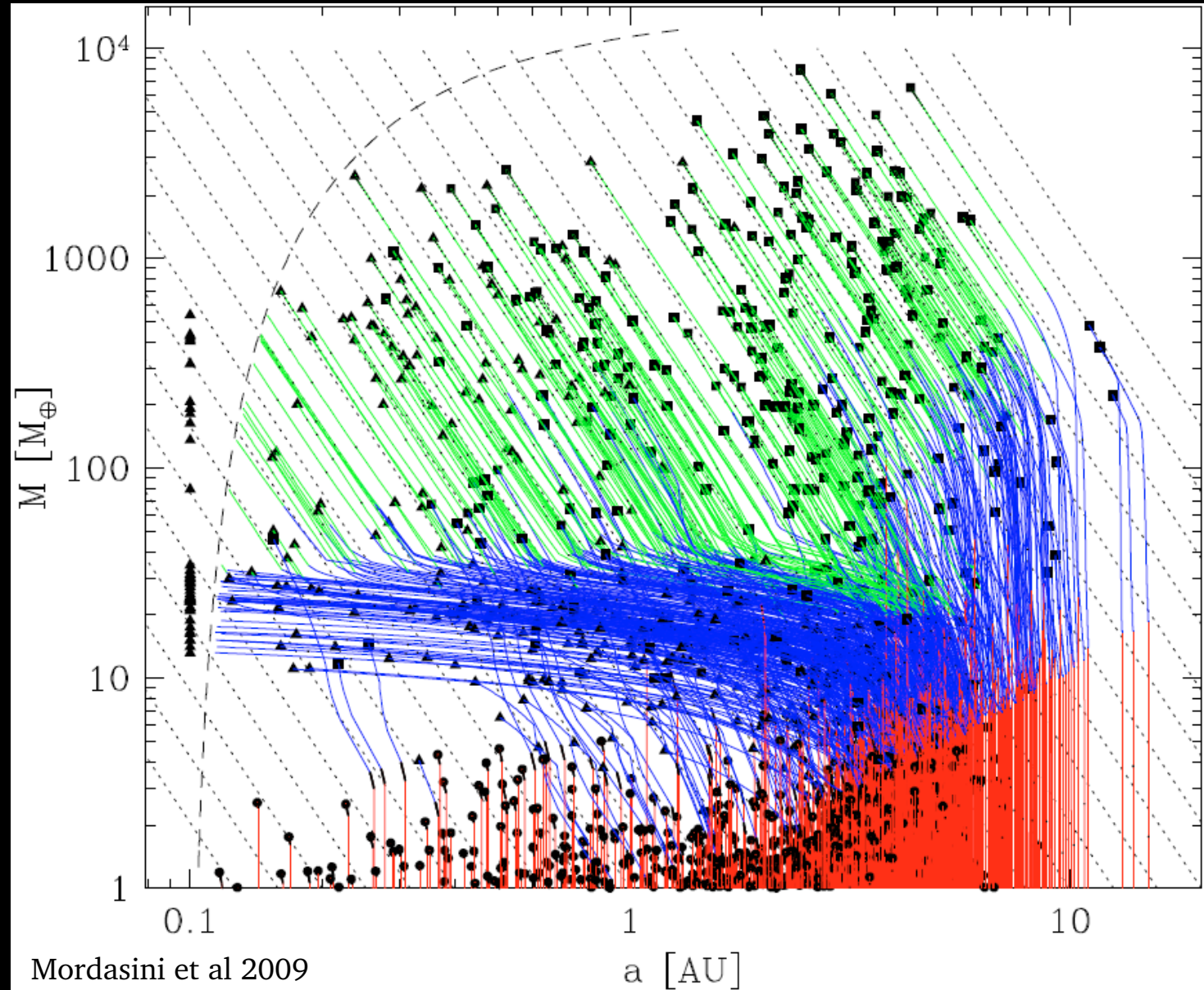


Diagramme demi-grand axe vs masse : modèle

Mordasini et al 2009a

Migration I

Forme $M < 10 M_{\oplus}$

Non représentatif car
modèle incomplet !

Migration II régime 1

Branche horizontale

Forme Neptune < 5 UA

+ hot Jupiter

Migration + rapide que accrétion

Migration II régime 2

Forme grosses planètes

Initialement: $M = 0.6 M_{\oplus}$

<http://www.mpia-hd.mpg.de/home/s/mordasini/animateCD731.mov>

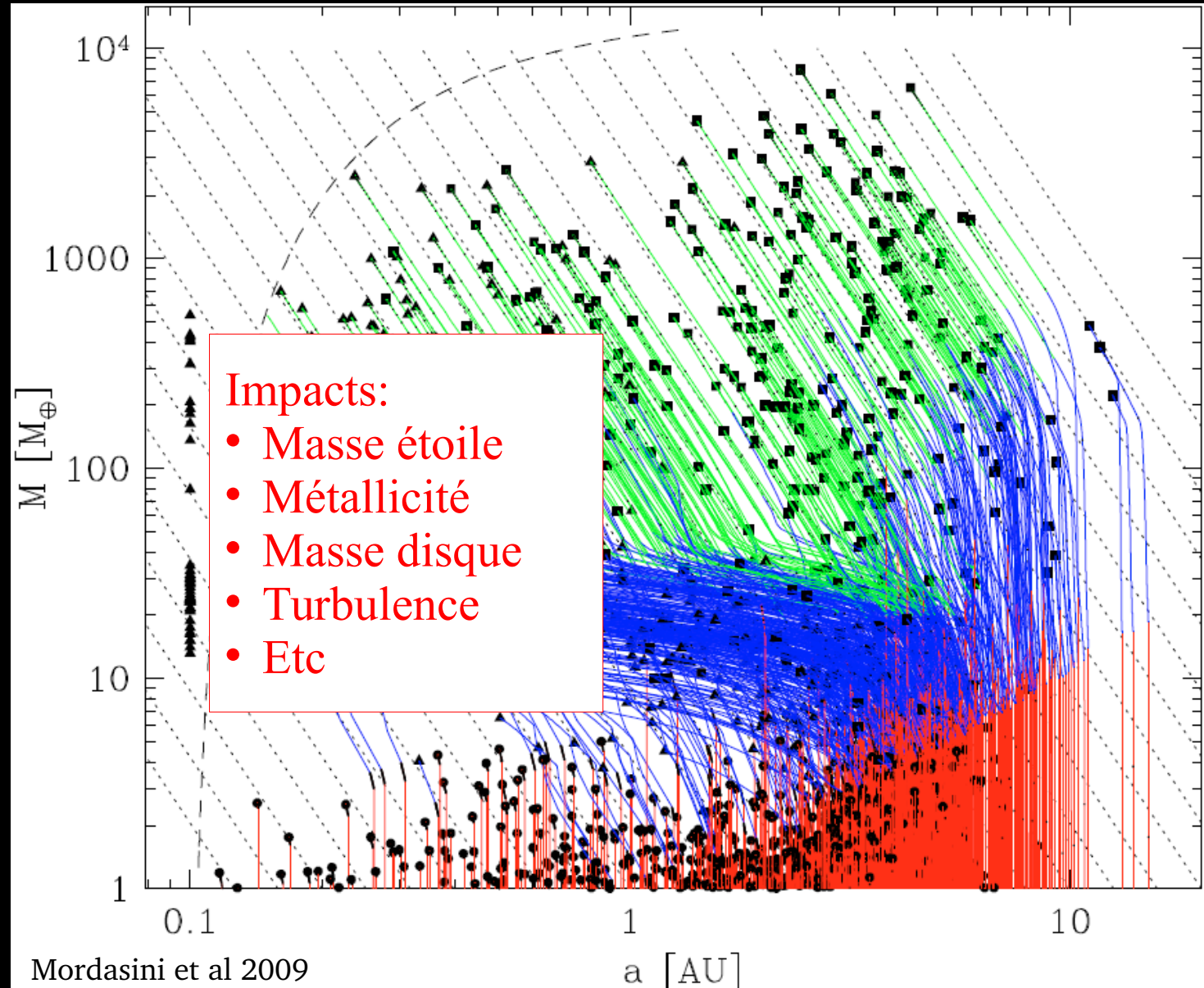
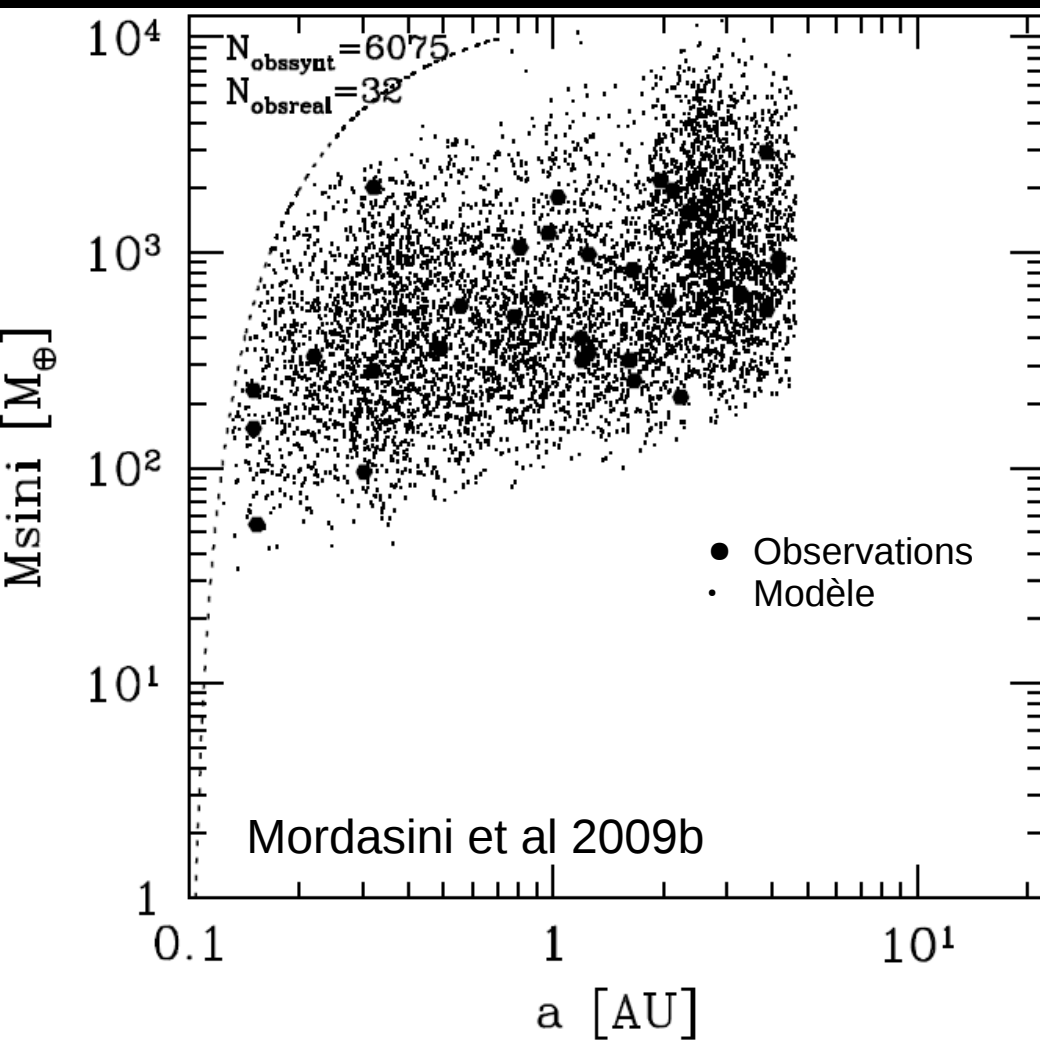


