

# **La formation des planètes**

## **LA FORMATION DES PLANETES TERRESTRES**

Kant (" Théorie du Ciel ", 1755) et Laplace (en 1796) ont indépendamment proposés un modèle semblable de formation des planètes par condensation d'un nuage de gaz et de poussières initialement froid, en rotation autour du Soleil. Ce nuage a la forme d'un disque, qui repose dans le plan de l'écliptique. Ce modèle a l'avantage d'expliquer naturellement le fait observationnel le plus évident pour l'époque : les orbites de toutes les planètes sont regroupées dans un même plan (plan écliptique).

L'idée centrale est donc de considérer ce plan privilégié comme une "trace" des conditions initiales du Système Solaire. Le nuage initial, dit "protoplanétaire", est le point de départ de la théorie actuelle de la formation des planètes. Dans la suite de ce chapitre, nous brosons les grandes lignes du modèle actuel afin d'en mettre en lumière les grandes lignes ainsi que les aspects directement reliés au présent travail de thèse.

### **Un disque issu de la naissance d'une étoile**

Les modèles de formations stellaires s'accordent sur le fait qu'une étoile en formation s'entoure naturellement d'un "nid" de poussières et de gaz, résidu du nuage interstellaire au sein duquel se forme l'étoile. Cette enveloppe chaude et opaque n'est pas soutenue par sa propre pression et s'effondre, adoptant alors la forme d'un disque qui repose dans le plan équatorial de l'étoile (Basri et Bertout 1993). De plus en plus fréquemment de tels " berceaux " de poussières sont détectés. La durée de vie de l'enveloppe circumstellaire est cependant courte : une estimation faite à partir d'observations montre que l'enveloppe se dissipe totalement en quelques 10<sup>7</sup> ans (Strom et al. 1989, Brandner et al. 2000).

### **Un disque de gaz et de grains**

Après s'être effondrée sous forme de disque, la nébuleuse solaire se refroidit lentement. Les éléments silicatés, carbonés ou contenant du fer, se condensent à haute température donc au voisinage de l'étoile, les éléments volatils se condensent en glaces plus loin de l'étoile centrale. Très tôt dans son histoire, le disque protoplanétaire est chimiquement stratifié.

Loin du Soleil, le disque est froid et des glaces d'eau, de méthane, d'ammoniaque et d'oxyde de carbone sont apparues. La température étant beaucoup plus élevée près du Soleil, des éléments réfractaires sont apparus tels que l'alumine, ou certains composés réfractaires du calcium, du magnésium, et des oxydes métalliques. A de telles température, les gaz ne peuvent survivre car leur agitation thermique leur permet de s'échapper du disque. Ainsi, dans la région des planètes terrestres, il n'y avait que peu

d'hydrogène et d'hélium. Finalement, la composition chimique du système solaire s'explique comme une conséquence directe des variations de température dans le disque protoplanétaire.

Le disque protoplanétaire contient en plus du gaz, environ 1% (en masse) de grains interstellaires micrométriques composés de matériaux réfractaires (un cœur de silicate et une couche de métaux) dont la dimension est de l'ordre du micron. Le problème de la formation des planètes peut donc se résumer simplement ainsi :

***Par quel(s) processus physique(s) des grains initialement micrométriques vont-ils pouvoir grandir et atteindre des tailles planétaires (de quelques 1000 à 10 000 kilomètres) ?***

L'observation du Système Solaire permet de déduire un certain nombre de contraintes sur le disque protoplanétaire initial. L'une d'entre elles est la masse minimum du disque. En évaluant la quantité d'éléments lourds présents dans le Système Solaire à l'heure actuelle, et en y ajoutant la masse " manquante " d'éléments légers (déduite de la composition solaire), on obtient une masse minimum d'environ 0.01 à 0.02 masse solaire (Weidenshilling 1977, Hayashi 1981).

Le profil de densité initial est déduit à partir des masses et des positions des planètes actuelles. La densité surfacique d'éléments lourds (i.e non volatils) semble bien modélisée par une loi qui décroît en  $r^{-3/2}$  ( $r$  est la distance au Soleil), avec un sursaut vers 3-4 u.a dû à la condensation des glaces. La localisation de cette transition n'est cependant pas certaine : Hayashi (1981) la situe à 2.7 u.a, alors que des travaux plus récents (Stevenson et Lunine 1988) la placent plutôt à 4.5 u.a.

