

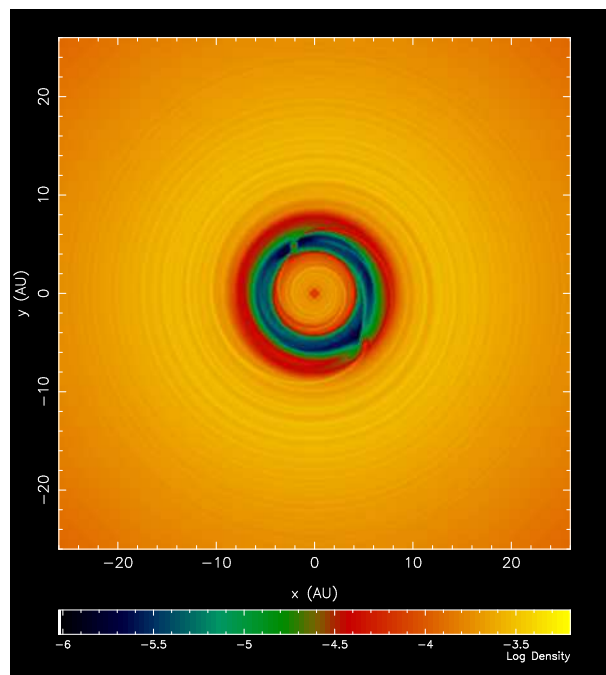
Ecole Doctorale Sciences Fondamentales et Appliquées  
Université de Nice Sophia-Antipolis — Observatoire de la Côte d'Azur

PhD THESIS  
THÈSE de DOCTORAT

Aurélien CRIDA

PLANETARY MIGRATION IN SOLAR SYSTEM FORMATION

MIGRATION PLANÉTAIRE AU COURS DE LA FORMATION DU SYSTÈME SOLAIRE



soutenu à l'Observatoire de la Côte d'Azur  
le 15 décembre 2006  
devant le jury composé de :

Pr. W. Kley	Universität Tübingen
Pr. R. P. Nelson	Queen Mary, University of London
Pr. M. Faurobert	Université de Nice Sophia-Antipolis
Pr. J-M. Huré	Université de Bordeaux
Pr. B. Sicardy	Observatoire de Paris-Meudon
Dr. A. Morbidelli	Observatoire de la Côte d'Azur

defended at Observatoire de la Côte d'Azur  
on December, 15, 2006  
in front of the committee :

Rapporteur / Reviewer
Rapporteur / Reviewer
Examinatrice / Committe member
Examinateur / Committe member
Examinateur / Committe member
Directeur de thèse / PhD advisor

Couverture : La thèse résumée en une image : cette carte de densité montre Jupiter et Saturne dans un disque de gaz dans une configuration telle qu'elles ne migrent pas vers le Soleil (voir Chapitre 7). Les deux planètes ont ouvert un sillon dans le disque (l'anneau vert et bleu, voir Chapitre 4) et lancé un sillage (spirale jaune). La simulation a été obtenue avec un nouveau code qui utilise un système de grilles 2D et 1D emboîtées. La grille 2D couvre la région où les planètes orbitent, de 1.5 à 25 Unités Astronomiques du Soleil. Une grille 1D s'étend du bord interne physique du disque (à 0.08 UA ici) jusqu'au bord interne de la grille 2D, et une seconde grille 1D s'étend du bord externe de la grille 2D jusqu'au bord physique du disque (à 200 UA). Ainsi, l'évolution des planètes est calculée conjointement avec l'évolution globale du disque (voir Chapitre 5). Noter la continuité aux transitions entre les domaines couverts par les grilles 2D et 1D, et que le sillage n'y est pas réfléchi. Noter enfin qu'il n'y a pas disparition du disque interne ni ouverture d'une cavité, ce qui est typique des cas sans migration (indépendamment du fait qu'il y ait une plusieurs planètes, voir Chapitre 6). L'extension de la grille 1D jusqu'à très petit rayon permet, pour la première fois, une représentation réaliste de l'état du disque interne.

Cover picture : The thesis summarized in an image. The plot shows Jupiter and Saturn in a gas disk configuration such that they avoid radial migration (see Chapter ??). The two planets have opened a gap in the disk (green-blue annulus, see Chapter ??) and launched a wake (yellow spiral). The simulation has been obtained with a new code that uses a system of nested 1D and 2D grids. The 2D grid covers the region in which the planets evolve, from 1.5 to 25 Astronomical Units in radius. A 1D grid extends from the inner physical radius of the disk (here 0.08 AU) to the inner boundary of the 2D grid, and a second 1D grid extends from the outer boundary of the 2D grid up to outer physical radius of the disk (here 200 AU). The grids communicate information in a way that conserves mass and angular momentum. In this way, the planet evolution is computed together with the correct global evolution of the disk (see Chapter ??). Notice that the transitions between the domains covered by the 2D and 1D grids are smooth, and no reflection of the wakes occurs at the boundaries among these grids. Notice finally that a cavity is not opened in the inner part of the disk. This is typical in all non-migrating cases (independently of the fact that there is one planet or multiple planets) (see Chapter ??). The extension of the inner 1D grid down to a very small physical radius allows, for the first time, a realistic representation of the state of the inner part of the disk.

# Chapter 1

## Introduction

### 1.1 Le Système Solaire

#### 1.1.1 Antiquité

Les 5 planètes du Système Solaire visibles à l’œil nu (Mercure, Vénus, Mars, Jupiter et Saturne) ont été identifiées très tôt dans l’histoire de l’humanité. Le nom “planète” vient du grec ancien pour “astre errant”. Les grecs ont étudié leur mouvement dans le ciel et ont remarqué qu’elles se déplacent approximativement dans un plan contenant la Terre et le Soleil : l’écliptique. C’est la première notion du Système Solaire.

Aristarque de Samos ( $\sim -310$ , figure 1.1), avait trouvé que les planètes, Terre comprise, orbitent dans ce plan autour du Soleil grâce à un raisonnement astucieux. Il avait remarqué que la Lune se déplace par rapport au fond du ciel d’un diamètre de Lune en une heure. Comme les éclipses de Lune durent au plus trois heures, il conclut que le cylindre d’ombre de la Terre était trois fois plus large que la Lune et donc que la Lune était 3 fois plus petite que la Terre (en fait, la Lune est 4 fois plus petite que la Terre car l’ombre de la Terre n’est pas un cylindre mais un cône). À partir de considérations géométriques sur les phases de la Lune, il trouva que le Soleil était environ 20 fois plus loin de la Terre que la Lune (la valeur exacte est 390 fois plus loin). Comme le Soleil et la Lune ont le même diamètre apparent, le Soleil devait être 20 fois plus gros que la Lune, et donc bien plus gros que la Terre. Aristarque trouvait plus logique que les petits objets bougent autour du plus gros. Cependant, aucune parallaxe n’est observée parmi les étoiles, ce qui devrait être le cas si la Terre se déplace. Aristarque supposa que les étoiles étaient infiniment loin. C’est à peu près vrai : les étoiles ont un mouvement apparent dû à la parallaxe, mais elles sont trop loin pour que ce mouvement soit discernable à l’œil nu ; l’étoile la plus proche est environ 250 000 fois plus loin du Soleil que la Terre, de sorte que son déplacement apparent par rapport aux autres étoiles est inférieur à une seconde d’arc en un an.