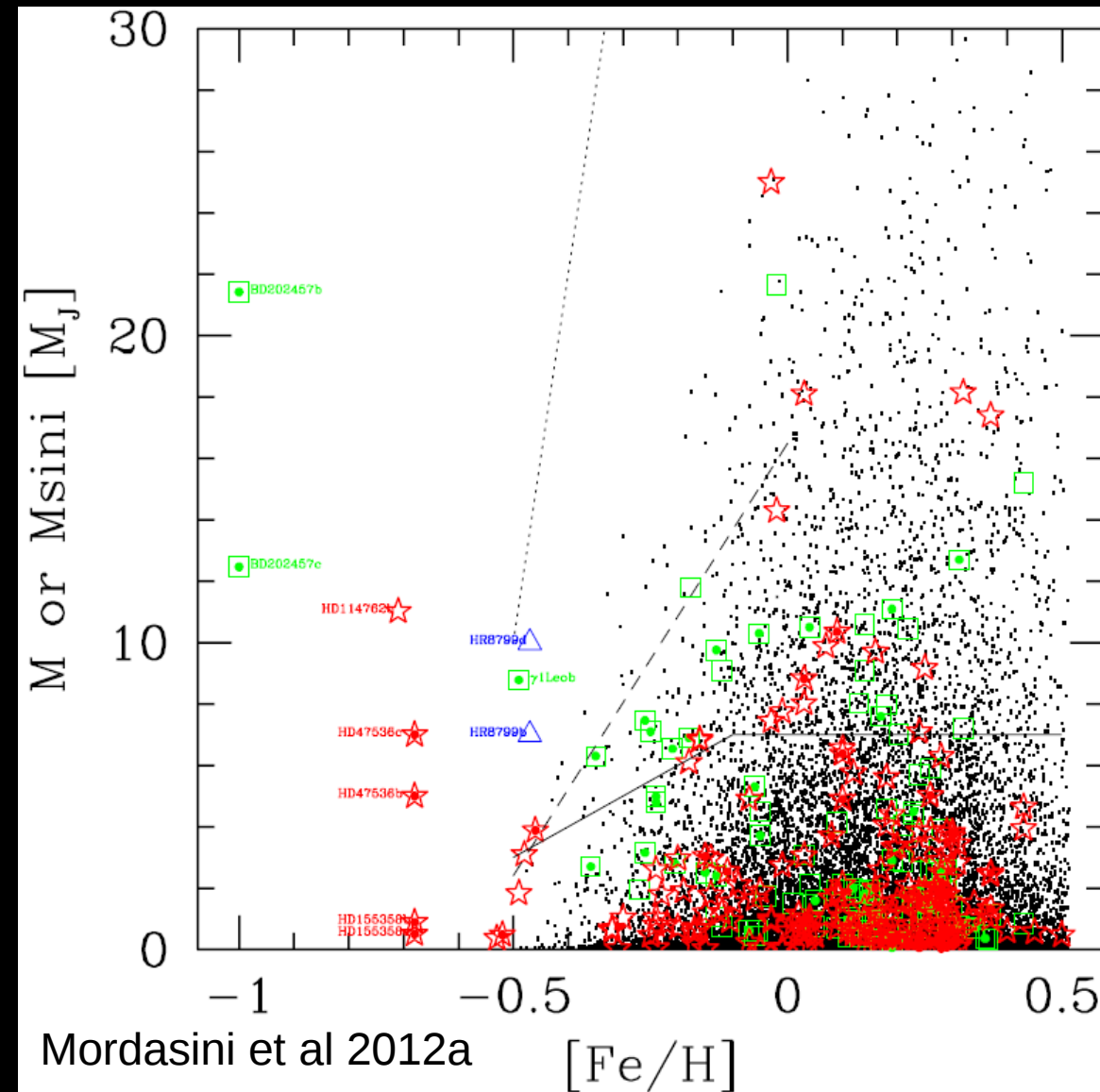
Diagramme demi-grand axe vs masse : modèle vs observations



Accord entre observations et modèle
mais

- Besoin de détections avec masses plus faibles
- **Modèle n'explique pas planètes aux grandes séparations ($> \sim 20 \text{UA}$)**
- Modèle de Mordasini imprécis pour $M < 10 M_{\oplus}$ (même si accrétion ok a priori pour ces objets)

Métallicité : modèle vs observations



Accord entre observations et modèle
pour la plupart des planètes géantes

Quelques planètes non expliquées
→ **Besoin d'un autre modèle ?**

Modèles de formation

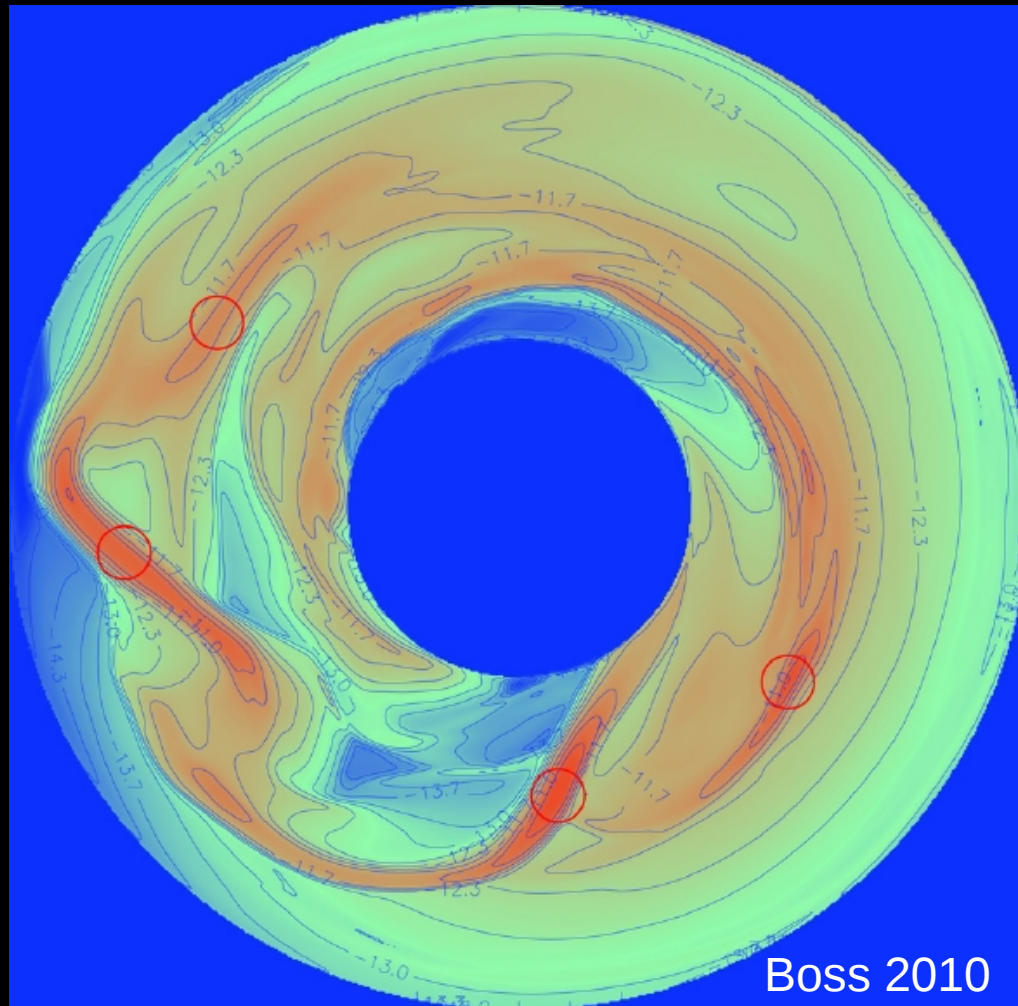
Planètes géantes

Instabilité gravitationnelle du disque

Boss 2002, 2006a, 2006b, 2006c, 2010a, 2010b

Instabilités dans le disque circumstellaire

(1 exemple de simulations numériques)