Cette loi met en lumière un grand déficit actuel de masse entre Mars et Jupiter, correspondant à la ceinture d'astéroïdes. Au vu du Système Solaire actuel, cette région semble avoir perdu environ 99% de sa masse. Comme nous le verrons, les temps de formation des planètes dépendent fortement de la masse initiale du disque. Le disque de masse minimum est couramment utilisé comme point de départ des modèles de formation planétaire. Cependant un certain nombre de preuves indirectes suggèrent que le disque initial aurait pu être trois à dix fois plus massif (Lissauer 1987, Lissauer et al. 1995).

## **Chute et sédimentation des grains dans le plan équatorial**

Aux premiers temps de la nébuleuse protoplanétaire, la densité du gaz est suffisante pour freiner fortement les mouvements des grains, ce qui a pour conséquence de diminuer l'inclinaison (et l'excentricité) de ces derniers et de les regrouper ainsi dans le plan du disque. Le gaz étant supporté par sa propre pression (équilibre entre la pression et la force de gravitation) sa vitesse de rotation est inférieure à la vitesse de rotation keplerienne. Ainsi, les grains de tailles différentes (plus ou moins couplés avec le gaz) se placent sur des orbites différentes.

En effet, les plus petits grains, qui sont fortement freinés par le gaz, acquièrent une vitesse orbitale proche de celle du gaz. A l'opposé, les plus gros, peu couplés avec le gaz, ont une orbite keplerienne. Ceci se traduit par une forte vitesse relative entre les grains de différentes tailles, et donc un fort taux de rencontres. Des grains micrométriques pourraient ainsi grandir jusqu'au centimètre en quelques milliers d'années, à 3 unités astronomiques (Hayashi et al 1985).

## Formation des planétésimaux

Au cours de ce processus de sédimentation dans le plan équatorial, le disque de poussière devient de plus en plus fin. Trois mécanismes différents sont proposés pour expliquer la croissance des grains du centimètre au kilomètre. S'il n'y a pas de turbulence, la densité du disque peut être suffisante pour que le disque de grains devienne instable (instabilité de Jeans). Il se fragmente alors en " grumeaux " (Safronov 1969, Goldreich et Ward 1973) qui s'effondrent ensuite sur eux-mêmes et donnent naissance à des corps kilométriques, appelés " planétésimaux ".

Néanmoins les conditions nécessaires pour atteindre un régime d'instabilité sont très " contraignantes " : l'épaisseur du disque doit être de l'ordre de quelques tailles de grains, et la moindre perturbation pourrait détruire ce délicat équilibre. Weidenschilling et Cuzzi (1993), ont montré que de la turbulence aurait pu être présente, rendant le mécanisme précédent inopérant. Il est proposé que la turbulence favorise les rencontres proches entre les grains, leur permettant ainsi de se " coller " efficacement les uns aux autres, via des processus chimiques de surface. Cette physique est cependant très mal connue. Des modèles simples montrent que le disque de poussière aurait pu effectivement être turbulent (Weidenschilling & Cuzzi 1993), mais s'accordent sur le fait que des corps kilométriques peuvent apparaître en quelques centaines de milliers d'années. Ces corps sont les briques à partir desquelles les planètes vont se former. On les appelle : **planétésimaux** .

Un autre mécanisme prometteur, héritier en quelque sorte des idées de Descartes, propose que de la matière puisse être accumulée au sein de tourbillons. Des simulations numériques récentes (Chavanis 2000) montrent que des tourbillons initialement présents dans la nébuleuse solaire peuvent, dans certaines conditions, se maintenir contre le cisaillement (le cisaillement provient de la rotation différentielle : une particule fluide est déformée, " étalée " par la rotation différentielle). Le jeu couplé des forces de Coriolis et de la rotation différentielle accumule alors les grains au cœur des tourbillons, créant localement des surdensités. Ces dernières deviennent suffisamment denses pour devenir gravitationnellement instables et s'effondrer en planétésimaux ou en planètes. Ces divers processus aboutissent à un même résultat final (sauf pour le mécanisme de croissance au sein de tourbillons) : le disque protoplanétaire est désormais composé d'un disque de gaz auquel se superpose un disque fin d'objets condensés appelés " planétésimaux " dont la taille typique est de quelques kilomètres dans le Système Solaire interne.