Toutefois, l’explication la plus intuitive à l’absence de parallaxe était que la Terre est immobile. Le modèle géocentrique de Ptolémée (deuxième siècle de notre ère, voir figure 1.1) était constitué d’orbites circulaires coplanaires centrées sur la Terre pour les 5 planètes, la Lune, et le Soleil. Cependant, le mouvement des planètes dans le ciel ne peut s’expliquer ainsi : elles ont périodiquement un mouvement apparent rétrograde. Ptolémée l’expliqua au moyen d’épicycles : dans son modèle, une planète décrit un cercle autour d’un point qui décrit lui-même un cercle autour de la Terre. Le premier cercle est appelé un *épicycle*, et le second un *déférent*. L’utilisation d’épicycles permet de raffiner le mouvement des planètes, et le système de Ptolémée fournissait des éphémérides fiables. De plus, ce modèle recevait des appuis théologiques. Dans la conception

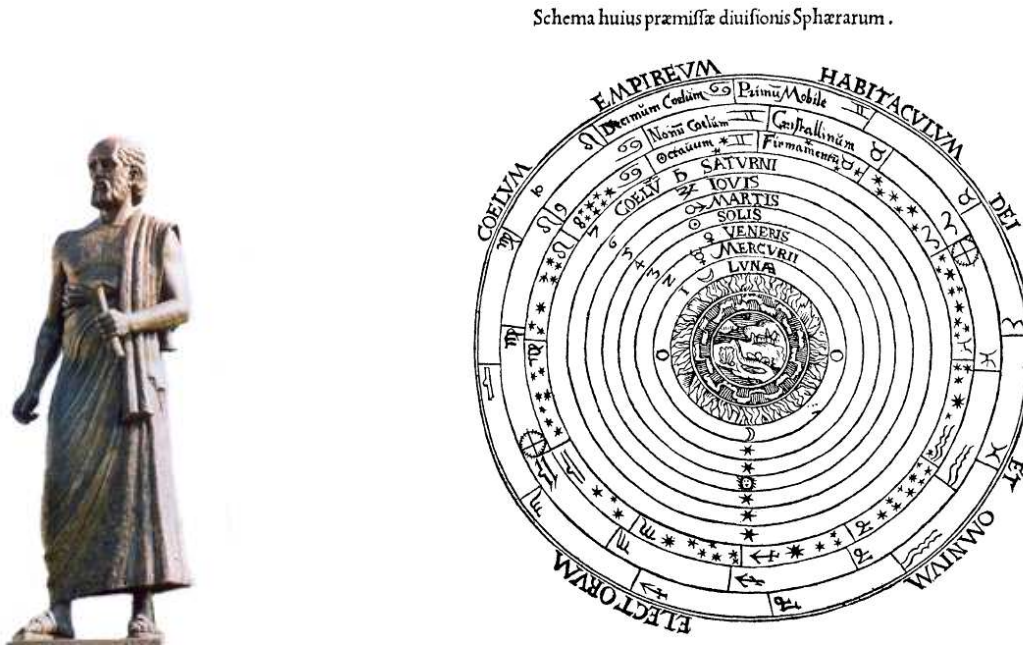


Figure 1.1: À gauche : Aristarque de Samos ; Statue à l'Université Aristoteles à Thessalonique. Panneau de droite : Le système de Ptolémée ; la Terre est au centre de l'univers.

Aristotélicienne du monde, tout est parfait dans les cieux, de sorte que seuls des cercles peuvent être employés pour décrire le mouvement des astres. Dans la religion chrétienne, Dieu créa la Terre et l'Homme sur la Terre, donc ils devaient se trouver au centre de l'Univers. Pour ces raisons, le système de Ptolémée devint la théorie officielle dans les civilisations occidentale et arabe pour plus de 13 siècles.

### 1.1.2 Les temps modernes

Copernic a été le premier en Europe à suggérer que la Terre n'était pas le centre de l'univers et que les planètes (Terre comprise) orbitaient autour du Soleil (*De Revolutionibus Orbium Cælestium*, 1543). Ceci s'imposa finalement comme une évidence (du moins, pour les scientifiques) dans les décennies suivantes ; en particulier, les observations remarquablement précises de Tycho Brahe (mort en 1601) montraient sans discussion possible que Mars suivait une ellipse (et non un cercle) dont le Soleil (et non la Terre) occupe l'un des foyers. Toutefois, l'astronome danois restait convaincu que la Terre était immobile car on n'observait pas de parallaxe parmi les étoiles<sup>1</sup>. Il a imaginé un modèle dans lequel les planètes tournent autour du Soleil, et le Soleil tourne autour de la Terre. En étudiant les observations de Tycho Brahe, Kepler (portrait de gauche dans la figure 1.3) fut finalement convaincu par l'héliocentrisme. Il synthétisa son travail en ses fameuses trois lois en 1609 et 1618 :

**Loi des orbites :** L'orbite d'une planète est une ellipse dont le Soleil occupe un des foyers,

<sup>1</sup>La parallaxe des étoiles a enfin été observée en 1838 par Friedrich Wilhelm Bessel. Il fut le premier à utiliser cette technique pour déterminer la distance de l'étoile double 61 Cygni. La position de cette étoile dans le ciel varie de 0''31 au cours d'une année, ce qui donne une distance de 10,5 années-lumières. Cela confirme définitivement que la Terre tourne autour du Soleil.



Figure 1.2: *Copernic, Conversation avec Dieu*. Peinture de Jan Matejko, le plus grand peintre historique de Pologne (1872). On aperçoit le système héliocentrique derrière l'astronome.

**Loi des aires :** Une ligne joignant une planète et le Soleil balaye des aires égales au cours d'intervalles de temps égaux,

**Troisième loi de Kepler :** Le carré des périodes orbitales des planètes est proportionnel au cube du demi-grand axe de leurs orbites.

La théorie de l'héliocentrisme a montré que des faits scientifiques pouvaient contredire la Bible et les dogmes religieux, et qu'un raisonnement intelligent valait mieux que des intuitions et des *a priori*. Cela change la conception du monde. C'est la révolution Copernicienne, qui mène aux idées des Lumières. La science moderne se développa, avec pour but de trouver des lois universelles pour modéliser le fonctionnement du monde, telle la loi de la Gravitation exprimée par Newton en 1687. La structure du Système Solaire étant comprise, la question de son origine devint pertinente. Cette question fondamentale s'est posée d'un point de vue philosophique et scientifique et non plus religieux. Parmi de nombreuses théories proposées au cours du XVIII<sup>e</sup> siècle, le philosophe Kant en 1755 et le scientifique Laplace en 1796 suggérèrent indépendamment que le Système Solaire se serait formé à partir d'un disque froid de gaz et de poussière en rotation autour du Soleil dans le plan de l'écliptique. Cette hypothèse expliquait bien pourquoi toutes les planètes ont des orbites coplanaires et progrades. Les découvertes d'Uranus par Herschel en 1781, et de Neptune par Le Verrier, Adams, et Galle en 1846 sont cohérentes avec cette théorie puisqu'elles orbitent également quasiment dans le plan de l'écliptique et dans le sens prograde. Pluton, avec son inclinaison orbitale de 17° ferait dans ce cadre une planète étrange ; toutefois, ce n'est qu'un parmi les centaines d'objets connus de la ceinture de Kuiper, et il n'est pas une planète mais appartient à la catégorie des "planètes naines" depuis le congrès de l'U.A.I. à Prague en Août 2006.

L'hypothèse de Kant et Laplace pour la formation du Système Solaire est toujours le scénario le plus populaire chez les astronomes. Ce modèle a été confirmé par des observations et raffiné depuis plus de deux cent ans. Dans la section suivante, nous détaillons la formation des étoiles et des disques, et nous montrons comment les planètes se forment dans ces disques.



Figure 1.3: Kepler, Kant, et Laplace.