1/ instabilités gravitationnelles
→ zones auto-gravitantes de plus grande densité (i.e. clumps)

2/ sédimentation des grains dans chaque “clump”

Instabilités dans le disque circumstellaire

Propriétés

- + planète formée jusqu'à ~ 60 UA mais pas très proche de l'étoile (> 100 UA)
→ au-delà, difficile de former une planète
- + Moins sensible à métallicité que la formation par accrétion
→ formation autour des naines M (difficile à expliquer par accrétion)
- + Formation de géantes de glace
→ photo-évaporation UV ou accumulation par collisions de protoplanètes
- + Formation dans des systèmes stellaires multiples
→ L'étoile binaire crée une instabilité → clumps → planète géante
- + Difficile d'expliquer formation de planètes légères

Modèles de formation planétaire

Planètes terrestres → accréation

Planètes géantes gazeuses

+ de qq UA à < 20 UA : accréation/migration ou instabilités gravitationnelles
→ fréquence des planètes en fonction de métallicité pour les différentier?

+ entre ~ 20 et 60 UA : instabilités gravitationnelles
→ modèles de formation par accréation incomplets

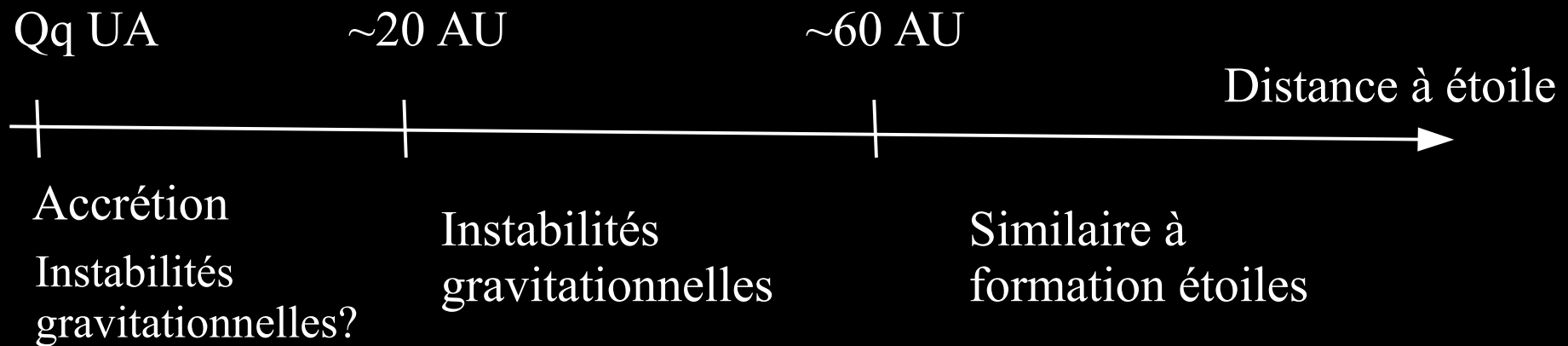
+ Au-delà de 60UA : formation similaire aux étoiles multiples
→ formation simultanée de l'étoile et des planètes

Planètes géantes de glace

Accréation/migration ou instabilités gravitationnelles

Quel modèle de formation planétaire ?

Processus de formation planétaire dépend de distance à étoile ?



MAIS

- + Besoin migration pour planètes $< qq$ UA
- + Modèles en constante évolution car souvent incomplets
- + Besoin d'observations pour confirmation
- + Modèles mélangeant accrétion et instabilités gravitationnelles ?

stabilité dynamique

stabilité dynamique ?

Système planétaire multiple → interaction planète-planète

Aujourd'hui 490 systèmes multiples connus

Trois catégories:

1/ systèmes résonants

→ 2 planètes dont orbites sont proches d'une résonance 2:1, 3:1, ...

2/ systèmes interactifs

→ orbites perturbées non résonantes. Rapport des périodes $< \sim 10$.

3/ systèmes séparés

→ rapport des périodes $> \sim 10$.

Piégeage d'une planète par résonance

1 planète massive piège 1 plus légère par résonance pendant sa migration
→ on devrait observer plus de planètes en résonance $(n+1):n$

Mission Kepler (transit) pour planètes très proches de leur étoile

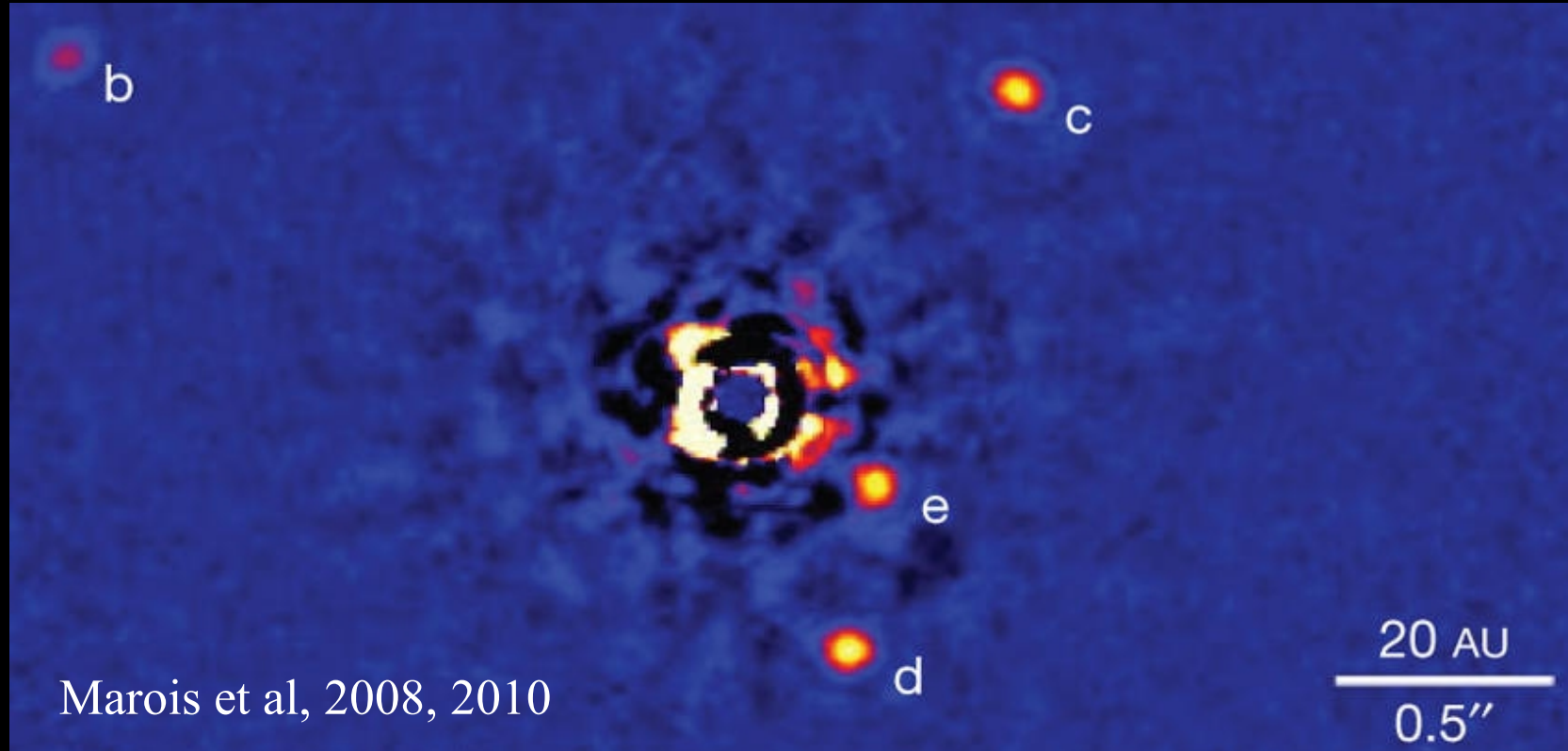
Pas de détection significative d'excès de planètes à ces résonances

Un phénomène peut “effacer” cette signature a posteriori

- + migration trop rapide pour permettre le piégeage
- + turbulences dans le disque
- + interactions fortes disque-planète
- + pas de migration mais formation *in-situ*