## Formation des planétésimaux

Au cours de ce processus de sédimentation dans le plan équatorial, le disque de poussière devient de plus en plus fin. Trois mécanismes différents sont proposés pour expliquer la croissance des grains du centimètre au kilomètre. S'il n'y a pas de turbulence, la densité du disque peut être suffisante pour que le disque de grains devienne instable (instabilité de Jeans).

Il se fragmente alors en " grumeaux " (Safronov 1969, Goldreich et Ward 1973) qui s'effondrent ensuite sur eux-mêmes et donnent naissance à des corps kilométriques, appelés " planétésimaux ". Néanmoins les conditions nécessaires pour atteindre un régime d'instabilité sont très " contraignantes " : l'épaisseur du disque doit être de l'ordre de quelques tailles de grains, et la moindre perturbation pourrait détruire ce délicat

équilibre. Weidenschilling et Cuzzi (1993), ont montré que de la turbulence aurait pu être présente, rendant le mécanisme précédent inopérant.

Il est proposé que la turbulence favorise les rencontres proches entre les grains, leur permettant ainsi de se " coller " efficacement les uns aux autres, via des processus chimiques de surface. Cette physique est cependant très mal connue. Des modèles simples montrent que le disque de poussière aurait pu effectivement être turbulent (Weidenschilling & Cuzzi 1993), mais s'accordent sur le fait que des corps kilométriques peuvent apparaître en quelques centaines de milliers d'années. Ces corps sont les briques à partir desquelles les planètes vont se former. On les appelle : **planétésimaux**.

Un autre mécanisme prometteur, héritier en quelque sorte des idées de Descartes, propose que de la matière puisse être accumulée au sein de tourbillons. Des simulations numériques récentes (Chavanis 2000) montrent que des tourbillons initialement présents dans la nébuleuse solaire peuvent, dans certaines conditions, se maintenir contre le cisaillement (le cisaillement provient de la rotation différentielle : une particule fluide est déformée, " étalée " par la rotation différentielle).

Le jeu couplé des forces de Coriolis et de la rotation différentielle accumule alors les grains au cœur des tourbillons, créant localement des surdensités. Ces dernières deviennent suffisamment denses pour devenir gravitationnellement instables et s'effondrer en planétésimaux ou en planètes. Ces divers processus aboutissent à un même résultat final (sauf pour le mécanisme de croissance au sein de tourbillons) : le disque protoplanétaire est désormais composé d'un disque de gaz auquel se superpose un disque fin d'objets condensés appelés " planétésimaux " dont la taille typique est de quelques kilomètres dans le Système Solaire interne.

## **Des planétésimaux aux protoplanètes**

La phase qui mène des planétésimaux aux planètes est la plus activement étudiée aujourd'hui. C'est également sur cette phase que porte le présent travail de thèse. Le disque de planétésimaux est initialement très " froid ", ce qui signifie que la vitesse d'agitation des planétésimaux est très faible comparée à leur vitesse orbitale. La vitesse moyenne de rencontre est de l'ordre de la vitesse d'évasion des corps (~ 10 m/s, Safronov 1969).

Lors d'une collision physique inélastique, la vitesse de rebond devient inférieure à la vitesse de libération. Les deux planétésimaux sont alors " liés " gravitationnellement et finissent par s'accréter.

Ce modèle d'accrétion par " collage gravitationnel " est le point de départ des théories de formation des protoplanètes. Ce processus est évidemment très dépendant de la vitesse d'agitation dans le disque : c'est le paramètre qui fixe le taux d'accrétion et l'issue des collisions.

A l'aide d'un mécanisme d'emballage de l'accrétion, appelé " effet Boule de Neige " (ou " runaway growth "), les auteurs semblent s'accorder sur le fait que les corps les plus gros peuvent atteindre quelques centièmes de masse terrestre en environ 100 000 ans à une unité astronomique (Wetherill et Stewart 1989, Weidenschilling et al. 1997, Kokubo et Ida 2000). Le temps caractéristique d'accrétion est proportionnel à  $T/s$  où  $T$  est la période orbitale et  $s$  la densité surfacique.

### ***École Soviétique : la croissance ordonnée***

La première est Soviétique, développé principalement au travers des articles de Safronov (Safronov 1969 principalement). Dans ce mécanisme, tous les corps grandissent à la même vitesse, de manière totalement ordonnée. Bref, soviétique quoi...C'est ce à quoi on peut s'attendre à l'issue de rencontres stochastiques dans le nuage de planétésimaux. Mais ce mécanisme est en réalité beaucoup trop long : il faut en moyenne 100 millions d'années pour faire un *embryon* de planète terrestre, alors que des datations de roches ont montré qu'en 100 millions d'années, la Terre était déjà complètement formée.