## 1.2 Formation planétaire

### 1.2.1 Formation des étoiles

La formation stellaire se déroule dans des nébuleuses de gaz dans le milieu interstellaire. Un nuage de gaz de masse supérieure à une masse critique (la masse de Jeans, égale à quelques masses solaires ( $M_{\odot}$ ) dans une nébuleuse) s'effondre sous l'effet de sa propre gravité. La nébuleuse initiale se fragmente ainsi en systèmes isolés. L'effondrement dure environ un million d'années. Au cœur du nuage, la pression et la température augmentent considérablement, de sorte que les premières réactions de fusion nucléaire s'allument. Cela donne une proto-étoile, qui émet principalement du rayonnement Infra-Rouge, appelée un objet de *classe 0*. Durant l'effondrement du nuage, la conservation du moment cinétique freine la contraction dans le plan perpendiculaire à l'axe de rotation du nuage, tandis que rien ne l'empêche dans la direction "verticale". Le résultat est la formation autour de la proto-étoile d'un tore en environ dix mille ans. Ces jeunes objets, sources de rayonnement Infra-Rouge, sont appelés des objets de *classe I*. En une centaine de milliers d'années, le tore s'aplatit pour former un disque : son épaisseur  $H$  est de quelques pourcents de la distance à l'étoile centrale  $r$ . Le *rapport d'aspect*  $H/r$  est entre 0,03 et 0,1.

Environ un million d'années après sa naissance, la jeune étoile, désormais appelée une étoile T-Tauri Classique (CTTS), est entourée par le disque. Ce dernier émet en Infra-Rouge. La Densité Spectrale d'Énergie<sup>2</sup> (SED) d'un tel objet est celle d'une étoile classique avec un fort excès Infra-Rouge. On le dénomme objet de *classe II*.

En une dizaine de millions d'années, le disque se dissipe. Des objets avec un faible excès Infra-Rouge sont appelés objet de *classe III*, ou étoiles T-Tauri Évoluées ou Faibles (WTTS).

Cette chronologie provient d'observations des densités spectrales d'énergie de très jeunes étoiles. Elles ont été classées en fonction de l'excès Infra-Rouge. Récemment, des disques ont été observés par le télescope spatial (voir figure 1.4). Ces observations confirment que les systèmes planétaires se forment dans des disques. Cela impose une contrainte forte sur le processus de formation stellaire : il doit se dérouler en moins de dix millions d'années, avant que le disque ne disparaisse. Ces disques de gaz et de poussière autour de jeunes étoiles, dans lesquels a lieu la formation planétaire, sont appelés *disques protoplanétaires*.

<sup>2</sup>La Densité Spectrale d'Énergie est la répartition du flux rayonné par l'étoile en fonction de la longueur d'onde du rayonnement ; par exemple, celle du Soleil présente un maximum dans le jaune.

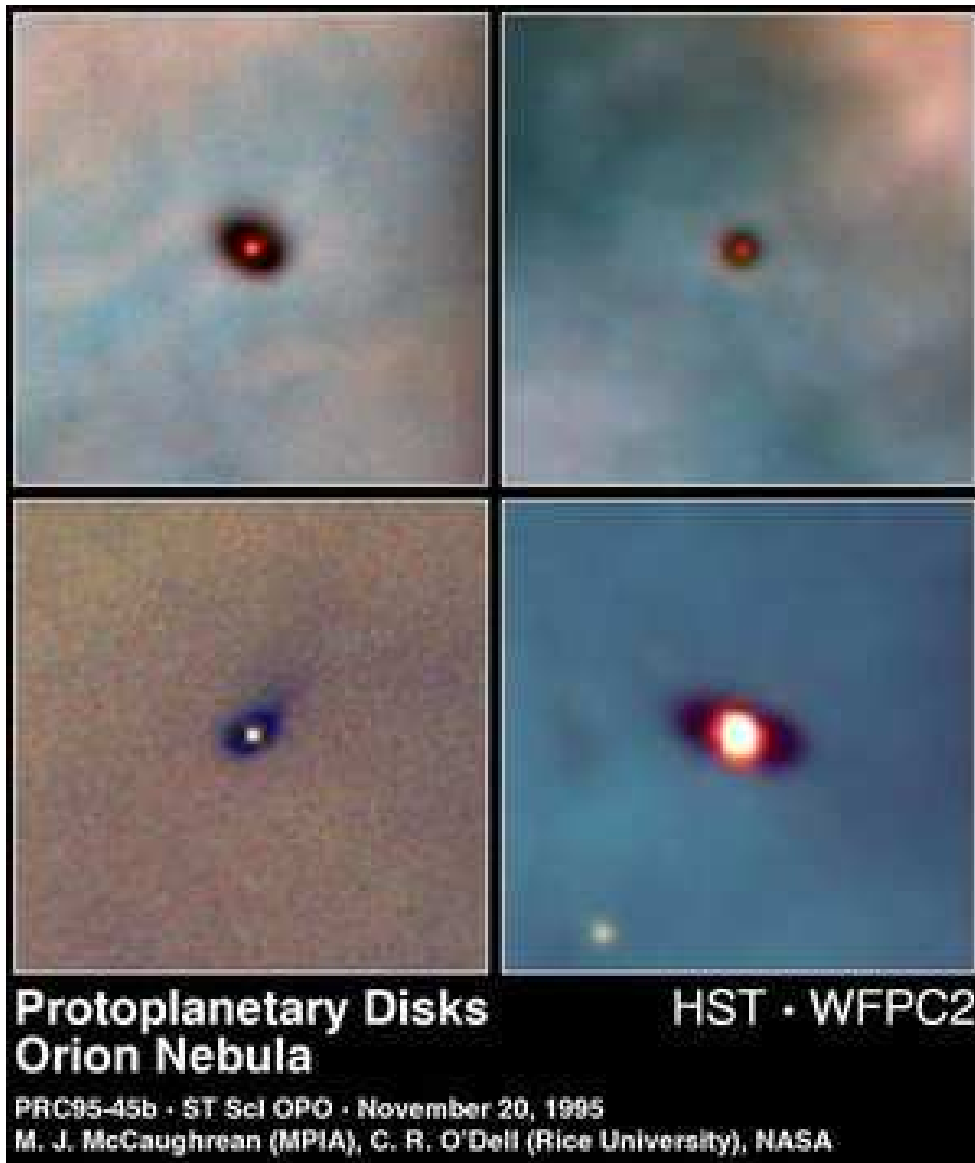


Figure 1.4: Disques protoplanétaires dans la nébuleuse d'Orion, imagés par le télescope spatial Hubble de la NASA. La jeune étoile brille au centre, tandis que le disque apparaît sombre en lumière visible.

## 1.2.2 Formation des planètes

Focalisons-nous sur le disque protoplanétaire. Si la masse du disque  $M_{\text{disque}}$  est du même ordre que la masse de l'étoile centrale (notée  $M_*$ ) ou plus grande, des instabilités se développent, qui conduisent à une rapide accrétion du disque sur l'étoile centrale. Le critère de stabilité de Toomre s'écrit  $Q = \Omega c_s / \pi G \Sigma > 1$ , où  $c_s$  est la vitesse du son,  $\Omega$  la vitesse angulaire,  $G$  la constante de gravité, et  $\Sigma$  la densité surfacique du disque. Avec les trois hypothèses  $c_s = H\Omega$  (structure de disque classique),  $\Sigma$  constante, et  $\Omega$  défini par Eq. (1.1) ci-dessous, le paramètre de Toomre se simplifie en  $Q = (H/r)(M_*/M_{\text{disque}})$ . La condition de stabilité est alors  $M_{\text{disque}}/M_* < (H/r)$ . Comme  $H/r$  est typiquement quelques pourcents, un disque massif est instable et s'effondre rapidement, jusqu'à ce que sa masse soit petite par rapport à celle de l'étoile centrale. Par conséquent, nous ne considérons que des disques de masse inférieure à un dixième de  $M_*$ . Dans ces disques, la dynamique du gaz est dominée par la gravité de l'étoile et est à peu près Keplerienne, avec une vitesse angulaire donnée par la troisième loi de Kepler :

$$\Omega = \sqrt{\frac{GM_*}{r^3}}. \quad (1.1)$$

À partir de la masse totale du disque et de sa loi de rotation, son moment cinétique total peut être calculé :

$$J = \int_0^{R_{\text{disque}}} \Sigma r^2 \Omega 2\pi r dr = 3M_{\text{disque}} R_{\text{disque}}^2 \sqrt{GM_*}.$$

Comme le nuage est un système isolé, son moment cinétique se conserve au cours de l'effondrement. Une estimation du moment cinétique typique d'un nuage et de la masse d'un disque permet donc d'estimer que la taille du disque  $R_{\text{disque}}$  est d'environ 500 Unités Astronomiques (UA). Rappelons que l'Unité Astronomique est le rayon de l'orbite de la Terre autour du Soleil, soit 150 000 000 kilomètres.

