



Instituto Superior Técnico
Engenharia Física Tecnológica

**Sobre a origem e
a evolução do
Sistema Solar**

Diego Rybski

Data de entrega: 13.3.2000

Cadeira de Física do Globo

(1º semestre 1999/2000)

Prof. João Fonseca

Índice

1. Prefácio
2. Sobre a origem e evolução do Sistema Solar
 - 2.1 Introdução
 - 2.2 As três ideias principais
 - 2.2.1 Critérios
 - 2.2.2 Teorias de maré
 - 2.2.3 Teorias de aglomeração
 - 2.2.4 Teorias de nebulosa
 - 2.3 Uma sequência possível de eventos
 - 2.3.1 A nebulosa primitiva
 - 2.3.2 Estrutura do disco protoplanetário
 - 2.3.3 O critério de Roche
 - 2.3.4 Formação de grãos: sequência de condensação
 - 2.3.5 O Acréscimo de grãos por causa da condensação
 - 2.3.6 O colapso de grãos em direcção ao plano equatorial
 - 2.3.7 A formação de planetas através de aglomeração
3. Simulação com o programa GSTIRN-C
 - 3.1 Introdução
 - 3.2 Descrição do programa
 - 3.2.1 Problema
 - 3.2.2 Resolução usando o método de Euler-Cauchy
 - 3.2.3 Implementação do algoritmo
 - 3.2.4 Impacto
 - 3.3 Simulação
 - 3.4 Resultados
4. Outros aspectos
 - 4.1 O efeito do vento solar em partículas pequenas
 - 4.2 A relação de Titius-Bode: lei ou coincidência?
 - 4.3 Outros sistemas solares
 - 4.4 Estabilidade do sistema solar
5. Bibliografia
6. Anexo

1. Prefácio

A origem do Universo, do Sistema Solar e da vida terrestre são os problemas fundamentais da questão de onde nós viemos. Como esta questão também é filosófica os primeiros a pensar nela foram os filósofos. Ela é palpitante e o ser humano sempre se preocupou com ela. Embora existam várias teorias de grande aceitação no mundo científico, ainda hoje sobram muitas dúvidas que continuam fazendo parte da pesquisa recente nas áreas da Cosmologia, da Astrofísica e da Bio-Química.

Este trabalho, dedicado à origem e à evolução do Sistema Solar, apenas dá uma breve introdução, pois esta área é muito extensa e suficiente para encher livros inteiros como no caso do de S. Taylor. Uma descrição do Sistema Solar actual foi deixado de fora, pois as características fundamentais fazem parte da cultura geral de um físico. Além disso informações sobre o Sistema Solar encontram-se em qualquer livro astronómico e em vários sites na Internet, como por exemplo na página 'The Nine Planets'.

2. Sobre a origem e evolução do Sistema Solar

2.1 Introdução

A questão da origem do Sistema Solar tem duas dificuldades principais. A primeira é o facto de que só temos um sistema planetário para estudar. Apesar de já terem sido descobertos outros sistemas, estes oferecem muito poucas informações (este assunto vai ser discutido no ponto 3.6). Por isto um tratamento estatístico, que é bem sucedido no levantamento de teorias sobre a evolução de estrelas, aqui ainda não pode ser aplicado, pois acontecimentos improváveis sempre podem ocorrer um dia.

Um pouco de esperança no problema da singularidade pode surgir na consideração dos satélites. Os sistemas regulares dos satélites dos planetas gigantes, muitas vezes são considerados como sistemas solares em miniatura, um hábito praticado já por Galileo, que observou as luas de Júpiter. Contudo, não há evidência de um processo uniforme para a formação de satélites. Os sistemas regulares que progridem de Júpiter, Saturno, Úranus e Neptuno, não se relacionam. Eles poderiam perfeitamente pertencer a sistemas planetários distintos, pelo que proporcionam pouca informação na procura de princípios gerais para a formação de sistemas planetários.

O segundo problema surge por causa do estado inicial desconhecido. Nós vemos apenas o produto final e temos que determinar não só o caminho evolucionário, mas também o ponto inicial. Como também na evolução biológica terrestre, as teorias são múltiplas. A variação ampla de explicações, que foram propostas, refletem estas incertezas.

Dois factores constituem a evidência de uma origem comum do Sol e dos planetas: A distância do Sistema Solar à estrela mais próxima e de cerca 50000 vezes as dimensões do próprio Sistema Solar. E o sistema inteiro fica num plano, com a maioria dos corpos orbitando o Sol e tendo a rotação no mesmo sentido. Uma configuração como esta é diferente do resultado de uma aglomeração aleatória de um conjunto diverso de objectos. Este conceito de uma origem comum faz parte do consenso geral sobre o Sistema Solar dos últimos 200 anos.

Historicamente, as teorias da origem do Sistema Solar, embora sendo diversas, podem ser classificadas em três categorias:

1. Teorias de maré (Tidal theories), em que a formação dos planetas ocorre com material extraído do Sol ou de uma estrela passante, depois de estes corpos terem sido formados.
2. Teorias de aglomeração (Accretion theories), em que material do espaço inter-estelar é capturado pelo Sol.
3. Teorias de nebulosa (Nebula theories), em que os planetas se formam directamente, ou concordantemente, ou consequentemente, da mesma nuvem do que o Sol.

2.2 As três ideias principais

2.2.1 Critérios

A tabela 2.1 mostra algumas características do Sistema Solar. Uma teoria deve ser capaz de explicar a maioria dos tópicos, de preferência todos. Se um modelo não toma conta de alguns destes aspectos não é muito grave, talvez a teoria esteja pouco desenvolvida ou pode ser que um processo físico não tenha sido ainda bem compreendido.

1	O Sol consiste quase inteiramente de Hidrogénio e Hélio.
2	As órbitas dos planetas encontram-se quase no mesmo plano e a posição do Sol é perto do centro das órbitas.
3	Os planetas circulam à volta do Sol no mesmo sentido da sua rotação (chamado sentido 'prograde').
4	O eixo de rotação do Sol tem uma pequena mas significativa inclinação de 7.2° em relação ao plano eclíptico (o plano da órbita terrestre).
5	O Sol tem 99.8% da massa do Sistema Solar, mas tem apenas 0.5% do momento angular total.
6	As rotações axiais de seis dos planetas maiores são 'progrades' com inclinações axiais moderadas. As rotações de Vênus, Urano e Plutão são 'retrogrades'.
7	Os planetas internos têm massa pequena e consistem de material rochoso, incluindo ferro e componentes férricas. Quanto mais perto do Sol, mais resistente ao calor é a sua composição.
8	Os gigantes (planetas externos) têm uma grande massa e a composição é dominada por Hidrogénio, Hélio e material gelado. As massas decrescem de Júpiter, para Saturno, para Urano/Neptuno.