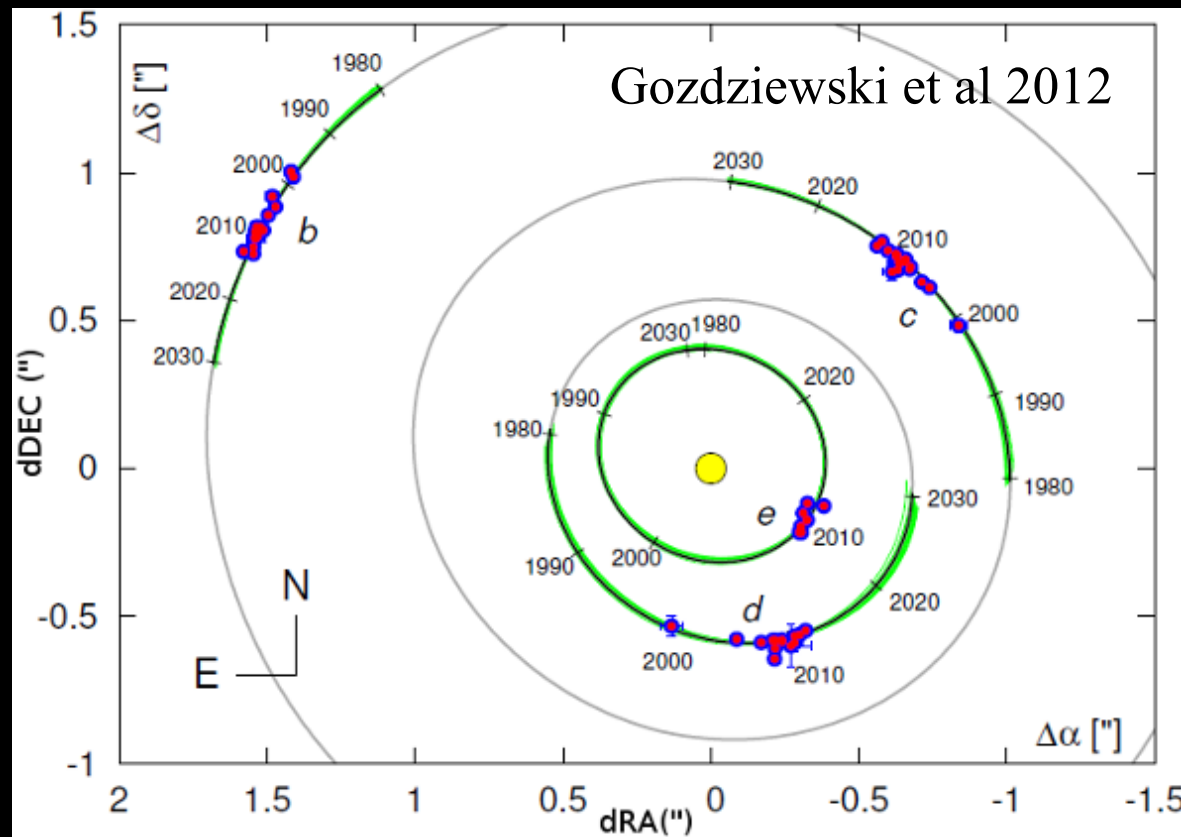
Qu'en est-il aux plus grandes séparations ?

Piégeage par résonance grandes séparations : HR 8799 (1/3)



- + 4 planètes de 7-10 masses de Jupiter entre ~ 12 et 70 UA
- + stable au moins 160 millions d'années (âge du système)

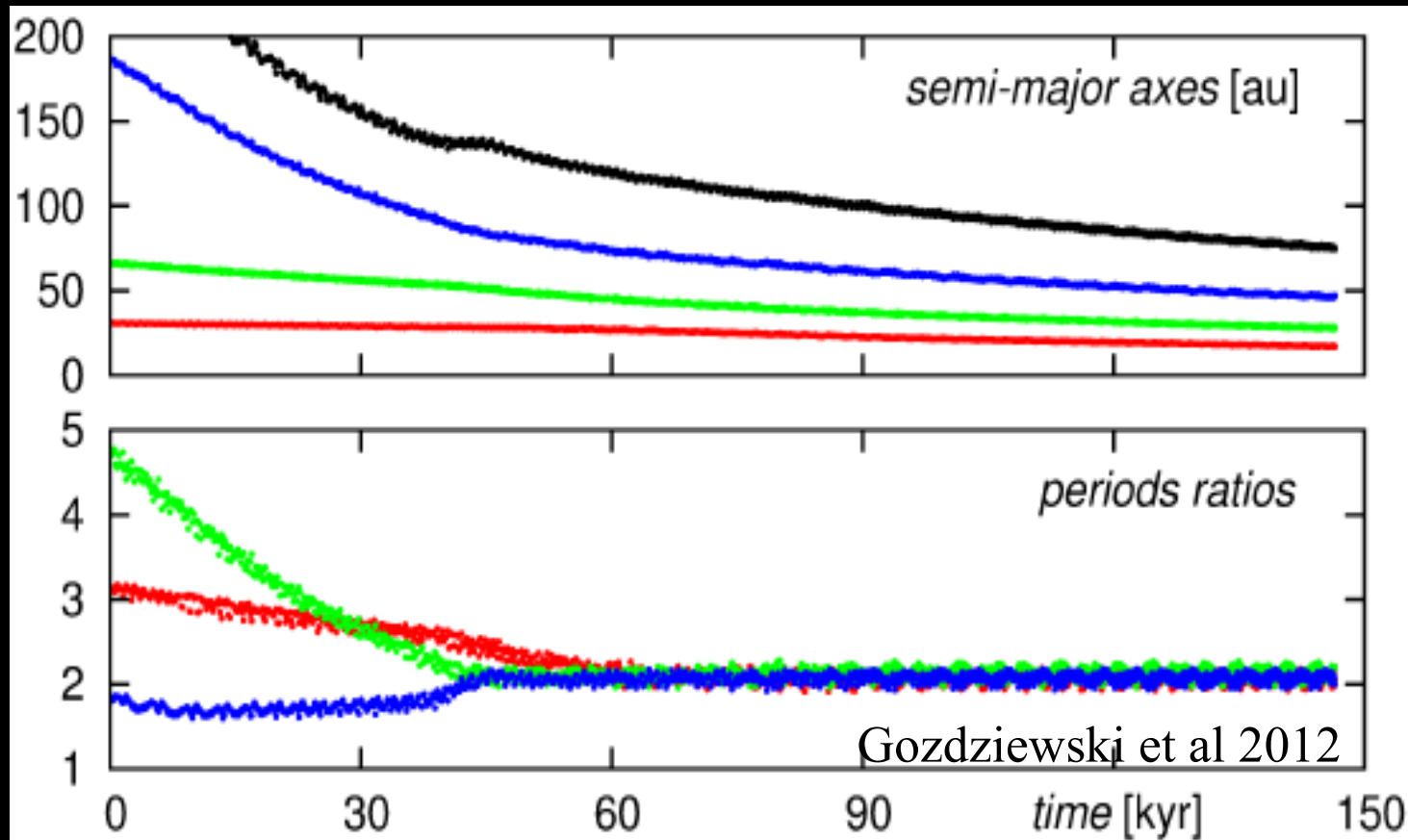
Piégeage par résonance grandes séparations : HR 8799 (2/3)



Mesures astrométriques $\rightarrow$ contraintes sur orbites

Piégeage par résonance

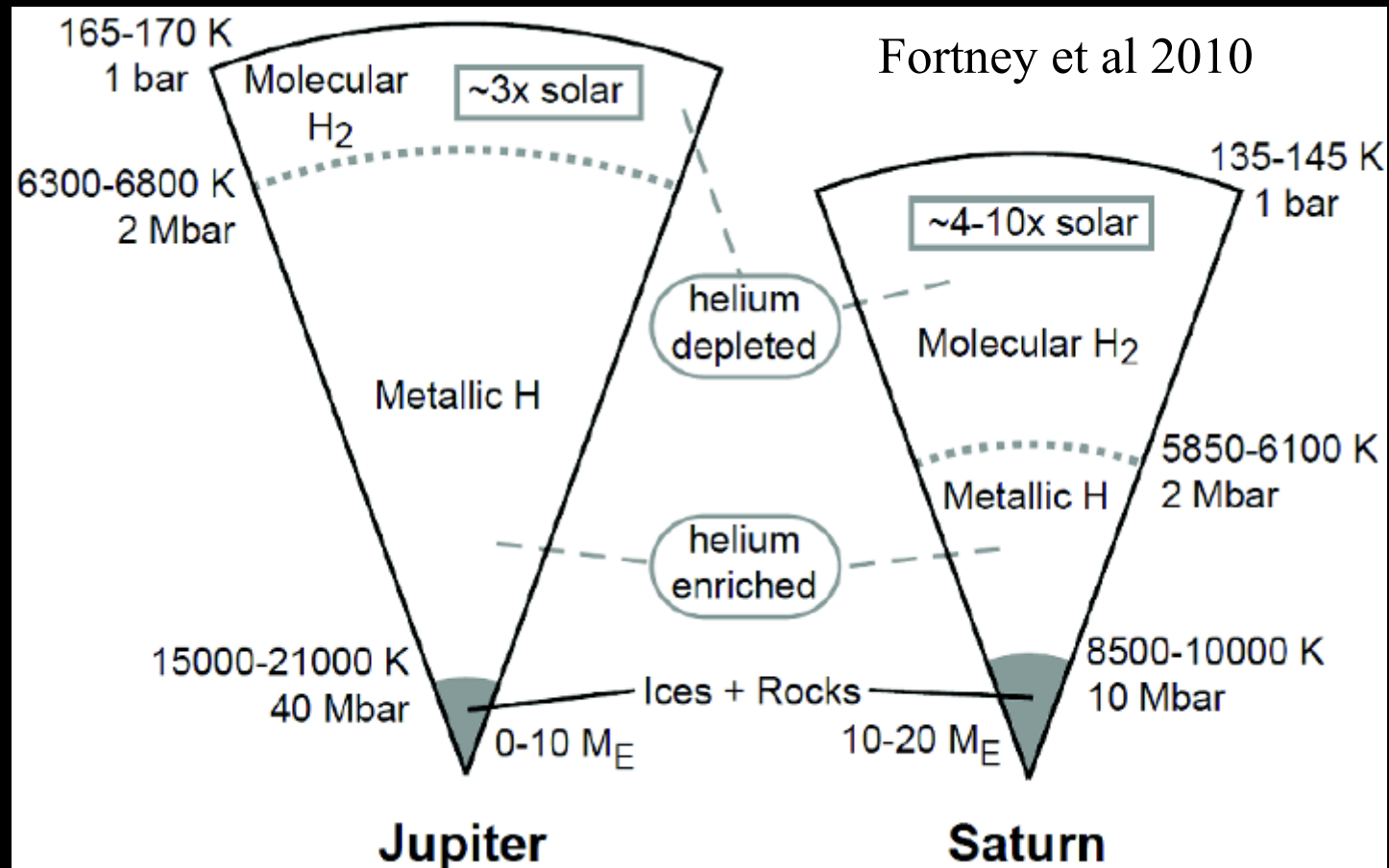
grandes séparations : HR 8799 (3/3)