### ***École Américaine : la croissance "boule-de-neige"***

La deuxième école est américaine, et fut principalement développée à partir de la fin des années 70, à l'aide des premières simulations numériques (travaux de Greenberg et al., 1978). Dans le modèle américain la croissance n'est pas ordonnée du tout: seul un unique corps grandit : le plus gros ! 2 tant plus massif il attire plus efficacement les petits planétésimaux qui l'entourent. Il devient alors ENCORE plus gros, et attire encore plus efficacement les autres petits corps et ainsi de suite. C'est une sorte d'instabilité. Les deux dessins ci-dessous l'illustrent graphiquement.

## **Des protoplanètes aux planètes**

À la fin de l'époque de l'accrétion Boule de Neige, le système se compose d'un grand nombre de protoplanètes (quelques dizaines à quelques centaines) qui n'accrètent quasiment plus de matériaux, ayant "consommé" tout ce qui était à leur portée. La suite de l'histoire diffère maintenant pour le Système Solaire interne et externe. Pour que les embryons des planètes terrestres continuent à grandir jusqu'à leur masse actuelle, le système doit entrer alors dans un processus d'échauffement. Les protoplanètes se perturbent gravitationnellement les unes les autres, augmentant de plus en plus leurs excursions radiales, jusqu'à ce que les orbites se croisent (Wetherill 1992). Les rencontres se traduisent alors par de gigantesques collisions physiques.

Étant donné leur grande taille, les jeunes protoplanètes sont capables de résister à des chocs aussi violents et de réaccréter les fragments issus des collisions. Wetherill a mené de nombreuses simulations de cette époque finale. Il montre qu'en un temps de l'ordre de  $10^8$  ans, quelques centaines de corps de 0.01 masse terrestre peuvent former 2 à 5 planètes de masses terrestres. La Lune par exemple pourrait avoir été formée à cette époque à la suite d'un impact géant. Bien que les masses obtenues par les simulations numériques soient comparables à celles des planètes telluriques, il est en général difficile d'obtenir un Système Solaire "final" qui ressemble au nôtre. Par exemple, les excentricités sont en général bien plus élevées dans les simulations que celles observées dans le Système Solaire (Agnor et al., 1999, Chambers & Wetherill 1998).

## **Des disques post-planétaires**

Une fois que la nébuleuse de gaz s'est dissipée, au bout de 10 millions d'années environ, et que les planètes se sont formées il ne reste plus qu'un disque de ... débris, composé des "restes", du matériau non encore utilisé pour la formation des planètes. De tels disques de débris, ou appelés également "post-planétaires", sont maintenant

détectés autour d'étoiles jeunes depuis quelques années. Un disque post-planétaire se distingue d'un disque protoplanétaire car il ne contient quasiment plus de gaz, et uniquement des grains. Un magnifique exemple est celui de Béta-Pictoris, découvert en 1984 par B. Smith et R.J. Terile.

## **La formation des planètes géantes gazeuses**

### **Un scénario controversé...**

Nous avons vu jusqu'ici comment les planètes terrestres se forment. Nous nous intéressons maintenant aux planètes géantes qui ont la particularité de posséder une atmosphère de gaz très massive, qui peut représenter plus de 90% de leur masse totale. Les scénarios de formation des planètes géantes sont divisés en deux grandes familles: le modèle de " l'instabilité gravitationnelle " et celui du " cœur solide ". Ce dernier, bien que présentant des difficultés majeures (en particulier en ce qui concerne les échelles de temps), semble s'être imposé face au modèle d'instabilité gravitationnelle pour les planètes géantes de notre Système Solaire, mais la question demeure encore ouverte. Nous décrivons ci-dessous les grandes lignes des deux approches.

### **Instabilité de Jeans**

Dans le scénario de formation par instabilité, une planète géante se forme par un mécanisme analogue à celui d'une étoile. Le disque protoplanétaire, s'il est initialement assez massif, peut devenir gravitationnellement instable (instabilité de Jeans), s'effondrer et se fragmenter en corps dont la masse typique est de l'ordre de celle de Jupiter (Cameron et al 1985, Boss 1996).