9	Os asteroídes são pequenos corpos rochosos em grande número que se concentram entre Marte e Júpiter.
10	Os cometas, pequenos corpos rochosos, são ainda mais numerosos e encontram-se atrás de Neptuno em duas populações: o cinto de Edgeworth-Kuiper e a nuvem de Oort.
11	Os gigantes têm famílias grandes de satélites que são corpos rochosos ou gelo-rochosos.

tabela 2.1

2.2.2 Teorias de maré

A primeira teoria catastrófica da formação do Sistema Solar foi proposto pelo naturalista Buffon. Ele sugeriu que o Sistema Solar se criou a partir de uma ejeção de material solar, causada por uma colisão do Sol com um cometa há 70000 anos. Nessa época a natureza e a massa dos cometas eram completamente desconhecidos. As massas dos cometas foram estimadas por 0.1 da massa solar. Quando a verdadeira ordem de grandeza das massas dos cometas se estabeleceu, esta teoria foi abandonada e o cometa foi substituído por uma estrela passante. Em



Buffon, Georges-Louis Leclerc, Count (Comte) de (1707-1788)

1880 Bickerton, em 1901 Chamberlain e em 1905 Moulton explicavam a formação dos planetas pela condensação de material que o Sol perdeu. A força gravítica no instante mais próximo tirou um filamento de material solar e este organizou-se com considerável momento angular nas órbitas à volta do Sol. Assim, a hipótese de Chamberlain-Moulton tentou resolver o problema de outros modelos, o do momento angular do Sol. Nestes a rotação equatorial excede 400km/h em vez dos 2km/h que se observem.

Mesmo com a introdução das teorias de maré que levam em conta o momento angular dos planetas, ainda apareciam dificuldades com este problema. Foi mostrado logo, que a quantidade de energia transferida por uma estrela passante, seria suficiente para o filamento sumir completamente, dispersando-se antes de uma condensação para corpos planetários. Outro aspecto é que a formação tem que ocorrer entre uma distância de quatro raios solares. Mercúrio encontra-se a 60 raios e mesmo os sistemas regulares de satélites dos gigantes saiem fora do limite.

Outro problema destas teorias é que as composições dos planetas são muito diferentes da composição do Sol actual. O material do qual os planetas constistem (especialmente os internos) não pode ter sido residente no Sol por um período extenso, por causa das reacções termonucleares. Então, a formação dos planetas teria que ocorrer mais ou menos imediatamente após a formação do Sol. Parece que os planetas e o Sol foram formados com

um intervalo de 10^8 anos entre si. Então as hipóteses de maré requerem dois processos independentes consecutivos: a formação do Sol e a aproximação de uma outra estrela.

A dificuldade principal é que a distribuição actual das estrelas torna a possibilidade de uma aproximação altamente improvável. Uma solução seria a alternativa em que o Sol originalmente era uma estrela de um par binário. Outra tentativa foi considerada um parceiro que se desenvolveu para uma 'nova' ou 'supernova'.

O problema fatal para as teorias de maré continua sendo o facto de que um filamento de material dispersaria antes de condensar.

2.2.3 Teorias de aglomeração

Estas teorias consideram a possibilidade de que o Sol atrai material do espaço inter-estelar. Assim uma conexão entre as composições do material do Sol e duma nebulosa não é exigente. Para evitar o colapso desta matéria para o Sol, é necessária uma outra estrela perto que faça uma distorção e forneça um momento angular ao material. De acordo com Schmidt, esta configuração permite a condensação do material inter-estelar para planetas.

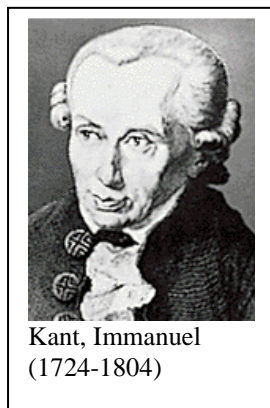
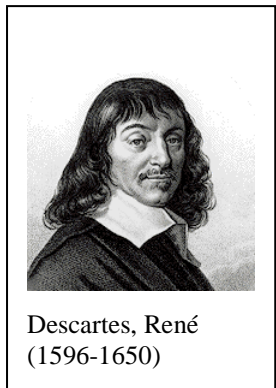
No modelo de Alfvén e Arrhenius o Sol teve um encontro com duas nebulosas, uma consistindo de grãos não-voláteis que formam os planetas internos e a outra consistindo de Hidrogénio que deu origem aos planetas gigantes. De acordo com Alfvén, colisões de partículas levam à formação de jactos de material que podiam ter formado os planetas. Esta ideia foi rejeitada por outros autores (Lynden-Bell e Pringle; Brahic; Goldreich e Tremaine), que mostraram que as colisões iam causar uma dispersão das partículas, excepto no caso dum anel confinado por um ou mais satélites.

Outros cientistas (Pendred e Williams) propuseram uma aglomeração dum anel de material à volta do Sol no estado final do desenvolvimento solar. Eles conseguiram obter uma concordância satisfatória para as massas dos planetas. A vantagem principal destes hipóteses é que o problema da abundância de elementos leves é considerado. A desvantagem é que o Sol e o material inter-estelar podem ter composições diferentes.

Uma hipótese completamente distinta propôs que o material da nebulosa fosse um plasma, porque então a aglomeração é dominada por efeitos de ionização. A objecção fatal a estes modelos é a falta de qualquer correlação entre as abundâncias e os potenciais de ionização dos elementos.

2.2.4 Teorias de nebulosa

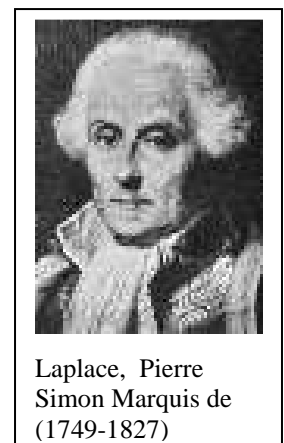
Em 1644 Descartes postulou que o universo continha muitos tubilhões circulares - por isto estes modelos também se chamam baseado em turbulências. Material aglomera-se no centro do vórtice para formar o Sol, enquanto partículas grossas (antecessores dos planetesimais?) são capturados para formar os planetas. Satélites formam-se em vórtices secundários rodeando os planetas. O trabalho de Descartes consistia, ao contrário a aquele pouco depois de Newton (1643-1727), num processo evolucionário, mas distinguiu-se por causa de uma falta de rigor quantitativo. O sucessor intelectual de Descartes foi von Weizsäcker (como também ter Haar, Kuiper, Whipple, McCrea) que propôs 300 anos depois uma sequência regular de vórtices.