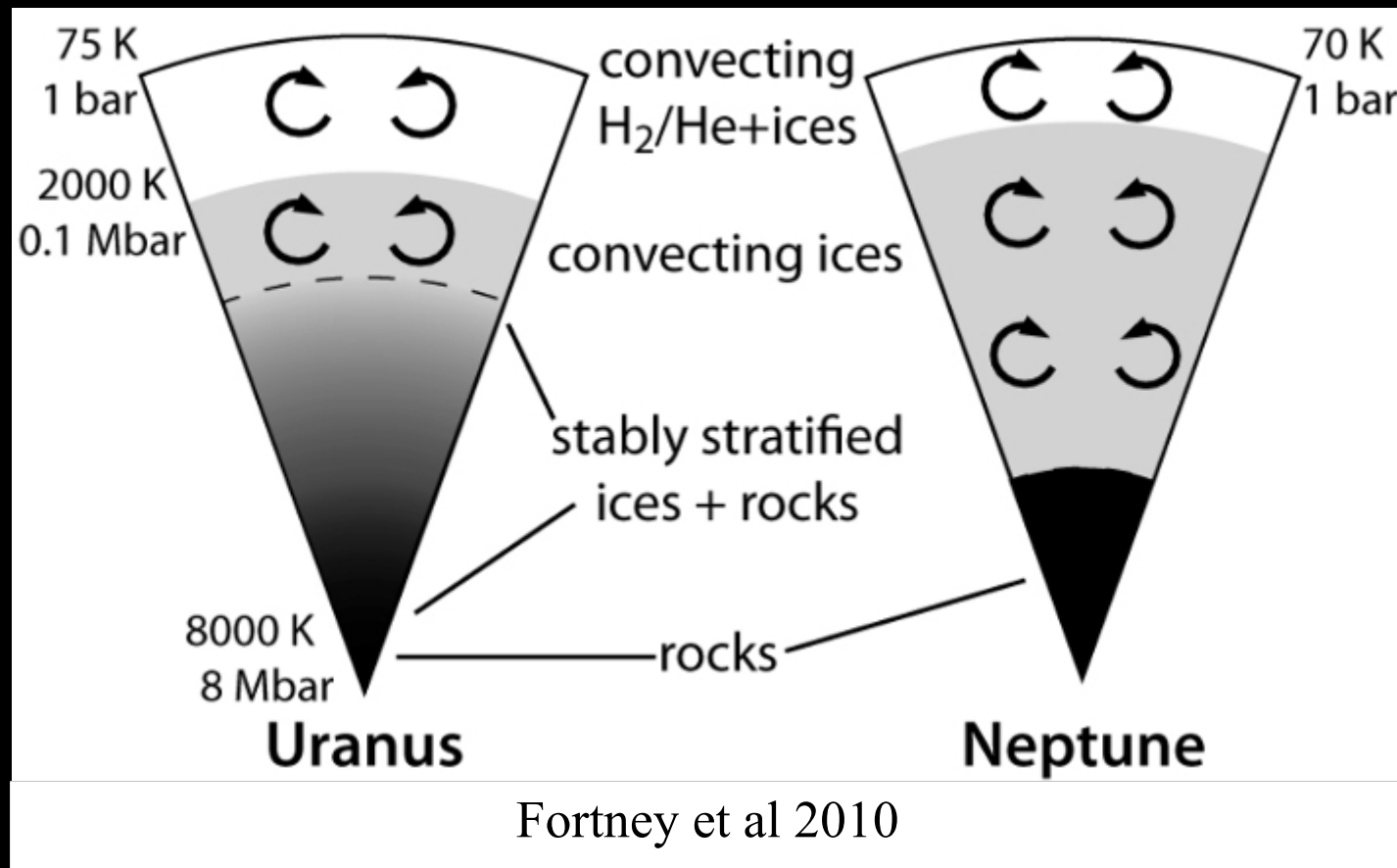
Résonance 1e:2d:4c:8b = accord observations mais
1/ Explications sans résonance existent → nouvelles observations
2/ ne dit pas comment les planètes se sont formées avant de migrer