Un tel mécanisme est capable de former des corps de la masse de Jupiter ( $10^3$  masse solaire, ou 300 masses terrestres) en quelques 1000 ans. Bien qu'expliquant de manière naturelle la présence de planètes géantes dans notre Système Solaire, ce scénario présente deux difficultés majeures. En effet, pour que l'instabilité se déclenche, la nébuleuse initiale doit être massive, de l'ordre de 1 masse solaire, ce qui est 100 fois supérieur à la " nébuleuse de masse minimum " (Hayashi 1981). Il faut donc un mécanisme capable d'éliminer 99% de la masse totale du Système Solaire.

Ceci semble assez improbable (mais peut-être pas impossible, au vu de la faible masse de la ceinture d'astéroïdes par exemple). Mais l'objection majeure concerne les abondances atmosphériques en éléments lourds. En effet, selon ce scénario, la composition des atmosphères des planètes géantes devrait être proche de celle de la nébuleuse primitive, qui est également proche de la composition solaire. Or on note un fort enrichissement des planètes géantes en éléments lourds (tableau ci dessous), qui ne semble pas pouvoir être expliqué dans le cadre du scénario d'instabilité gravitationnelle .

Planète	Masse d'éléments lourds en masses terrestres	Masse de gaz (H+He) en masses terrestres	Fraction d'éléments lourds	Enrichissement par rapport au Soleil
Jupiter	10 à 30	290	6%	3
Saturne	15 à 25	70	20%	10
Uranus	10 à 16	4	75%	38
Neptune	10 à 16	4	75%	38

## Abondances en éléments lourds des planètes géantes

### Qu'est ce que l'Instabilité de Jeans ?

L'instabilité de Jeans est le mécanisme par lequel un nuage de gaz interstellaire peut s'effondrer sous son propre poids et donner naissance à des étoiles. C'est la gravité qui est à l'origine de ce phénomène.

En effet, considérons un nuage de gaz pesant. Son équilibre interne résulte de l'équilibre entre deux forces : la gravité qui tend à le contracter sur lui même, et la pression, engendrée par sa chaleur, qui tend à le dilater (par exemple, quand un pneu de voiture est chaud, il a tendance à se dilater). Le plus souvent ces deux mécanismes agissent en sens contraire et s'équilibrent pour former une structure stable comme une étoile.

Cependant, si le nuage de gaz est vraiment trop massif, ou trop dense, la gravité l'emporte sur les forces de pression : la moindre perturbation peut engendrer une contraction locale très forte.

Dans la réalité, des perturbations sont toujours présentes. Ainsi, quand le nuage de gaz a atteint sa densité critique, il se fragmente en milliards de plus petits grumeaux qui individuellement se contractent très vite.

Ces derniers augmentent alors leur pression interne, qui finit par contrebalancer la force de contraction gravitationnelle. Une étoile est à l'origine une de ces grumeaux. Sa composition chimique, au début de son histoire au moins, est exactement celle de la nébuleuse de gaz initiale.

## Modèle du Cœur Solide

### *Formation d'un cœur solide*

Cette forte abondance d'éléments lourds dans l'atmosphère des planètes géantes semble naturellement être expliqué par le scénario " concurrent " dit du " cœur solide " qui prévaut aujourd'hui pour les planètes géantes de **notre** Système Solaire (pour les planètes extra-solaires du type "Jupiter chaud" c'est peut-être bien l'instabilité de Jeans, le bon mécanisme).

Dans ce scénario, les planètes géantes se forment en deux temps. Dans un premier temps, un gros embryon de silicates et de glaces (de quelques masses terrestres à quelques dizaines de masses terrestres) se forme rapidement par accrétion boule de neige, comme dans le cadre de la formation des planètes telluriques. Les modèles d'évolutions (Wetherill 1992, Lissauer et al. 1995) suggèrent que dans le système externe, les embryons peuvent être de 10 à 1000 fois plus massifs que dans le système interne. Ceci est le résultat de l'effet combiné de l'augmentation de la masse des planétésimaux au-delà de 4.5 u.a, en raison de la condensation de l'eau, et de

l'augmentation de la masse disponible dans la zone d'alimentation des embryons qui croît proportionnellement au cube de la distance au Soleil.

### *Accrétion d'une enveloppe de gaz*

Le mécanisme par lequel une grande masse de gaz peut s'accumuler autour d'un embryon planétaire a été mis en évidence au début des années 80 par Mizuno (Mizuno et al. 1978) . Ce dernier considère l'équilibre d'une enveloppe gazeuse reposant sur un cœur solide et relié à la nébuleuse environnante.