O conceito de uma nebulosa primitiva, de que ambos, o Sol e o sistema de planetas, resultam, foi proposto por Kant e Laplace. A nebulosa contrai-se por causa da gravitação e a velocidade angular cresce até ao colapso para um disco. Subsequentemente este divide-se em anéis de gás, que se condensam em planetas e satélites.

O modelo de Kant para a origem do Sistema Solar baseou-se fortemente em analogias com as galaxias. Começa com uma distribuição caótica de partículas com pequenas variações nas densidades. Estas aglomeram material e crescem ao longo do tempo. O material é suposto rodar e evoluir para um disco plano em rotação. O Sol forma-se no centro e os planetas surgem de condensações secundárias no disco. Postulou também a existência de vários planetas adicionais para além da órbita de Saturno, mesmo estes tendo grandes excentricidades com uma transição gradual até aos cometas. Kant supôs o decrescimento da densidade com a distância e calculou a anormalmente pequena massa do Sol no centro, tendo considerado que o material do Sol era semelhante ao que existe para além de Saturno.

As regularidades do Sistema Solar conhecidas no fim do século XVIII impressionavam Laplace, como Newton já tinha impressionado Newton. Todos os planetas se encontram num plano, todos circulam no mesmo sentido à volta do Sol, os satélites também circulam neste sentido à volta dos planetas e todas as órbitas são quase circulares. Estes aspectos levaram Laplace ao conceito que este sistema surgiu de uma primitiva névem com rotação, a chamada nebulosa solar ('solar



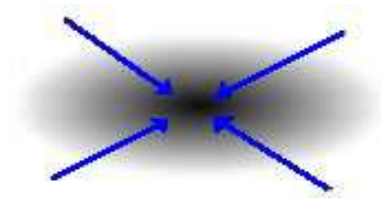
nebulosa'). Newton considerou este Sistema Solar regular como evidência da existência de Deus. Laplace não precisou desta hipótese. A grande vantagem do modelo de Laplace (1796) para a formação do Sol e dos planetas de uma nebulosa solar é que anéis são ejetados sucessivamente durante a contracção da nebulosa. Os anéis, por fim, condensaram para a sequência planetária.

Duas graves objecções apareceram no fim do século XIX. Primeiro, quando Maxwell (1831-1879) mostrou a dificuldade deste modelo em explicar a aglomeração dum planeta a partir de um anel de planetóides. A segunda objecção é o problema do momento angular. A maioria do momento angular do Sistema Solar, de facto, está nos planetas; particularmente em Júpiter (60%) e Saturno (25%). No modelo de Laplace toda a massa da nebulosa se encontra no Sol e nos planetas. Logo o Sol, com 99.8% da massa deveria ter a maioria do momento angular. O período de rotação do Sol no equador é cerca de 26 dias, mas se tivesse o momento angular de todo o Sistema Solar uma volta demoraria apenas meio dia.

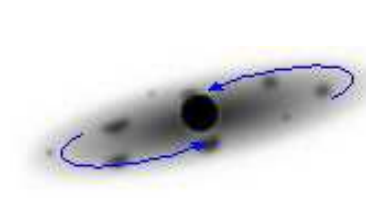
Durante o século XX vários autores modificaram ou expandiram a teoria de Laplace para responder às objecções que surgiram. Uma variação recente da teoria supõe o decrescimento da constante gravitacional G com o tempo (Egyed). Neste cenário o Sol tem uma rotação no limite da instabilidade. Quando G decresce um anel adicional é desagregado. G decresce numa escala de 10^9 anos. Logo esta teoria prevê que os planetas externos teriam que ser comensuravelmente mais velhos. A prova para isto não é óbvia. Também uma transferência de momento angular para fora via acoplamento foi suposta (Hoyle) para tratar o problema do momento angular na teoria de Laplace.

Schatzman considerou o papel do vento solar. Uma estrela com rotação perde massa por causa do fluxo de partículas ao longo das linhas de força associados a um centro de actividade magnética. Isto pode causar o transporte de partículas até 'a' maior do que o raio estelar R . Assim uma pequena perda de massa leva a uma grande perda de momento angular, e isto proporcionalmente a $(a/R)^2$. No caso de a/r ser da ordem de 10, a perda de massa é apenas 0.003 da massa do Sol, mas suficiente para travar o Sol até ter o período de rotação actual.

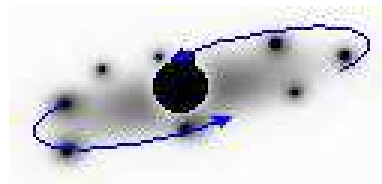
Esta série tenta de dar uma ilustração:



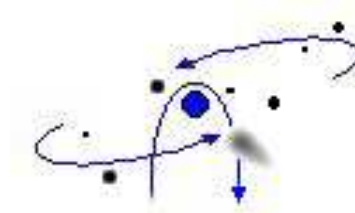
Começo da contração de pó e gás



Rotação e fusão nuclear no centro



concentração sucessiva de material



Sistema Solar actual

2.3 Uma sequência possível de eventos

Esta secção pretende descrever as várias fases na formação do Sistema Solar, baseando-se num modelo de uma nuvem de pequena massa.

2.3.1 A nebulosa primitiva

Inicialmente considera-se uma esfera de gás em rotação e contração com um raio de $10^4 R_S$ (correspondente ao raio do órbita de Plutão), com uma densidade média de $\rho \approx 10^{-12} \rho_S$ (em analogia com as densidades chromoshericas) e constituído principalmente por Hydrogenio molecular e pó. Para um corpo em equilíbrio:

$$\omega^2 R = g_{eq} \quad (2.1)$$

sendo ω a velocidade de rotação e g_{eq} a força gravítica no equador.

Durante a contração do objeto a temperatura cresce provocando a dissociação de H_2 , e o coeficiente da compressão adiabática

$$\gamma = \frac{d \ln p}{d \ln \rho} \quad (2.2)$$

decrece. Pode ser mostrado que há uma instabilidade dinâmica quando γ fica maior do que $4/3$. Isto acontece para $R=100R_S$ depois de um período de mais de 100 anos.