Structure interne des exoplanètes

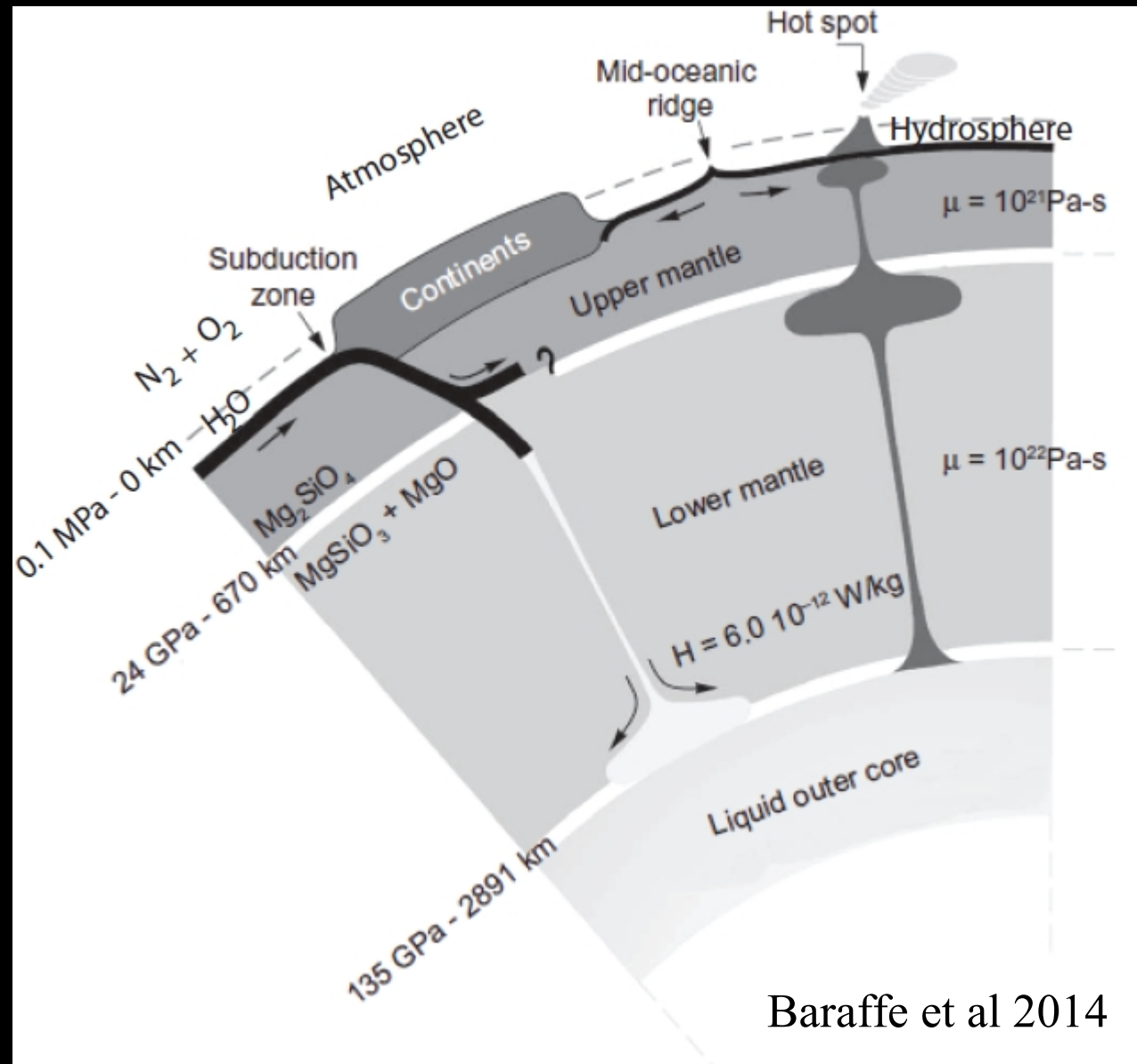
Planètes géantes gazeuses



Planètes géantes de glaces

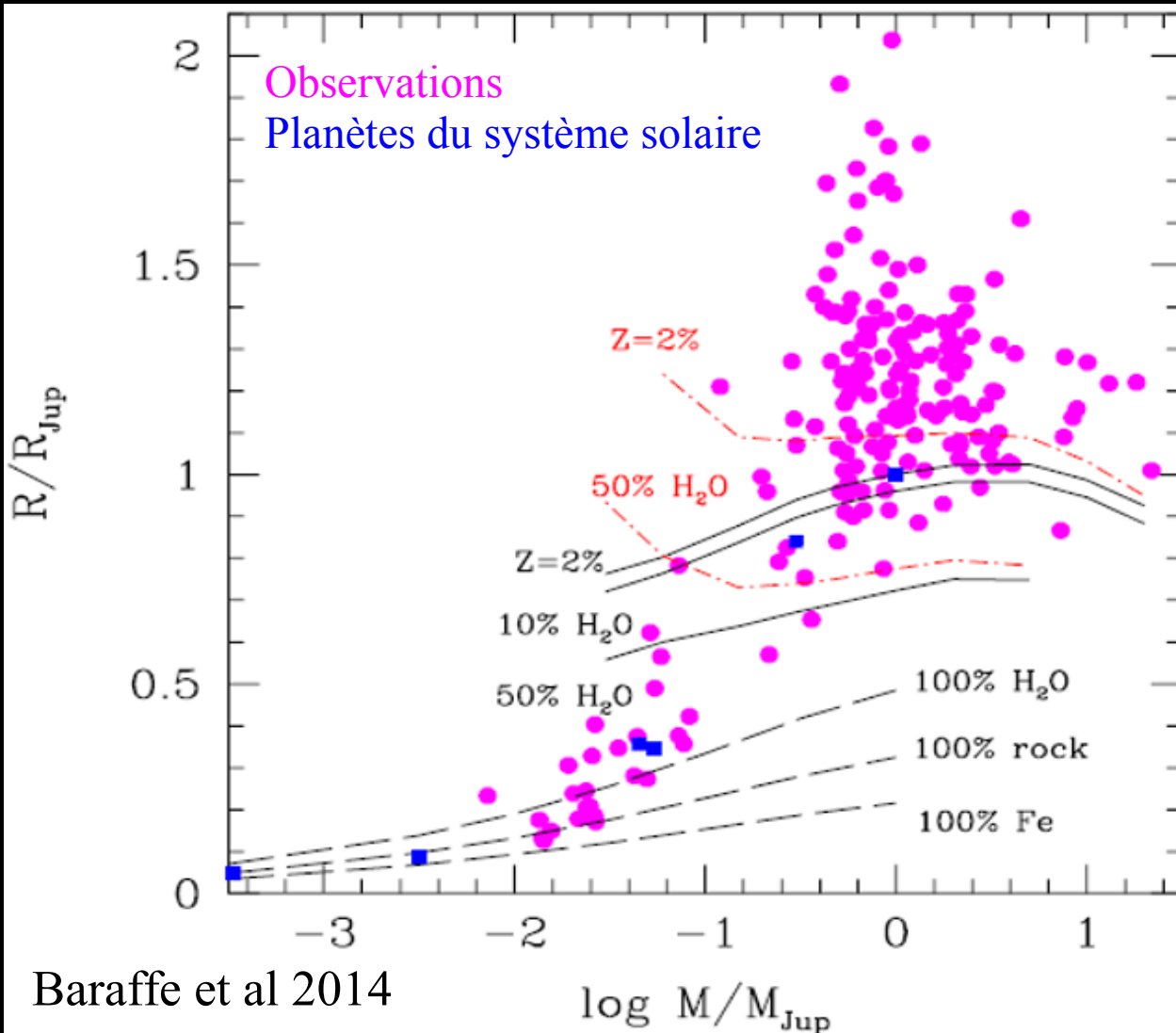


Planètes terrestres/solides



Rayon vs Masse

Rayon = lieu où P égale 1bar



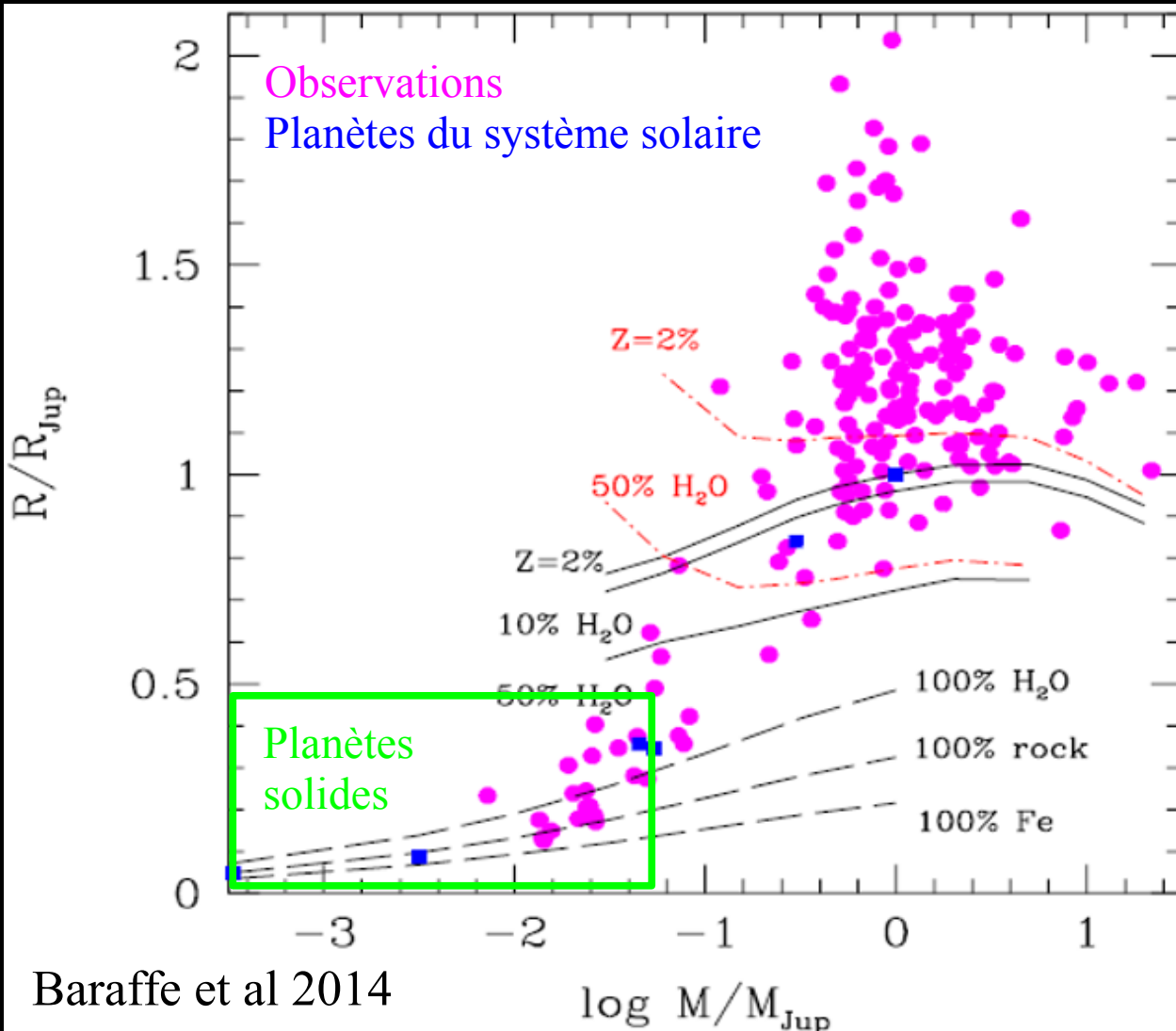
Baraffe et al 2014

Hypothèses importantes

- Équation d'état pour (P,T) des exoplanètes
- Mélanges des gaz

Rayon vs Masse

Rayon = lieu où P égale 1bar