Ce disque est composé essentiellement d'Hydrogène et d'Hélium, mais aussi d'éléments lourds (carbone, azote, oxygène, néon, magnésium, silicium, soufre, fer ...), qui représentent environ un pourcent de la masse totale pour des étoiles de composition solaire. La formation des planètes à partir de ces éléments lourds se décompose en 5 phases, illustrées par la figure 1.5 :

- (a) Formation du disque.
- (b) Sédimentation : les grains s'accumulent dans le plan équatorial du disque..
- (c) Coagulation des premiers solides : croissance de *planétésimaux* (corps kilométriques).
- (d) Formation d'embryons (corps de la taille de la Lune) par un processus appelé *runaway growth* : croissance exponentielle emballée.
- (e) Formation du système planétaire, et disparition du gaz.

Le passage des grains moléculaires aux planétésimaux n'est pas complètement compris et nous ne détaillerons pas ce point. Après leur formation par croissance exponentielle, les embryons se rencontrent et fusionnent. Ils forment des cœurs planétaires et des planètes telluriques sur des orbites suffisamment séparées pour que le système soit stable (Kokubo and Ida, 2000).

Certains de ces cœurs planétaires peuvent être suffisamment massifs (environ 10 masses terrestres ( $M_{\oplus}$ )) pour accréter une atmosphère gazeuse, et devenir une planète géante gazeuse comme Jupiter et Saturne. Le modèle de Pollack et al. (1996) pour la formation des planètes

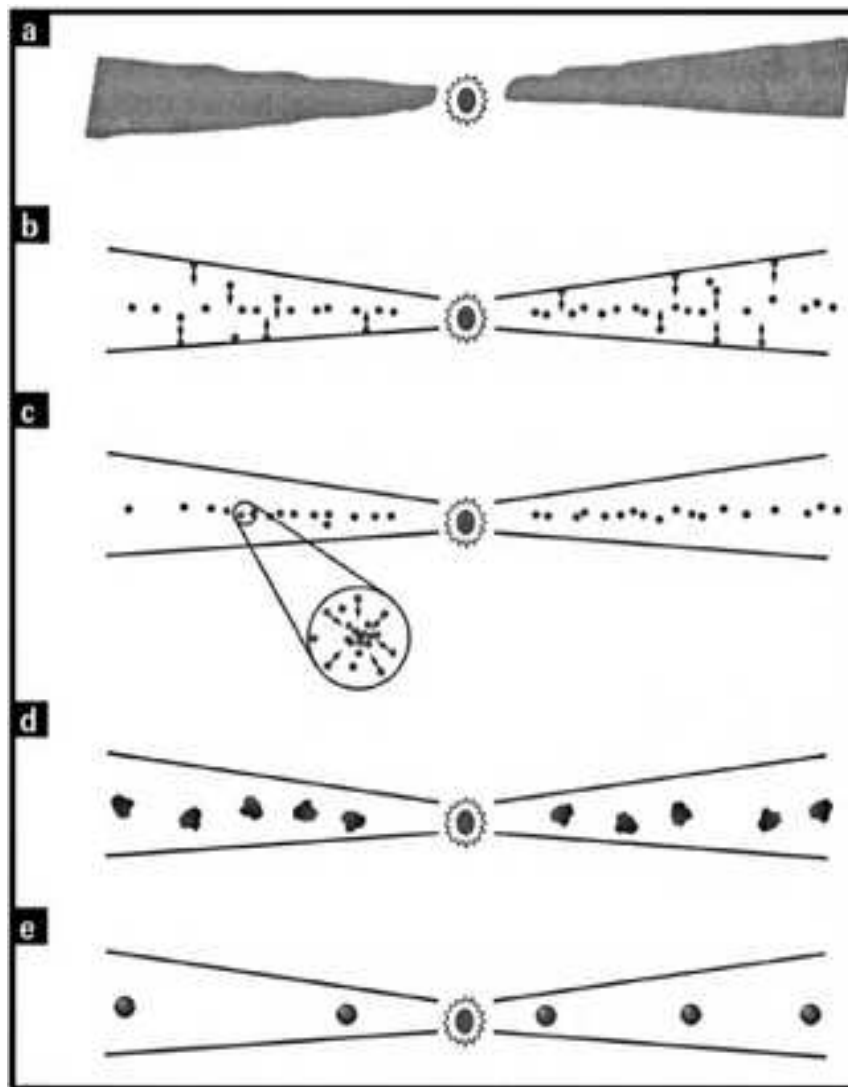


Figure 1.5: Schéma des cinq étapes de la formation planétaire dans un disque protoplanétaire. Dessin de Sébastien Charnoz.

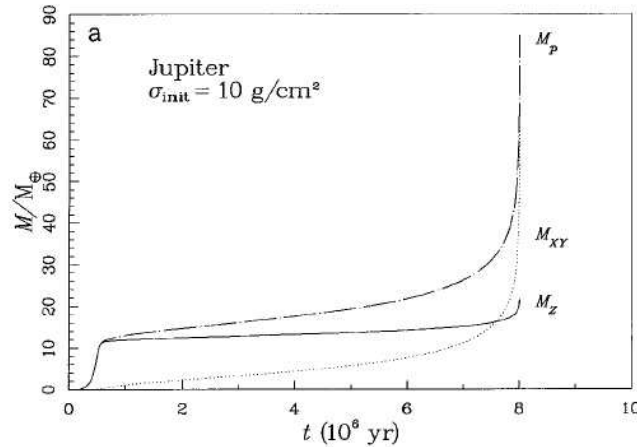


Figure 1.6: Formation d'une planète géante gazeuse selon le modèle d'accrétion de cœur (figure issue de Pollack et al., 1996). La masse de la planète est tracée en fonction du temps (en millions d'années) en la ligne pointillée supérieure marquée  $M_p$ ; la ligne continue  $M_Z$  correspond à la masse de solides, tandis que la ligne pointillée  $M_{XY}$  représente la masse de gaz. Après la rapide formation d'un cœur solide de  $12M_{\oplus}$  (phase (i)), la lente accrétion de gaz commence (phase (ii)). Finalement, quand la planète atteint  $20 - 30M_{\oplus}$ , une accrétion emballée a lieu (phase (iii)).

géantes se déroule en trois phases : (i) formation d'un cœur massif (environ cent mille ans), (ii) lente accrétion de gaz par le cœur (plusieurs millions d'années), (iii) accrétion exponentielle et effondrement (environ cent mille ans) (voir figure 1.6). Un autre modèle par Boss (1997, 2000) propose que les planètes géantes se forment par instabilité gravitationnelle dans le disque proto-planétaire, ce qui a l'avantage de former une planète sur un temps très court, sans la (trop) lente deuxième phase du modèle d'accrétion de cœur; cependant, ce modèle explique difficilement les masses, obliquités, et compositions des planètes géantes. Au contraire, le modèle d'accrétion de cœur est renforcé par la présence d'un cœur dense de 10 à 25  $M_{\oplus}$  dans Saturne et d'un cœur solide de 10 à 15  $M_{\oplus}$  dans Uranus et Neptune. Le cas de Jupiter est plus complexe, car il pourrait avoir un petit cœur de moins de 10  $M_{\oplus}$ , ou pas, mais son cœur pourrait avoir été érodé par l'enveloppe (Guillot, 2005). En parallèle, Alibert et al. (2005,?) proposent un modèle d'accrétion dans lequel le temps de formation est réduit (ce qui le rend en accord avec les durées de vie typiques de disques observés) et la composition chimique globale de Jupiter et Saturne est reproduite aux incertitudes près.