É possível calcular a quantidade de massa no plano equatorial durante a fase de contracção. A relação dinâmica fundamental é

$$\frac{GM}{R^2} = \omega^2 R. \quad (2.3)$$

A equação para a conservação do momento angular é:

$$\frac{d}{dt}(KMR^2\omega) = R^2\omega\frac{dM}{dt} \quad (2.4)$$

que exprime o facto do momento angular ser dissipado apenas no plano equatorial. O momento inercial da estrela que se contrai é KMR^2 . Dividindo os dois termos em (3.4) por $KMR^2\omega$ obtém-se:

$$\left(1 - \frac{1}{K}\right) \frac{1}{M} \frac{dM}{dt} + \frac{2}{R} \frac{dR}{dt} + \frac{1}{\omega} \frac{d\omega}{dt} = 0 \quad (2.5)$$

o que pode ser integrado, originando

$$M^{1-(1/K)} R^2 \omega = \text{const.} \quad (2.6)$$

Agora, derivando e usando (3.3):

$$\frac{M}{M_{fin}} = \left(\frac{R}{R_{fin}}\right)^p \quad \text{com} \quad (2.7)$$

$$\frac{1}{p} = \frac{2}{K} - 3 \quad \text{e} \quad (2.8)$$

$$\frac{M}{M_{fin}} = \left(\frac{\omega}{\omega_{fin}}\right)^q \quad \text{com} \quad (2.9)$$

$$\frac{1}{q} = \frac{3}{K} + 5. \quad (2.10)$$

Em modelos ‘standard’ de estrelas $K=0.04$. A quantidade de material não envolvido na contracção do Sol é da ordem de 10%.

Vamos agora calcular a massa que é necessário para formar os planetas internos e os externos (gigantes). A massa total dos planetas internos é o dobro da massa da Terra, ou seja, $6 \cdot 10^{-6} M_S$. Estes planetas são compostos de material sólido, e por isso nós deveríamos adicionar os gases que escaparam (Hidrogenio, Hélio e componentes gasificados dos corpos planetários) que contabilizam cerca 99% de massa do Sistema Solar. Isto dá uma massa de $6 \cdot 10^{-4} M_S$. A contribuição dos planetas gigantes também tem que ser adicionado e esta quantidade é mais ou menos $2 \cdot 10^{-3} M_S$. A massa total é então da ordem de $3 \cdot 10^{-3} M_S$. É óbvio, que o processo descrito fornece massa suficiente à nuvem primitiva para a formação dos planetas.

2.3.2 Estrutura do disco protoplanetário

Nós começamos com um disco que tem a massa inicial de $10^2 M_S$ e assumimos, que estamos situados numa distância héliocêntrica de cerca de 7 UA (ou seja, entre Júpiter e Saturno). A densidade na superfície é:

$$\rho = \frac{M_S}{\pi \cdot r_S^2} \approx 10^3 \frac{\text{g}}{\text{cm}^3}. \quad (2.11)$$

Para calcular a grossura h do disco na distância r_S , pode-se usar a lei hidrostática (aplicada à altitude z):

$$\frac{dp}{dz} = -\rho_g g_z. \quad (2.12)$$

Fazendo a suposição (que pode ser verificada posteriormente), que a componente vertical g_z de g é principalmente causada pelo campo gravítico do Sol, obtemos:

$$\frac{dp}{dz} = -\rho_g \frac{GM_S}{r_S^2} \cdot \frac{z}{r_S} = -\rho_g \omega^2 z, \quad (2.13)$$

onde G é a constante gravítica e ω a velocidade angular. Por outro lado, sendo

$$p = C^2 \rho_g \quad (2.14)$$

com C sendo a velocidade do som no gás, h pode ser determinado da seguinte maneira:

∞

$$\frac{dp}{dz} \sim \frac{p}{h} \sim \frac{C^2 \rho_g}{h} \sim \rho_g \omega^2 h \quad \text{de onde} \quad (2.15)$$

$$h \sim \frac{C}{\omega} \quad (2.16)$$

∞

com $C \approx 10^5 \text{ cm/s}$ e $\omega \approx 10^{-8} \text{ s}^{-1}$.

Isto dá $h \approx 10^{13} \text{ cm} = 10^{11} \text{ m}$, o que corresponde a um décimo da distância r_S . O disco inicial é plano, mas a grossura não é negligenciável. Nós podemos verificar que a aceleração $(g_z)_D$ do disco é pequena em comparação com a componente solar $(g_z)_S$

$$\frac{(g_z)_D}{(g_z)_S} \sim \frac{G\sigma}{\omega^2 h} \sim \frac{\rho_g}{[M_S/r_S^3]} \sim \frac{h}{r_S} \sim \frac{1}{10}. \quad (2.17)$$

2.3.3 O critério de Roche

Em 1847, Roche mostrou que um satélite em órbita circular à volta de um corpo central, seria destruído pelas forças de maré, quando este se aproximar do corpo central mais do que um determinado limite – o limite de Roche. Para um objeto esférico e rígido, que órbita o Sol, este limite é:

$$\frac{a_R}{R_S} = 2.5 \left(\frac{\rho_S}{\rho_g} \right)^{1/3}. \quad (2.18)$$

A partir desta relação é possível deduzir uma densidade crítica acima de qual a uma dada distância heliocêntrica, uma instabilidade gravitacional vai ocorrer. Em 1982 Brahic descobriu, que esta densidade é da ordem de 10 vezes maior do que a densidade superficial ρ_g . Este resultado mostra, que os planetas não podem ser formados diretamente por instabilidade gravitacional nos modelos de uma nuvem com massa pequena ($10^{-2}M_S$). Uma sequência de eventos deste tipo é apenas possível em modelos com a massa da nebulosa grande ($\sim 10^2 M_S$). Mas então há outro problema: toda esta massa que não é transformada em planetas tem que ser eliminada por algum processo.

2.3.4 Formação de grãos: sequência de condensação

A partir de determinada temperatura a nebulosa começa a arrefecer, o que provoca a condensação de diferentes componentes, iniciando com o mais refractário. Supondo um equilíbrio químico, é possível prever uma sequência de condensação, sendo para isso foram usadas as abundâncias dos elementos medidos no Sol, os dados térmicos e químicos de todas as componentes que sofrem condensação e as reacções entre a fase gasosa e sólida. Isto foi feito pela primeira vez por Grossman em 1972, seguido por Larimer em 1975.

Para um equilíbrio químico entre diferentes fases gasosas obtém-se a seguinte relação para as pressões parciais P_i do gás molecular i :

$$P_i = K_i \prod_j P_j^{v_{ij}}. \quad (2.19)$$

A constante do equilíbrio K_i (função da temperatura) do gás i . De acordo com a lei de acção de massa os valores de P_j são pressões parciais de gases monoatômicos j . E v_{ij} é o coeficiente estequiométrico que indica o número de átomos do elemento j da fase i . A condensação de um sólido k ocorre quando:

$$A_k < \left[K_k \prod_j P_j^{v_{jk}} \right] / P_k. \quad (2.20)$$

Sendo A_k a actividade do sólido k - no caso ideal $A_k=1$.