En faisant varier la masse du cœur solide, Mizuno montre qu'il existe une masse critique au-delà de laquelle il n'est plus possible de construire une enveloppe en équilibre hydrostatique. Dans ces conditions, l'enveloppe de gaz se contracte rapidement. L'accrétion devient exponentiellement rapide : en un temps court (qui n'est pas estimé avec précision, mais plutôt extrapolé à partir des premiers instants, voir Pollack 1996 par exemple) une très grande quantité de gaz est accrétée (plusieurs dizaines à plusieurs centaines de masses terrestres).

La masse critique est en général atteinte lorsque la masse de gaz est égale à celle du cœur rocheux (Lissauer et al. 1995; Terquem et al. 1999). Dans le cas des planètes géantes, cette masse est environ de 10 à 15 masses terrestres (Pollack et al. 1996).

En environ  $5 \cdot 10^5$  ans, le cœur solide cesse de grandir par accrétion boule de neige, en raison du vidage de sa zone d'alimentation. Il accumule ensuite progressivement une enveloppe de gaz, augmentant sa masse et élargissant en conséquence, sa zone d'alimentation. La planète entre alors dans une période où l'accrétion du gaz et des planétésimaux se régulent mutuellement : l'enveloppe tend à se contracter en se refroidissant, mais cette perte d'énergie est contrebalancée par l'apport d'énergie gravitationnelle des planétésimaux lors de leur chute sur la planète.

Lorsque la masse critique du cœur solide est atteinte (environ 15 masses terrestres) au bout de 8 millions d'années l'accrétion du gaz devient alors exponentielle et la protoplanète devient une géante gazeuse. Bodenheimer et Pollack (1986) montrent que la masse critique du cœur solide est très sensible au taux d'accrétion des planétésimaux. En effet, les planétésimaux absorbés par la protoplanète en réchauffent l'atmosphère. Cette énergie thermique sert à contrebalancer le refroidissement des couches supérieures qui rayonnent leur énergie thermique. L'accrétion rapide du gaz commence quand se crée un déséquilibre entre l'énergie perdue par rayonnement et l'énergie gagnée par capture de planétésimaux.

Ce scénario explique naturellement la présence de plusieurs masses terrestres de silicates dans les planètes géantes. Le problème majeur concerne les échelles de temps de formation. Pour une nébuleuse dont la densité est 5 fois supérieure à celle de la nébuleuse de masse minimum, le temps de formation de Jupiter est d'environ  $8 \cdot 10^6$  ans, alors que le temps de dissipation estimé de la nébuleuse est environ 10 millions d'années. Pollack et al. (1996) montrent que de faibles variations de la densité de la nébuleuse (qui n'en modifient pas l'ordre de grandeur) suffisent à faire varier le temps de formation par un facteur 10.

En adoptant la densité de la nébuleuse de masse minimum, le temps de formation de Jupiter est d'environ  $10^8$  ans, ce qui est beaucoup plus long que le temps de dissipation de la nébuleuse initiale et rendent ce scénario improbable. C'est pour cette raison que

certains auteurs comme Lissauer (1987, 1995) suggèrent que la nébuleuse protoplanétaire a été entre 3 et 10 fois plus massive que la nébuleuse de masse minimum.

La détermination de cette densité est donc un objectif majeur de la planétologie actuelle car elle conditionne la chronologie de formation des planètes. En ce qui concerne Uranus et Neptune, il ne semble pas possible qu'elles aient pu atteindre leur masse critique avant la dissipation de la nébuleuse. Ainsi, elles auraient pu être stoppées dans leur processus de formation. Ce dernier point est conforté par le fait que le rapport Z/H (rapport de la masse totale d'atomes lourds sur la masse d'atomes légers) est beaucoup plus grand pour Uranus et Neptune que pour Jupiter et Saturne.

Des travaux récents (Guillot 1999) jettent encore une ombre supplémentaire sur ce scénario. A l'aide d'une modélisation sophistiquée des intérieurs de Jupiter et de Saturne, Guillot montre qu'il semble que la masse du cœur de silicates de Jupiter soit inférieure (entre 0 et 10 masses terrestres) à celle prédite par le modèle du cœur solide (~10 à 20 masses terrestres) . Nous voyons que le débat sur le mécanisme de formation des planètes géantes est encore loin d'être tranché.