La formation d'un cœur massif nécessite une grande quantité de solides. Elle est donc favorisée si l'eau, qui est une molécule abondante, se trouve sous la forme de glace plutôt que de vapeur. Or, la température dans le disque est une fonction décroissante de la distance à l'étoile centrale, de sorte qu'il existe un rayon au delà duquel l'eau condense et devant lequel elle se sublime. Cette limite est appelée la *ligne des glaces* (*snowline* en anglais). Autour d'une étoile comme le Soleil, cette ligne des glaces se situe à environ 3–5 UA. Ceci implique qu'il est plus facile de former une planète géante juste derrière la ligne des glaces que près de l'étoile centrale. Cela est en accord avec la structure du système solaire. Une autre conséquence est que les planétésimaux formés au delà de la ligne des glaces sont riches en glace, tandis que ceux formés plus près du Soleil sont pauvres en glace. Cela correspond à la différence entre une comète et un astéroïde, là encore en accord avec la structure du système solaire.

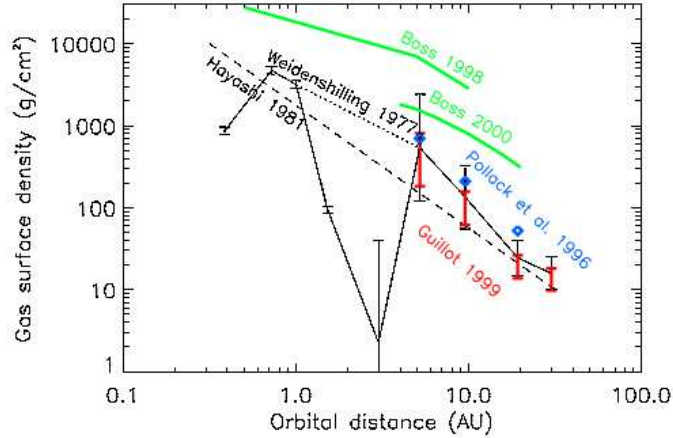


Figure 1.7: Le profil de densité de la Nébuleuse Solaire de Masse Minimale (ligne tiretée légendée “Hayashi 1981”), en échelle logarithmique. Les points représentent les contraintes données par les masses des planètes. Pour comparaison, la densité requise pour la formation des planètes par instabilité gravitationnelle est représentée par les deux courbes légendées “Boss”.

### 1.2.3 Formation du système solaire

À partir des masses et des positions des planètes, Hayashi (1981) a proposé le concept d’une Nébuleuse Solaire de Masse Minimale (MMSN en anglais). La matière constitutive des planètes est étalée sur un anneau entre les orbites des deux planètes adjacentes, et complétée d’autres éléments pour reproduire la composition solaire. Cela donne un disque protoplanétaire, dont la densité est proportionnelle à  $r^{-3/2}$  et qui a la même composition que le Soleil. La figure 1.7 montre le profil de densité de la MMSN (ligne pointillée). Les points avec les barres d’erreurs correspondent aux densités requises pour former chaque planète du système solaire (estimées par différents auteurs). Notons que dans la MMSN, on suppose que les planètes se sont formées là où elles orbitent actuellement.

Cette théorie était très satisfaisante. Elle est résumée symboliquement par le petit strip de la figure 1.8. Tous les mécanismes invoqués sont assez généraux pour que l’on s’attende à découvrir d’autres systèmes planétaires semblables au nôtre autour d’autres étoiles.

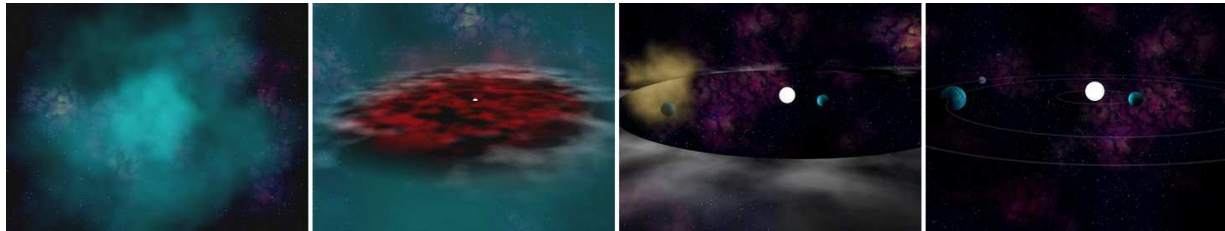


Figure 1.8: Résumé graphique de la formation planétaire. De gauche à droite: un nuage moléculaire, qui s’effondre en une proto-étoile entourée d’un disque, dans lequel se forment des planètes, avant que le disque ne se dissipe.

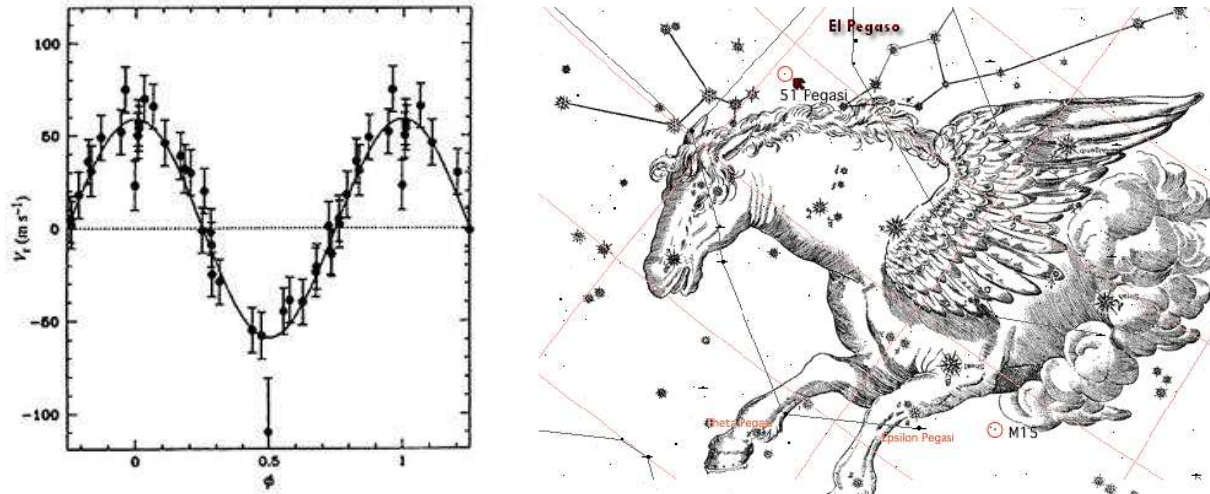


Figure 1.9: Panneau de gauche : Les variations de vitesse radiale de l'étoile 51 Pegasi en mètres par seconde, en fonction du temps en orbites planétaires.