Finalmente, determina-se a conservação de cada elemento j:

$$N_j = \frac{V}{kT} \left[P_j + \sum_i v_{ij} P_i \right] + \sum_k v_{kj} S_k . \quad (2.21)$$

V é o volume do sistema e S_k o número de moléculas do sólido.

Para a nebulosa solar V é mantido constante. O conjunto de equações dadas em cima leva à sequência de condensação exposta na tabela 2.2 e na figura 2.1.

Case 1 C/O = 0.55 $p = 10^{-3}$ atm			Case 2 C/O = 1.2 $p = 10^{-3}$ atm		
Mineral	Condensation temperature	Solidification temperature	Mineral	Condensation temperature	Solidification temperature
Al_2O_3	1743		TiC	1893	1025
$CaTiO_3$	1677	1409	SiC	1742	1154
melilite	1625	1438	C	1732	871
$MgAl_2O_4$	1533	1391	Fe_3C	1463	1326
Fe-Si	1458		AlN	1390	1234
$CaMgSi_2O_6$	1438		CaS	1385	1040
Mg_2SiO_4	1433		Fe-Si	1326	
Ti_3O_5	1409	1274	Al_2O_3	1235	1229
$CaAl_2Si_2O_8$	1392	1068	$MgAl_2O_4$	1229	1077
$MgSiO_3$	1351		Mg_2SiO_4	1154	
Ti_4O_7	1274	1120	MgS	1131	1100
TiO_2	1120	774	$CaMgSi_2O_6$	1069	
Al_2SiO_5	1068		$CaAl_2Si_2O_8$	1057	1044
$NaAlSi_3O_8$	1028	780	$MgSiO_3$	1054	
$NaAlSi_2O_6$	780		Al_2SiO_3	1045	
$CaTiSiO_5$	774		TiN	1025	910
			$NaAlSi_3O_8$	961	780
			Ti_4O_7	910	862
			TiO_2	862	770
			$NaAlSi_2O_6$	780	
			$CaTiSiO_5$	770	

(After J.M. Lattimer, *Formation des systèmes planétaires*, A. Brahic, ed., CNES/Cepadues, 1982.)

tabela 2.2

Os aspectos importantes são:

1. A ordem de condensação dos elementos é: Al, Ti, Ca, Mg, Si, Fe, Na, S. Os cálculos para temperaturas mais baixas mostram que H, O, C e N só condensam completamente para temperaturas abaixo de 200-300K.
2. Aquelas fases estáveis para a temperatura de cerca 1400K e as abundâncias dos principais elementos correspondem muito bem com as abundâncias medidas nas inclusões em 'C3 chondrites', como o meteorito Allende.

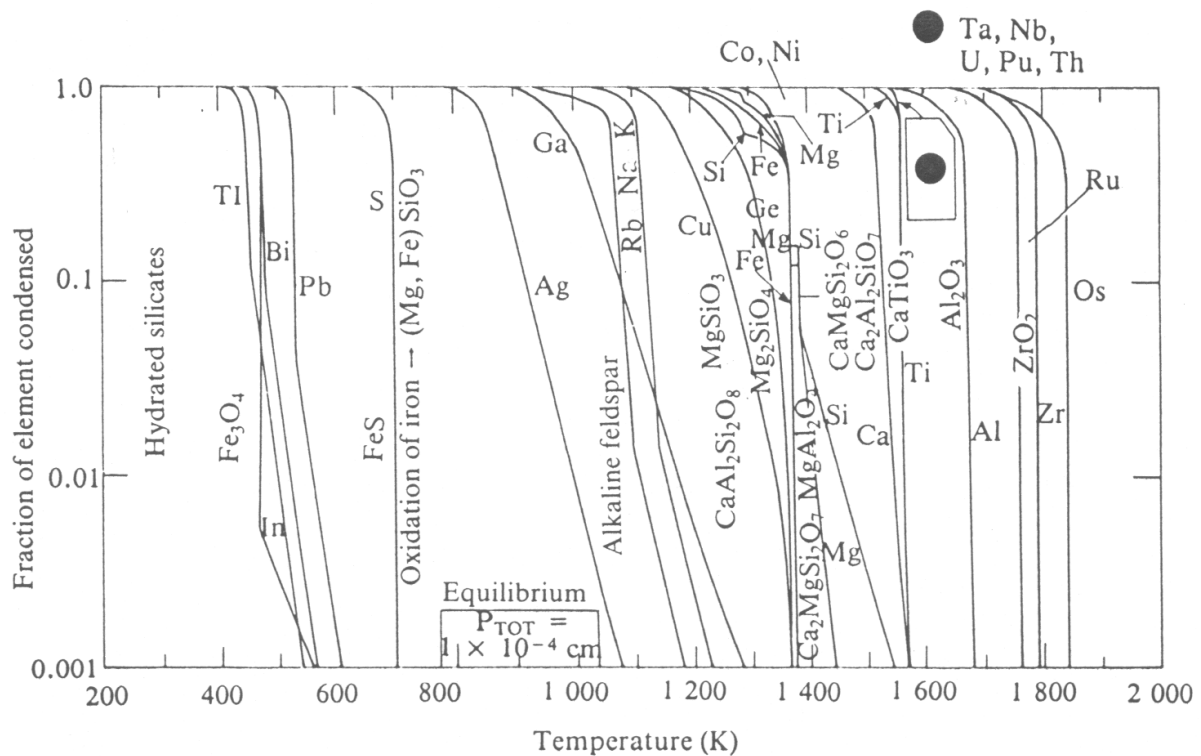


figura 2.1: A sequência de condensação de um gás de composição solar.

[L. Grossman, J. W. Larimer: Review of Geophysics and Space Physics 12, 71 (1974)]

Deve-se notar, que a sequência de condensação depende muito do estado de oxidação do gás inicial. Isto pode ser verificado na razão C/O. Para a nebulosa solar o valor normalmente é 0.55 (ver tabela 2.2). Se a razão recebe o valor 1.2, como encontrado nos envelopes atmosféricos de estrelas carbônicas, a sequência muda completamente (tabela 2.2). Agora a fase mais refractária contém Ti, C e S.

2.3.5 O Acréscimo de grãos por causa da condensação

Para obter uma ideia da velocidade com que os grãos crescem por causa da condensação, assume-se que cada molécula que colide com um grão fica aglomerado a este. Introduzindo α (na ordem de 10^{-2}) como razão entre material condensado e gás, e sendo A a massa molecular (da ordem de 20), obtém-se:

$$\frac{dm}{dt} \sim r^2 \cdot \alpha \rho_g \cdot \frac{C}{A^{1/2}} \quad (2.22)$$

dm/dt é a taxa do crescimento do grão de massa m e do raio r . $C/A^{1/2}$ é a velocidade térmica das moléculas. A massa do grão é

$$m \sim \rho_p r^3, \quad (2.23)$$

sendo ρ_p da ordem de $1g/cm^3$.