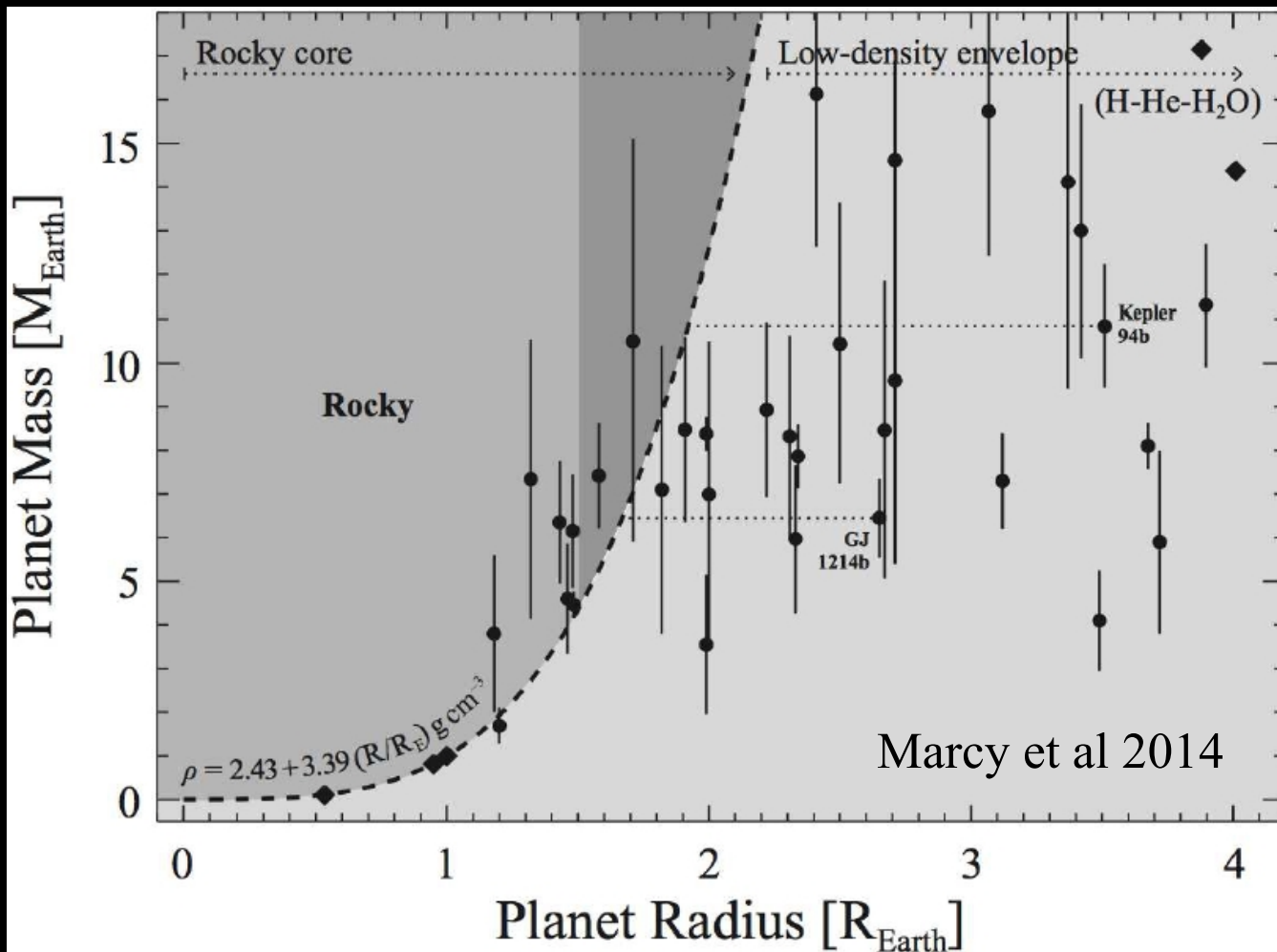


Baraffe et al 2014

Hypothèses importantes

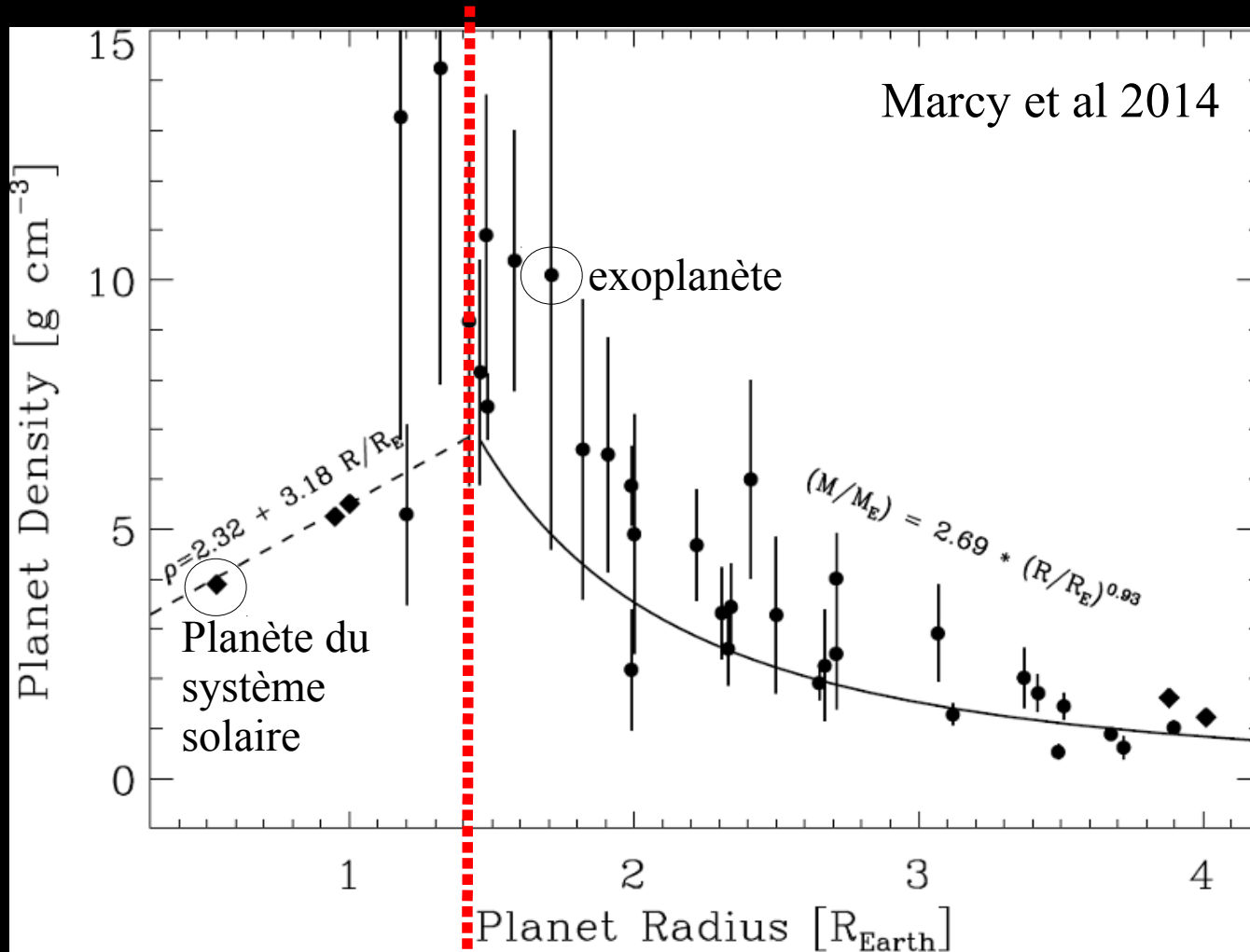
- Équation d'état pour (P,T) des exoplanètes
- Mélanges des gaz

Planètes solides : masse et rayon



Planètes de Kepler avec
 $R < 4R_{\text{Terre}}$
 $5 \text{ jours} < P < 100 \text{ jours}$

Planètes solides : densité et rayon



Planètes de Kepler avec
 $R < 4R_{\text{Terre}}$
 $5 \text{ jours} < P < 100 \text{ jours}$