Panneau de droite : Position de 51 Pegasi dans le ciel, dans la constellation de Pégase.

### 1.2.4 Surprenantes exoplanètes

En 1995, la première planète située autour d'une autre étoile que le Soleil (*exoplanète*) a été détectée par Michel Mayor et Didier Queloz à l'Observatoire de Haute-Provence autour de l'étoile 51 Pegasi. Cette détection a été réalisée en utilisant la technique des vitesses radiales. Cela consiste en l'étude des variations de la vitesse de l'étoile projetée sur la ligne de visée (vitesse radiale, qui peut être déterminée par effet Doppler). Si l'étoile a un compagnon planétaire, la planète et l'étoile tournent autour du centre de gravité du système. Ainsi, la planète fait se rapprocher et s'éloigner l'étoile de l'observateur. Les variations de la vitesse radiale de 51 Pegasi sont montrées sur la figure 1.9 en fonction du temps en unité normalisée ; il y a indéniablement une oscillation de période 1 dans ce diagramme, trahissant la présence d'une planète en orbite autour de l'étoile avec la même période. Étant données la masse de l'étoile (estimée à partir de sa luminosité et couleur), la période orbitale donne le rayon de l'orbite (troisième loi de Kepler). L'amplitude du mouvement de l'étoile donne la masse de la planète – ou plus exactement, sa masse multipliée par le sinus de l'inclinaison du plan orbital par rapport à la ligne de visée.

La première planète découverte en dehors du système solaire a une masse d'environ la moitié de Jupiter (à peu près  $5/3$  de Saturne) : c'est une planète géante (gazeuse?). Sa période orbitale est de 4,23 jours, donc le rayon de son orbite est de seulement 0,056 UA, sept fois plus petit que celui de Mercure ! Cette découverte extrêmement surprenante a été comme un coup de tonnerre pour la plupart des astronomes. Depuis cette date, plus de 200 exoplanètes ont été découvertes. La plupart d'entre elles sont des *Jupiters chauds* : des planètes géantes orbitant très près de leur étoile. Quand une exoplanète transite devant son étoile (comme Vénus devant le Soleil le 8 juin 2004), la diminution de luminosité de l'étoile peut être détectée et quantifiée. C'est un autre moyen de détecter des exoplanètes, et cela donne le rayon de la planète qui transite. De plus, dans le cas d'une planète en transit, le plan de l'orbite contient la ligne de visée, de sorte que la masse exacte peut être mesurée avec la technique de la vitesse radiale. À partir de la masse et du rayon, la densité est aisément déterminée. Les treize exoplanètes en transit connues ont des densités faibles : inférieures à 1 pour neuf d'entre elles, moins de 1,5 pour les quatre

autres<sup>3</sup>. Ce sont donc des planètes géantes gazeuses ; on peut soupçonner que les autres ne sont pas différentes.

Finalement, le système solaire semble être une exception. Toutefois, il faut être bien conscient que les Jupiters chauds sont les planètes les plus faciles à détecter. En fait, les observations actuelles ne permettent pas la détection de planètes terrestres, ni celle de géantes à longue période. Il y a peut-être des analogues au système solaire autour d'autres étoiles qui n'ont pas encore été détectés. Quoiqu'il en soit, le système solaire n'est pas le modèle général des systèmes planétaires.

D'après la théorie présentée précédemment, les Jupiters chauds ne peuvent pas se former où ils orbitent actuellement. Il faut ajouter quelque chose. En fait, la théorie était prête bien avant la découverte de la première exoplanète (Lin and Papaloizou, 1979, 1986; Goldreich and Tremaine, 1980). Les planètes se forment dans des disques protoplanétaires gazeux. Elles acquièrent leur masse finale alors qu'elles sont incluses dans ce disque. Du coup, lors de la formation planétaire, il y a des interactions planète-disque. Via ces interactions, les planètes typiquement perdent du moment cinétique et migrent vers l'intérieur. Bien que des modèles pour la formation locale des Jupiters chauds ont été développés (Bodenheimer et al., 2000), la migration radiale est généralement l'explication de leur existence la plus acceptée : ils se sont formés au delà de la ligne des glaces dans le disque, puis on migré vers leur orbite actuelle. Dans la prochaine section, nous présentons les différents mécanismes de migration.

### 1.3 Interactions planète-disque.

Dans cette section, la nature des interactions planète-disque et la théorie de la migration planétaire sont présentées à un niveau purement descriptif. Plus de détails sont fournis dans le Chapitre 2.

Dans le référentiel centré sur l'étoile centrale, avec les axes pointant sur des étoiles distantes fixes, la planète et les éléments du disque tournent autour de l'étoile, avec une vitesse angulaire  $\Omega$  définie par la troisième loi de Kepler (Eq. (1.1)). Ce référentiel est appelé le *référentiel héliocentrique*. Considérons un repère direct orthonormé centré sur l'étoile, avec l'axe des  $x$  toujours pointé sur la planète et l'axe des  $z$  dans la direction du vecteur moment cinétique de la planète. Ce repère tourne autour de l'étoile à la même vitesse que la planète dans le référentiel héliocentrique. Il est appelé le *repère tournant*. Dans le repère tournant, la planète est immobile ; la vitesse angulaire d'un élément du disque devient :  $\Omega - \Omega_p$ , où l'indice  $p$  rapporte à la planète. Dans ce repère, une période correspond au laps de temps entre deux conjonctions avec la planète : cela s'appelle une période *synodique*. Une période synodique est égale à  $2\pi/|\Omega - \Omega_p|$ . Remarquons que les éléments du disque sur des orbites plus grandes que celle de la planète ont une vitesse angulaire dans le repère héliocentrique  $\Omega$  plus petite que celle que celle de la planète  $\Omega_p$  ; par conséquent, ils ont une vitesse angulaire négative dans le repère tournant : ils semblent orbiter à l'envers. C'est la raison pour laquelle on a employé le symbole de valeur absolue dans l'expression de la période synodique.

#### Échanges de moment cinétique

La planète perturbe le mouvement des éléments de fluide. À la conjonction, un élément de fluide est dévié par la gravité de la planète. Cela le fait osciller autour de son orbite circulaire non-perturbée. Les interférences de ces oscillations forment un sillage spirale à un bras, apparent sur

<sup>3</sup>Pour comparaison, la densité de Jupiter est 1,4 , celle de Saturne 0,7 , et celle de la Terre est 5,5 .

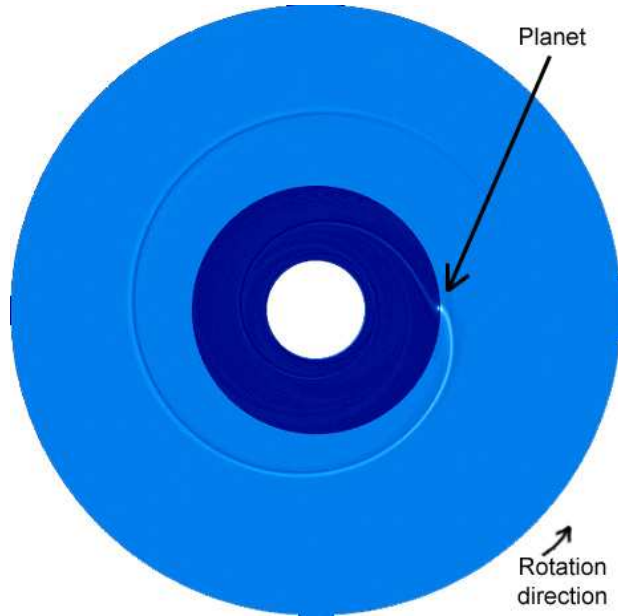


Figure 1.10: Une planète sur une orbite circulaire lance un sillage dans le disque de gaz. Le bleu clair correspond aux surdensités. Le disque interne a été artificiellement assombri pour distinction avec le disque externe.