Daqui pode ser deduzido, que

$$\frac{dr}{dt} = \frac{\rho_g}{\rho_p} \frac{\alpha C}{A^{1/2}}. \quad (2.24)$$

Com os valores usados anteriormente:

$$\rho_g = \sigma/h \sim 10^{-10} \text{ g/cm}^3 \quad \text{e} \quad (2.25)$$

$$\frac{dr}{dt} \sim 10^{-8}. \quad (2.26)$$

A taxa de crescimento é da ordem de um centímetro por ano. Este mecanismo permite a formação rápida de grãos da ordem de um micron (num tempo que tem a ordem de uma hora).

2.3.6 O colapso de grãos em direcção ao plano equatorial

As partículas sólidas, com massa maior do que a do gás, segem em direcção do plano equatorial. A equação do movimento é:

$$\frac{d^2 z}{dt^2} = -g_z + \frac{F_D}{m} \quad (2.27)$$

Sendo F_D o atrito causado pelo gás.

$$F_D \sim \rho_g C \frac{dz}{dt} r^2. \quad (2.28)$$

Supondo um equilíbrio entre a força gravítica e as forças de fricção:

$$\omega^2 z = \frac{1}{m} \rho_g C \frac{dz}{dt} r^2 = \frac{\rho_g}{\rho_p} \frac{C}{r} \frac{dz}{dt} \quad (2.29)$$

Assim se obtém um tempo característico em que uma partícula chega ao plano equatorial:

$$t \sim \frac{\rho_g C}{\rho_p r \omega^2}. \quad (2.30)$$

Com os valores dados em cima calcula-se que $t \approx 100$ anos. Então, os grãos chegam ao plano equatorial num tempo relativamente curto.

As colisões inelásticas ganham importância quando os corpos sólidos se começam a concentrar no plano equatorial, provocando a diminuição da grossura do disco de pó até uma espessura poucas vezes maior do que as dimensões dos próprios corpos (Brahic).

2.3.7 A formação de planetas através de aglomeração

As colisões inelásticas têm também o efeito de acelerar o acréscimo dos planetóides. Quando estes têm um diâmetro da ordem dos centímetros, adquirem massa recolhendo partículas da

suas órbitas. Sendo m a massa do corpo e r o raio, a taxa do crescimento pode ser expressa como

$$\frac{dm}{dt} = \pi \cdot l^2 \rho_0 V \quad (2.31)$$

onde ρ_0 é a densidade das partículas na órbita do corpo no plano equatorial. πl^2 é a secção eficaz e V a velocidade relativa entre o corpo e as partículas. Por causa do efeito da gravitação, a secção eficaz (πl^2) é maior do que a secção geométrica (πr^2). Para uma interacção com partículas da massa m' e com raio r' (que são pequenos em relação a m e r), nós podemos escrever (Safronov):

$$\pi \cdot l^2 \sim \pi \cdot r^2 (1 + 2\theta) \quad \text{com} \quad (2.32)$$

$$\theta = \frac{Gm}{rV^2}. \quad (2.33)$$

O valor típico do factor θ é da ordem 3 a 7. Isto mostra o facto de a velocidade relativa em média ter a mesma ordem do que a velocidade de fuga do grande corpo. Quanto maior a massa do corpo, ou quanto menor a velocidade relativa, tanto maior é a secção eficaz.

O produto que aparece em (3.31) pode ser expresso como:

$$\rho_0 V = \frac{4\sigma}{P} \quad (2.34)$$

sendo σ a densidade na superfície e P o período orbital da nuvem à volta do Sol.

Como o planeta recolhe material da órbita, a densidade de partículas diminui:

$$\sigma = \sigma_0 \left(1 - \frac{m}{Q}\right) \quad (2.35)$$

A taxa em 1UA é:

$$\frac{dm}{dt} = \frac{4\pi(1+2\theta)}{P} \sigma_0 \left(1 - \frac{m}{Q}\right) r^2. \quad (2.36)$$

Nos estados iniciais de aglomeração m é relativamente pequena em relação a Q . Por isto o acréscimo fica constante e o raio aumenta linearmente com o tempo:

$$r = \frac{\sigma_0(1-2\theta)}{P\delta} t \quad (2.37)$$

Onde δ é a densidade do corpo, suposta constante. Na distância de 1 UA, o acréscimo obtido é da ordem de 20cm por ano (Safronov). Assim, a formação de corpos com centenas de quilómetros de diâmetro é possível em 10^8 anos.

Resumindo, foram analisados dois processos que são capazes de explicar o acréscimo dos planetóides: Num primeiro, a condensação que permite a formação de grãos do tamanho de

microns. E num segundo, a atracção gravítica que permite a formação de planetas do tamanho actual a partir de corpos com um tamanho da ordem de um centímetro. Por causa das velocidades relativamente pequenas (menos de 100m/s), foi surgerido, que nas colisões a aglomeração domina sobre a destruição.

3. Simulação com o programa GSTIRN-C

3.1 Introdução

O programa GSTIRN-C é fruto do trabalho de alguns anos. Sendo assim, não foi preciso escrever um programa inteiro mas apenas fazer algumas modificações.

O objectivo do programa é a simulação do movimento de corpos pontuais através das leis da cinemática e da lei de gravitação de Newton. Para obter um máximo de rapidez foi escolhido a linguagem C. Outra finalidade, foi a de manter o programa o mais geral possível para simular qualquer conjunto de corpos em qualquer instante.

A única limitação é a introdução da possibilidade de um impacto que exclusivamente une as massas afectuadas. Assim os corpos têm dimensões mas no calculo da cinemática eles continuam sendo pontos. Esta opção do impacto foi incluída para poder fazer a simulação descrita no capítulo 5.6.

3.2 Discrição do programa

3.2.1 Problema

Para fazer uma simulação é preciso saber a posição e a velocidade dos corpos num instante t . Isto pode ser feito através das leis cinemáticas para massas pontuais:

$$x = \frac{1}{2} a \cdot t^2 + v_0 \cdot t + x_0$$

No caso da força gravítica em que duas massas se atraem através da chamada lei de Newton,

$$F = G \frac{m_1 \cdot m_2}{r^2}$$

em que F: força

G: constante gravitacional

$m_{1,2}$: as massas dos corpos

r: a distância entre as duas

a aceleração depende do tempo t e da distância r :

$$a = a(t, r)$$

Por que também é válida a segunda lei da cinemática

$$F = m \cdot a$$

com F: força

m: massa

a: aceleração.