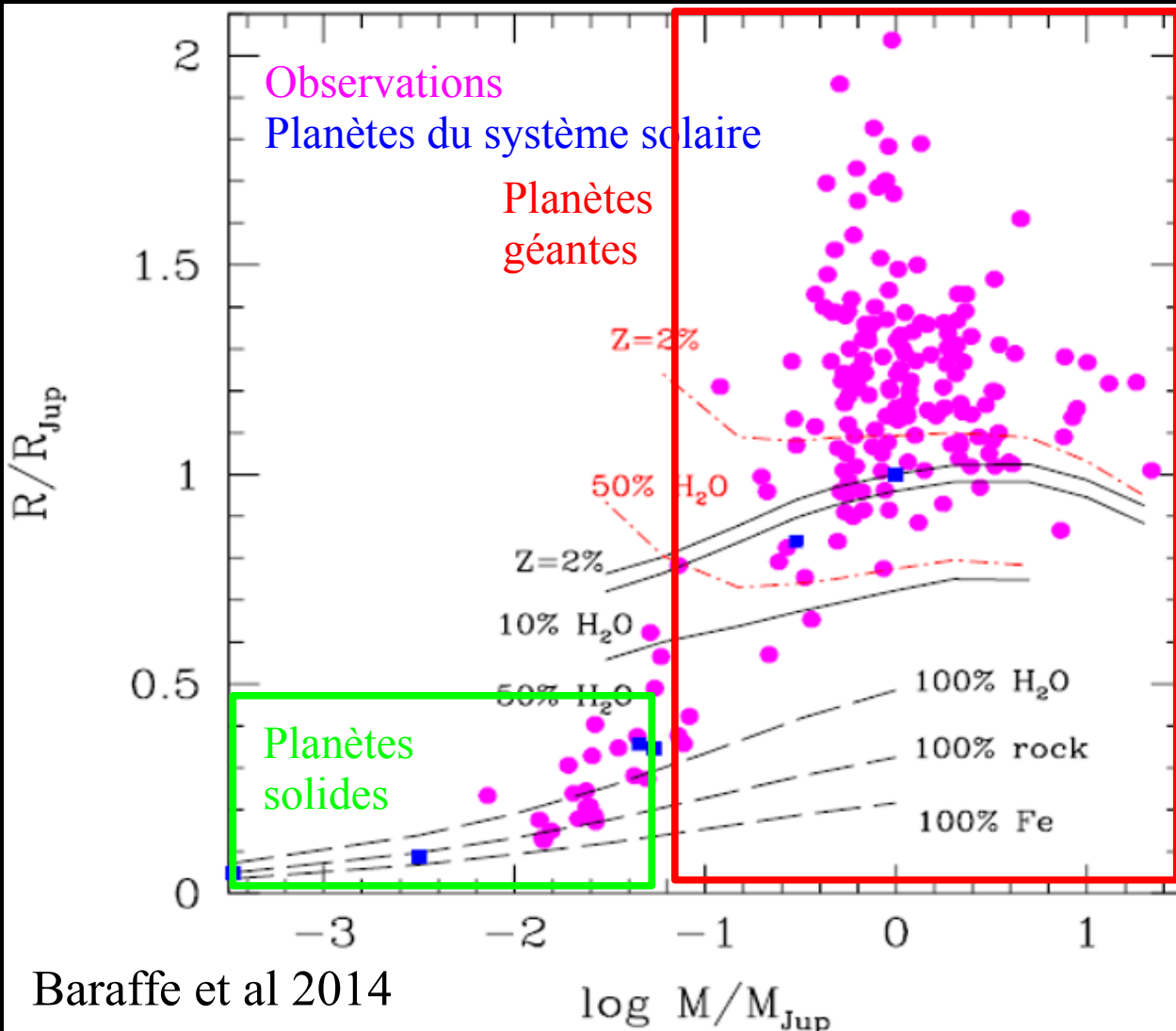
Planètes solides
 Fe, Ni, silicate

Planètes solides
 Fe, Ni, silicate

+ Atmosphères
 H_2 , He, H_2O

Rayon vs Masse

Rayon = lieu où P égale 1bar

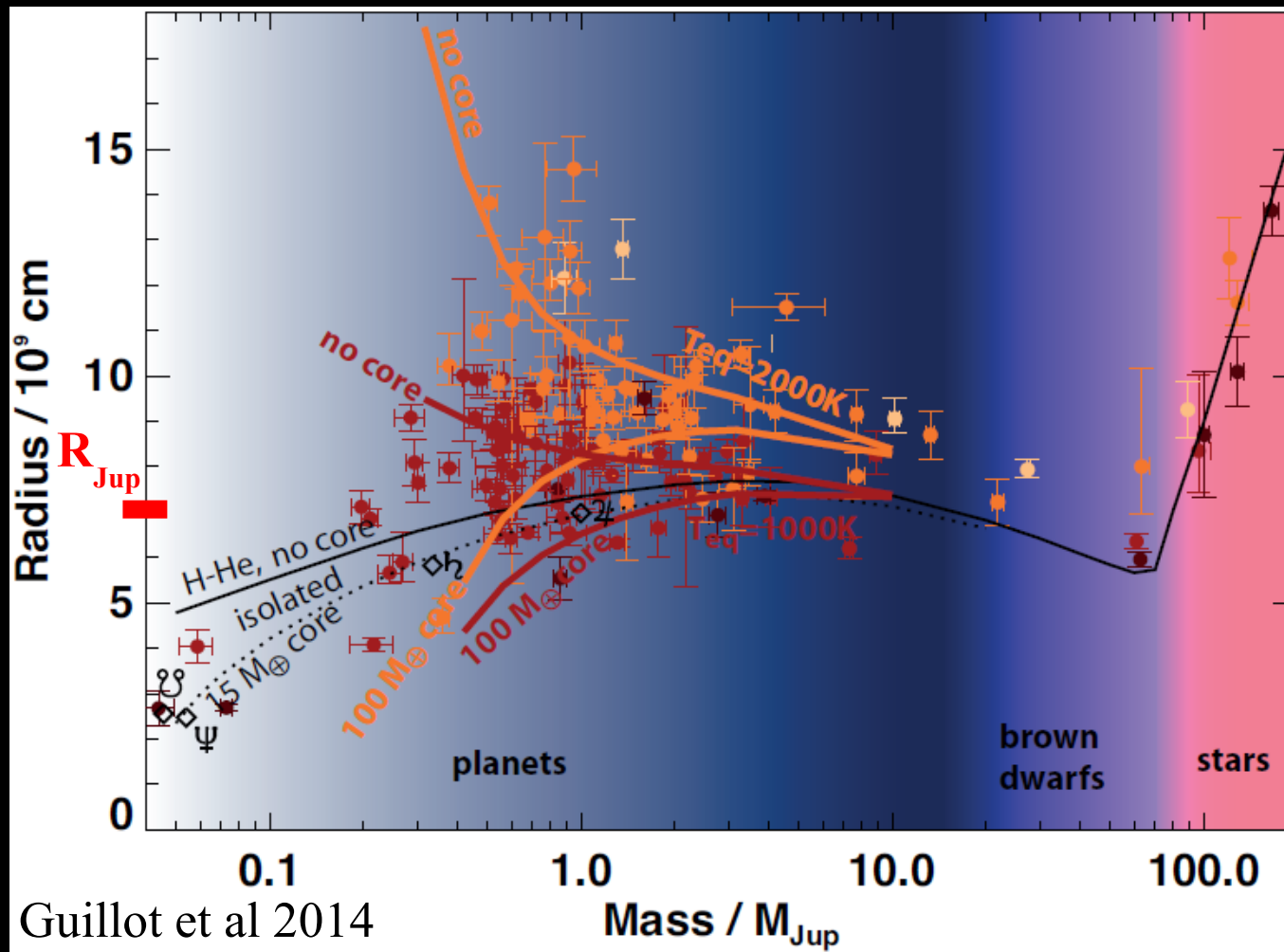


Baraffe et al 2014

Hypothèses importantes

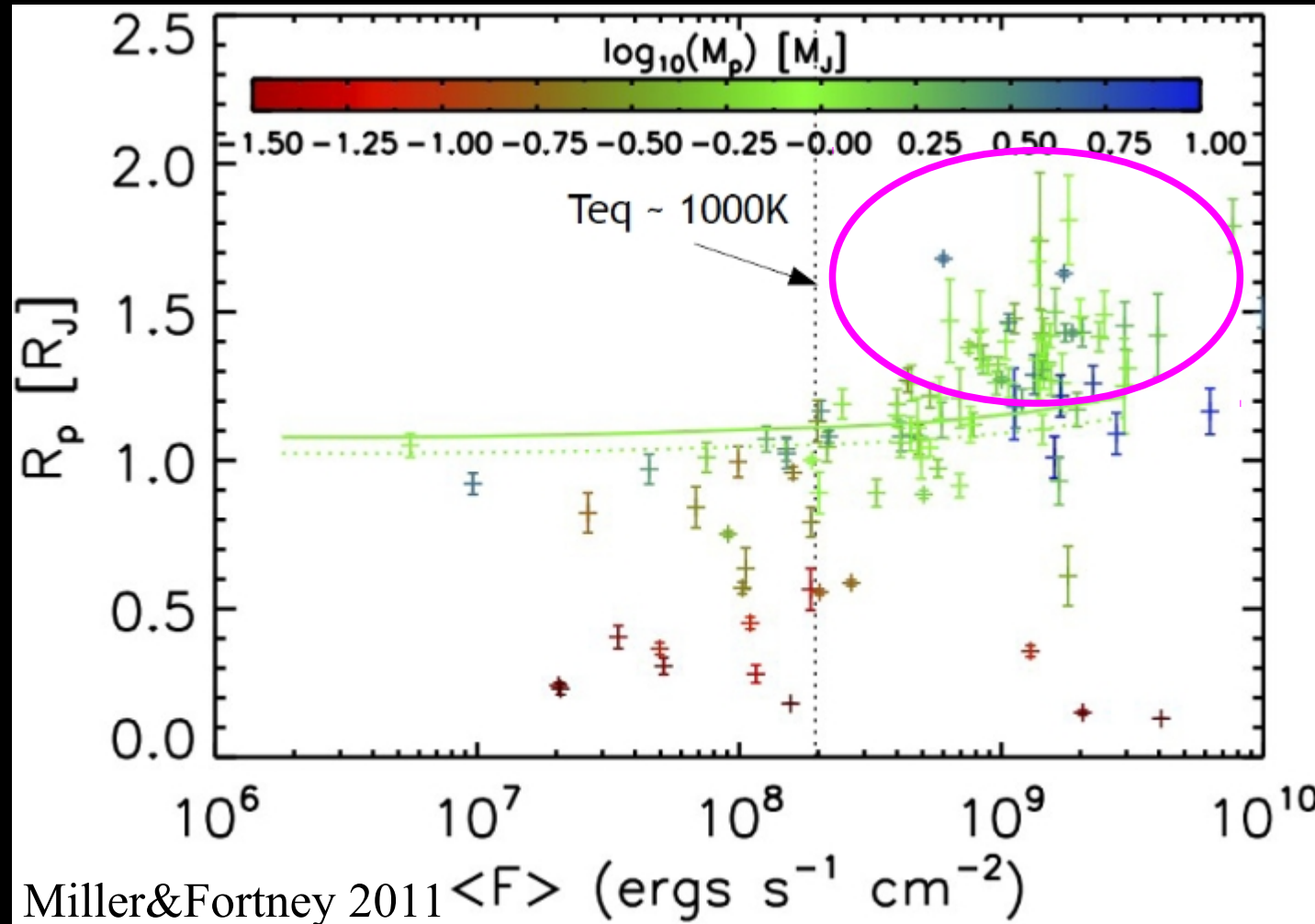
- Équation d'état pour (P,T) des exoplanètes
- Mélanges des gaz

Planètes géantes : masse et rayon



Importance du flux stellaire (→planètes proches de l'étoile)

Des planètes « trop grosses » Les inflated planets



Non prédit par modèles
→ question ouverte !

Dépend du flux de l'étoile ?

Miller&Fortney 2011