la figure 1.10. Ce sillage est fixe dans le repère tournant. Il est dirigé vers l'arrière dans le disque interne, et vers l'avant dans le disque externe. La surdensité du sillage et la planète s'attirent gravitationnellement. Ainsi, la planète exerce une force sur le disque externe dans la direction de la rotation, ce qui donne un couple positif. Cela tend à accélérer le disque externe dans le repère héliocentrique et à le repousser loin de l'étoile; réciproquement, cela ralentit la planète dans le repère héliocentrique, et la repousse vers l'étoile. Symétriquement, la planète exerce un couple négatif sur le disque interne qui tend à le ralentir et le pousser vers l'étoile; et réciproquement, le disque interne exerce un couple positif sur la planète et la repousse loin de l'étoile. Tous ces échanges de moment cinétique sont symbolisés ci-dessous :

$$\text{Disque interne} \xrightarrow{\text{m.c.}} \text{Planète} \xrightarrow{\text{m.c.}} \text{Disque externe} . \quad (1.2)$$

Les couples sont proportionnels à la masse de la planète et à l'amplitude du sillage car ils proviennent de leur attraction gravitationnelle mutuelle. L'amplitude du sillage est proportionnelle à la masse de la planète car il est créé par le champ de gravité de la planète. Finalement, les couples sont donc proportionnels au carré de la masse de la planète.

### Migration de type I

L'effet du disque externe sur la planète est toujours plus fort que celui du disque interne, par un facteur indépendant de la masse de la planète, pour des raisons développées en section 2.3. Par conséquent, le résultat pour la planète est un couple total négatif, proportionnel à sa masse au carré. Cela cause une baisse de son moment cinétique spécifique à une vitesse proportionnelle à sa masse  $M_p$ . Le moment cinétique spécifique est  $j = r^2\Omega = \sqrt{GM_*/r}$ . La dérivée de  $j$  par

rapport au temps est donc  $(dj/dt) = \frac{1}{2}\sqrt{GM_*/r}(dr/dt) = \frac{1}{2}r\Omega(dr/dt)$ . Comme  $j$  décroît à un taux proportionnel à  $M_p$ , il en est de même pour  $r_p$ . Ce régime est la *migration de type I*.

### Ouverture d'un sillon

Les couples planétaires repoussent le disque externe vers l'extérieur, et le disque interne vers l'intérieur, c'est-à-dire loin de l'orbite de la planète. Cela tend à séparer les parties interne et externe du disque. Cependant, le gaz a tendance à s'étaler dans les régions vides, et les contraintes internes au disque tendent à aplatir le profil de densité. Ces deux effets s'opposent. Comme les couples planétaires sont proportionnels au carré de la masse de cette dernière, il semble logique que si la planète est assez massive, elle parvient effectivement à repousser le disque et ouvrir un sillon autour de son orbite. Dans les disques protoplanétaires, c'est le cas pour les planètes géantes. Les conditions d'ouverture d'un sillon seront étudiées dans la section 2.5 et le chapitre 4.

### Migration de type II

Une planète qui orbite dans un sillon vide est coincée dedans. En effet, si la planète s'approche du disque externe, elle ressent un couple négatif plus fort de sa part, ce qui la repousse vers l'intérieur. Symétriquement, si la planète se déplace vers l'intérieur par rapport au sillon, elle ressent un couple positif plus fort de la part du disque interne, ce qui la repousse vers l'extérieur. Contrairement à la migration de type I, la planète ne peut donc pas bouger par rapport au disque. Nonobstant, un disque d'accrétion évolue sous l'effet de sa propre viscosité. Typiquement, le disque est accrété par l'étoile centrale tandis que sa partie la plus externe s'étale vers l'extérieur, par conservation du moment cinétique (voir section 2.6.2). Verrouillée dans son sillon, la planète doit suivre cette évolution. Le plus souvent, la zone des planètes se trouve dans la partie du disque qui accrète vers l'étoile centrale (Lin and Papaloizou, 1986). Cela conduit à une migration de la planète vers l'intérieur. Ici, la migration est contrôlée par l'évolution visqueuse du disque; la vitesse de migration est donc proportionnelle à la viscosité (Ward, 1997). Ce régime est la *migration de type II*.

### Migration de type III

Si la planète n'ouvre qu'un sillon partiel, le disque interne et le disque externe sont séparés par une ornière, un creux, qui n'est pas vide de gaz. Dans ce cas, la planète peut se déplacer par rapport au disque: si la planète migre vers l'intérieur par rapport à l'ornière, elle pénètre dans une région qui n'est pas dépletée. Pour maintenir le creux de densité, elle prend du gaz dans le disque interne et l'envoie vers l'extérieur à travers le sillon qui n'est pas étanche. Ce faisant, la planète donne du moment cinétique au gaz. Cela accélère sa perte de moment cinétique, c'est-à-dire sa migration vers l'intérieur. Sous certaines conditions, le processus s'emballe et mène à une accélération exponentielle de la migration (Masset and Papaloizou, 2003, section 2.4.2). Ce régime emballé est appelé *migration de type III*.

La migration de type III peut être dirigée aussi bien vers l'intérieur que vers l'extérieur, selon les conditions initiales. La migration ne peut toutefois pas être infiniment rapide et cela s'arrête à un certain point. Toutefois, ce type de migration peut complètement changer le rayon de l'orbite d'une planète en quelques orbites.

## Migration stochastique

Enfin, dans les disques turbulents où la densité a de grandes fluctuations, le couple senti par la planète fluctue aussi. Le résultat pour les planètes de faible masse qui n'ouvrent pas de sillon est une migration stochastique, en marche aléatoire. On pourrait penser que le couple stochastique ne fait que se superposer au couple classique. Dans ce cas, la marche aléatoire ne serait que du bruit sur la migration de type I classique. Pourtant, cela ne semble pas être le cas dans les simulations numériques (Nelson, 2005) bien que la raison n'en est pas très bien comprise. La migration de type I est-elle détruite est remplacée par la migration stochastique dans les disques turbulents? Cela reste une question ouverte. Toutefois, dans ce travail, nous ne considérons que des disques laminaires dans lesquels le flot n'est pas turbulent. C'est pourquoi nous ne nous intéresserons pas ici à ce régime.

## 1.4 Problématique et plan de la thèse

Les interactions planète-disque mentionnées ci-dessus montrent que les planètes ne se forment pas nécessairement sur leur orbite finale. En fait, elles migrent très probablement durant leur croissance jusqu'à ce que le disque se dissipe. Dans cette section, nous traitons de l'influence de la théorie de la migration planétaire sur la formation des planètes, et du système solaire en particulier.

### 1.4.1 Migration et formation planétaire, problèmes généraux

En migration de type I, plus la planète est massive, plus elle migre vite. L'échelle de temps pour la migration jusqu'à l'étoile centrale est plus courte que le temps de vie du disque pour des planètes plus massives que Mars (voir chapitre 2 pour les calculs détaillés). C'est un gros problème pour la théorie de formation planétaire. S'il est possible que les planètes telluriques se forment après la dissipation du gaz, les cœurs de planètes géantes doivent être apparus en présence d'un disque massif, puisqu'ils ont accreté une massive atmosphère d'hydrogène. La phase (ii) du modèle d'accrétion de cœur est particulièrement critique : dans cette phase, l'embryon de planète géante a une masse d'environ  $20 M_{\oplus}$  et accrète doucement un atmosphère gazeuse sur plusieurs millions d'années. Le cœur n'est pas assez massif pour ouvrir un sillon, mais suffisamment pour que la migration de type I le précipite sur l'étoile centrale en environ cent mille ans, donc bien avant qu'il n'accrète son atmosphère (figure 1.6).