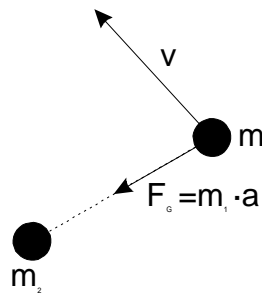


figura 3.1

Substituindo o F e resolvendo para a dá:

$$a = G \frac{m_2}{r^2} \quad \text{com as unidades} \quad \frac{m^3 \cdot kg}{kg \cdot s^2 \cdot m^2} = \frac{m}{s^2}$$

Nesta expressão está implícito a facto de que m_2 é a massa do corpo responsável pelo campo gravítico.

Afinal tem duas equações diferenciais (uma para cada corpo) acopladas pela distância que se calcula com a formula de Pitágoras:

$$r = \sqrt{\sum_{j=1}^3 (x_2^j - x_1^j)^2} \quad (\text{j: coordenada})$$

No caso de um número de corpos maior do que dois é necessário fazer uma adição das acelerações para cada corpo:

$$a_m = \sum_n a_n$$

Aqui a_m é a aceleração que o corpo m sofre causada pelas massas n. Para as velocidades o cálculo é equivalente:

$$v_m = \sum_n v_n$$

De seguida, aplicar-se-á este raciocínio à interacção entre N corpos. Neste caso tem-se N equações diferenciais em que cada uma é acoplada com todas as outras:

$$x_m = \frac{1}{2} \cdot G \cdot \sum_{n=1}^N \frac{m_n}{r_{mn}^2} \cdot t^2 + v_{0m} \cdot t + x_{0m}$$

3.2.2 Resolução usando o método de Euler-Cauchy

Como neste problema não existe uma solução analítica é necessário fazer uma aproximação numérica. O método mais simples é o de Euler-Cauchy:

$$y_{k+1} = y_k + h \cdot f(x_k, y_k)$$

com h constante. Esta aproximação tem um erro de ordem de h^2 . Recorda que este método traz um grande erro consigo, especialmente para um número grande de interações e um h grande.

Mais sofisticado seria o método de Runge-Kutta (desenvolvido em 1895).

Sendo assim, aplicando o método de Euler:

$$v(n+1) = v(n) + \Delta t \cdot a(n)$$

$$x(n+1) = x(n) + \Delta t \cdot v(n)$$

3.2.3 Implementação do algoritmo

As linhas mais importantes do código são expostas abaixo. São aqueles que calculam o movimento descrito anteriormente.

Em primeiro lugar são calculadas as velocidades. Para evitar um calculo duplo das distâncias, os ciclos (loops) têm a seguinte forma:

```
for (a=0;a<r;a++) {
  for (b=a+1;b<=r;b++) {
    dx=x[b]-x[a];
    dy=y[b]-y[a];
    dz=z[b]-z[a];
    d=sqrt((dx*dx)+(dy*dy)+(dz*dz));
    [...]
  }
}
```

Conhecendo a distância entre os corpos a e b , pode-se determinar as velocidades dos dois. Aqui a aceleração já foi substituída e como se trata dos componentes cartesianos foi necessário introduzir o factor dx/d (por exemplo no caso da direcção ao eixo x).

```
vx[a]=vx[a]+(h*g*m[b]*dx/(d*d*d)); vx[b]=vx[b]-(h*g*m[a]*dx/(d*d*d));
vy[a]=vy[a]+(h*g*m[b]*dy/(d*d*d)); vy[b]=vy[b]-(h*g*m[a]*dy/(d*d*d));
vz[a]=vz[a]+(h*g*m[b]*dz/(d*d*d)); vz[b]=vz[b]-(h*g*m[a]*dz/(d*d*d));
}
}
[...]
```

Depois, falta determinar as novas posições para todos os corpos (r é o número do último corpo). Têm-se as seguintes coordenadas da posição:

```
for (a=0;a<=r;a=a+1) {  
    x[a]=x[a]+h*vx[a];  
    y[a]=y[a]+h*vy[a];  
    z[a]=z[a]+h*vz[a];  
}
```

Como nos ciclos anteriores, h é o passo de iterações. Percorrendo uma vez estes ciclos faz todos os corpos mover um passo iterativo.

O código completo do programa encontra-se em anexo. Informações recentes sobre GSTIRN-C dá a página

<http://www.rybski.de/gstirn-c/>

na Internet.

3.2.4 Impacto

Para poder fazer a simulação descrita em 5.6 foi necessário implementar o impacto entre dois corpos, o que resulta na sua aglomeração. Como critério para ocorrência do impacto foi escolhido:

$$d < (r_1 + r_2)$$

Ou seja, quando a distância dos dois corpos pontuais é menor do que a soma dos raios.

Assim um novo corpo é criado e os outros dois desaparecem. A posição do corpo resultante é o centro de massa dos outros no instante do impacto:

$$x_r = \frac{x_1 m_1 + x_2 m_2}{m_1 + m_2} \quad (\text{equivalente para as coordenadas } y \text{ e } z)$$

No programa os raios dos corpos são determinados através da massa e da densidade. Para reconhecer impactos futuros, o raio do novo corpo tem que ser determinado novamente logo depois de cada impacto:

$$r = \sqrt[3]{\frac{3}{4} \frac{1}{\pi} \frac{m}{\rho}}$$

Em que m e ρ se obtêm a partir de:

$$m_r = m_1 + m_2$$

$$\rho_r = \frac{m_1 \rho_1 + m_2 \rho_2}{m_r}$$

Por causa da conservação do momento,

$$p_r = p_1 + p_2 \quad \Leftrightarrow \quad m_r v_r = m_1 v_1 + m_2 v_2$$

a velocidade do corpo resultante é dada por (verifique Fig 3.2):

$$v_r = \frac{m_1 v_1 + m_2 v_2}{m_1 + m_2}$$

Obviamente, no código este vector tem que ser tratado em componentes.

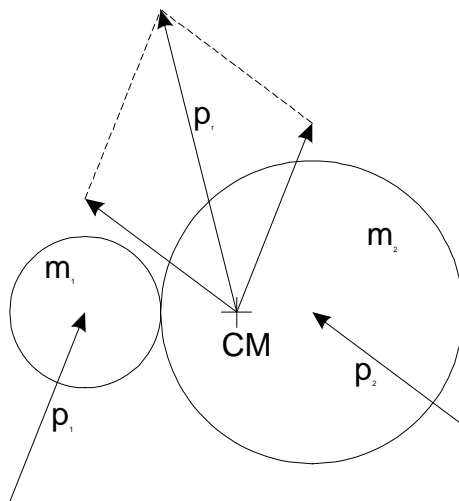


figura 3.2

Os corpos são numerados de 0 a 'r'. Quando há impacto o corpo resultante adquire o número mínimo entre os números dos dois corpos iniciais. Aquele com índice maior vai ser substituído pelo último de todos os corpos. Se este não existe r reduz-se de uma unidade.