Cette théorie ne peut donc pas expliquer l'existence des planètes géantes gazeuses. Une solution possible à ce problème est discutée dans le chapitre 3, où nous présentons l'idée d'un *piège à planète* dans le disque. Nous montrons qu'un saut de densité sur une petite distance constitue une barrière efficace pour des embryons migrants. Capturés là, les embryons pourraient fusionner et accréter une atmosphère gazeuse sans souffrir de migration de type I.

Une fois son atmosphère massive accrétée, la planète ouvre un sillon dans le disque (ce qui détruit le piège). Le processus d'ouverture du sillon n'était pas très bien décrit dans la littérature, et la théorie communément admise (voir section 2.5) n'était pas cohérente avec les simulations numériques. Avec une nouvelle approche, nous avons trouvé un critère d'ouverture de sillon qui implique en même temps les trois paramètres du problème : la masse de la planète, le rapport d'aspect du disque, et la viscosité du gaz. Ce travail est l'objet du chapitre 4.

Si pour quelque raison (l'existence d'un piège à planète, ou un autre mécanisme présenté dans la littérature, ou encore à découvrir) un cœur massif évite la migration de type I jusqu'à ce

qu'il accrète une atmosphère massive et ouvre un sillon, il devrait être sujet à de la migration de type II. Ceci conduit la planète vers l'étoile en un temps de l'ordre de l'évolution du disque. Cela explique de manière assez satisfaisante la présence des Jupiter chauds. Mais c'est un nouveau gros problème pour la formation des planètes géantes 'normales', dont Jupiter, Saturne, et quelques exoplanètes récemment découvertes à des distances de l'ordre de 3-5 UAs de leur étoile. Comment ces planètes peuvent-elles éviter la migration de type II? Cette question est l'objet des chapitres 6 et 7. Nous montrons que sous certaines conditions, les planètes géantes peuvent se découpler de l'évolution du disque. L'accrétion du gaz sur l'étoile centrale peut avoir lieu à travers l'orbite de la planète sans pour autant pousser sensiblement cette dernière vers l'intérieur.

Toutefois, avant que de chercher un moyen d'arrêter la migration de type II, il nous faut élaborer un outil performant pour des simulations numériques fiables de ce type de migration. Dans les codes hydrodynamiques classiques, seule une partie limitée du disque est considérée, pour d'évidentes raisons de temps de calcul. Ainsi, l'évolution globale du disque, qui détermine la migration de type II, ne peut pas être prise en compte. Pour résoudre ce problème, nous avons amélioré le schéma classique en entourant l'anneau étudié d'une grille simplifiée dans laquelle l'évolution du disque peut être calculée sur toute l'étendue du disque, pour un coût en temps de calcul négligeable. Cet algorithme est présenté dans le chapitre 5.

### 1.4.2 Structure du système solaire et contraintes

La structure complexe du système solaire impose de fortes contraintes sur l'éventuelle migration de Jupiter et Saturne. Les propriétés de la ceinture d'astéroïdes entre Mars et Jupiter, en particulier son partage assez fin en types taxonomiques montre que Jupiter n'a jamais orbité dans cette région. Sinon, la planète géante aurait dépleté la ceinture et mélangé les astéroïdes survivants beaucoup plus que ce que l'on observe. Une autre ceinture dans le système solaire, appelée la ceinture de Kuiper, se trouve autour de 40 UA du Soleil, au delà de l'orbite de Neptune. La ceinture de Kuiper a une structure encore plus riche que la ceinture principale d'astéroïdes ; en particulier, l'existence d'une population 'froide' exclut le passage d'une planète géante dans cette zone. Ainsi, les 4 planètes géantes, actuellement en orbite à 5,2 , 9,6 , 19 , et 30 UA, ont dû se former entre 4 et 35 UA. Il n'y a quasiment pas de marge pour de la migration de type II dans le système solaire.

Plus précisément, un récent modèle élaboré à Nice en 2004 et publié en 3 articles dans *Nature* (Tsiganis et al., 2005; Gomes et al., 2005; Morbidelli et al., 2005) impose des contraintes encore plus fortes. Ce modèle suppose une configuration initiale compacte du système solaire externe. Après la disparition du disque de gaz, les 4 géantes devraient s'être trouvées sur des orbites circulaires coplanaires de rayon approximativement 5,45 , 8,2 , 11-13, et 14-17 UAs. En particulier, Saturne devrait se trouver plus proche de Jupiter que leur résonance de moyen mouvement 2:1 mutuelle (où la période orbitale de Saturne est exactement le double de celle de Jupiter, et donc le rayon de son orbite est 1,6 fois celui de Jupiter). Un disque de planétésimaux devrait entourer ce système compact, à partir d'environ 1,5 UA de la planète la plus externe, jusqu'à  $\sim 35$  UAs, pour une masse totale de  $\sim 35M_{\oplus}$ . Dans ces conditions, les planétésimaux au bord interne de ce disque sont perturbés par Neptune et ont des rencontres proches avec les planètes qui les éjectent. En moyenne, cela fait migrer Neptune, Uranus et Saturne vers l'extérieur, et Jupiter vers l'intérieur. Ce processus est très lent, dominé par le taux d'échappement des planétésimaux du disque. Cette lente migration se déroule sur plusieurs centaines de millions d'années, jusqu'à ce que Jupiter et Saturne croisent leur résonance de moyen mouvement 2:1. Cette résonance excite l'excentricité des planètes, ce qui déstabilise tout le système des quatre planètes. Les

orbites deviennent chaotiques et commencent à s'approcher mutuellement. Uranus et Neptune sont éjectées vers l'extérieur sur des orbites très excentriques ( $e \sim 0,3-0,4$ ) qui pénètrent profondément dans le disque. Cela déstabilise tout le disque de planétésimaux et entraîne le Grand Bombardement Tardif (LHB en anglais). Il s'agit d'un événement cataclysmique caractérisé par un fort taux d'impact sur toutes les planètes, qui explique la formation des bassins lunaires ; il a eu lieu entre il y a 4 et 3,8 milliards d'années (soit à peu près 600 millions d'années après la formation des planètes). Les interactions avec les planétésimaux amortissent les excentricités des planètes, ce qui restabilise le système planétaire, tout en forçant une dernière migration. Les planètes rejoignent finalement leurs orbites actuelles quand l'essentiel du disque a été éliminé. Les simulations montrent que ce modèle explique, outre le LHB, l'architecture orbitale des planètes géantes du système solaire, en particulier leurs excentricités et espacement.

Si ce modèle est vrai, il est clair que lors de leur formation à l'intérieur du disque, Jupiter, Saturne, Uranus, et Neptune ont à peine migré. De plus, Jupiter et Saturne orbitaient probablement à l'intérieur de leur résonance 2:1 sur des orbites circulaires après la disparition du disque. Dans le chapitre 7, nous étudions en détail un mécanisme, présenté pour la première fois par Masset & Snellgrove (2001), qui permet d'arrêter ou renverser la migration de type II de deux planètes pourvu qu'elles soient assez proches et que la plus externe soit la plus légère. En particulier dans le cas de Jupiter et Saturne, nous obtenons une solution stationnaire pour des paramètres raisonnables du disque, avec Saturne à l'intérieur de la résonance de moyen mouvement 2:1 avec Jupiter.

Enfin, en conclusion de cette thèse, nous discutons un scénario de formation du système solaire externe qui semble cohérent du point de vue de la dynamique, à la lumière de ce que nous avons vu.