Com este rearranjo o número total de corpos diminui e os ciclos são percorridos menos vezes, o que faz o programa mais rápido.

3.3 Simulação

Obviamente, as limitações do programa permitem apenas uma simulação rude. Principalmente a barreira de existir um máximo de 640 corpos limita as possibilidades. Com esta quantidade daria apenas para simular um estado muito tarde de por exemplo um modelo

de nebulosa. Mesmo assim a quantidade total de corpos do Sistema Solar actual excede 640, considerando os asteroídes, o cinto de Edgeworth-Kuiper e a névem de Oort.

Então foi escolhida uma configuração inicial diferente. A ideia desta simulação é simples: põe-se a quantidade máxima de corpos no espaço e vê-se o que acontece. Assim obtém-se apenas um resultado qualitativo e ilustrativo. Ou mais precisamente para verificar, se a ideia da formação de um protodisco dá certo e se um sistema planetário surge afinal.

Uma possibilidade de introduzir um pouco mais de significado físico seria a consideração da conservação da energia mecânica e da massa. Para a soma da energia cinética e da potencial foi obtido o valor $E_t = 5.95 \cdot 10^{35} \text{J}$, usando valores médios das distâncias e das velocidades e considerando apenas as energias potenciais em relação ao Sol.

Provou-se que apenas a energia potencial de uma distribuição aleatória dos 640 corpos com uma massa total de $2 \cdot 10^{30} \text{kg}$, a ordem da massa do Sistema Solar, e num cubo de $(6 \cdot 10^{12} \text{m})^3$, excede E_t com um factor de $1 \cdot 10^6$. Então, ou os cálculos foram mal feitos, ou é preciso ter em conta também de outros tipos de energia, como energia térmica e reacções nucleares, rotação em torno do próprio, radiação e massa emitida ao longo do tempo, etc. para mencionar alguns aspectos que o programa não permite.

Mesmo ignorando este excesso energético e distribuindo uma energia cinética $6 \cdot 10^4$ vezes menor do que o potencial, para obter um colapso, isso não funciona. A densidade de objectos no espaço é tão pequena que não se dão impactos, dominam o 'Swing-By' e um erro iterativo, em que o passo iterativo é maior do que dobro os raios de dois corpos. Assim o processo não progride.

Por estas razões foi escolhido uma configuração mesmo ilustrativa que afinal numericamente não tem semelhança com o Sistema Solar.

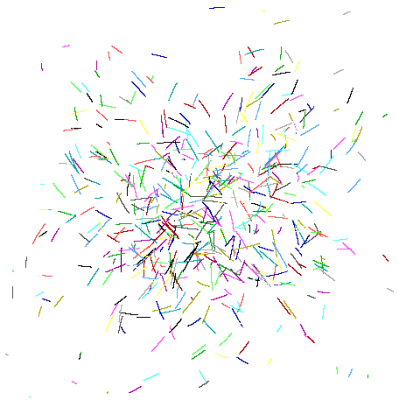
O programa precisa de um conjunto de dados iniciais para fazer a simulação iterativo. Ou seja, as posições, massas, densidades e velocidades iniciais. Com o arquivo 'Neb.xls' de MS Excel foram criados os dados ('Neb.prn'). Foram colocados aleatoriamente 640 corpos num cubo com $(50 \cdot 10^{12} \text{m})^3$ de volume. Os objectos têm a massa total de 10^{13}kg e a densidade varia entre 0.5g/cm^3 e 2g/cm^3 . Como valor máximo para uma componente da velocidade inicial de cada corpo foi escolhido 0.2m/s (e -0.2m/s).

3.4 Resultados

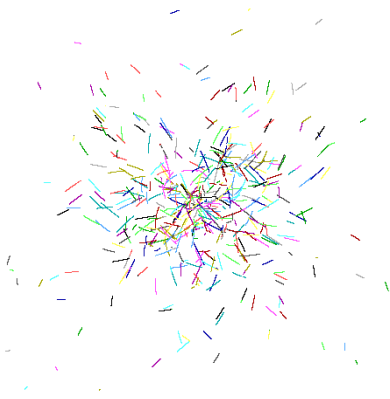
A seguinte sequência de imagens foi feita durante o processo iterativo:



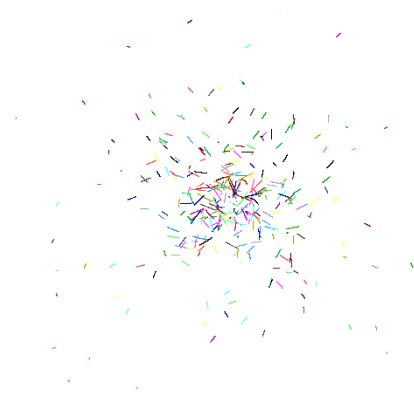
1. 637 corpos



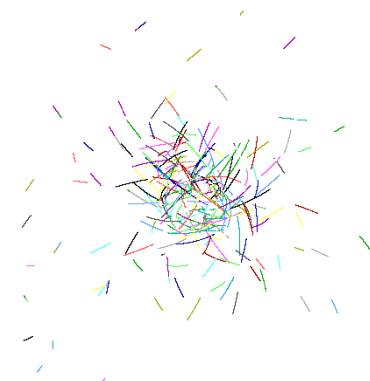
2. 549 corpos



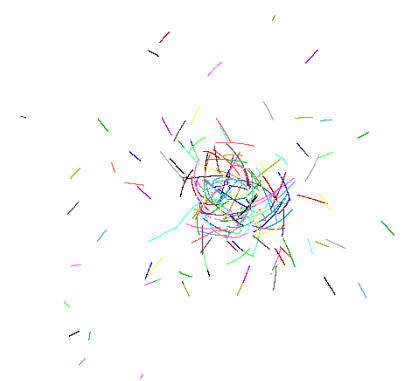
3. 425 corpos



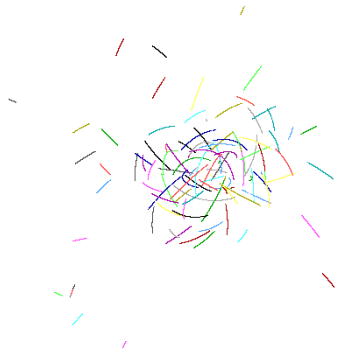
4. 279 corpos



5. 185 copros



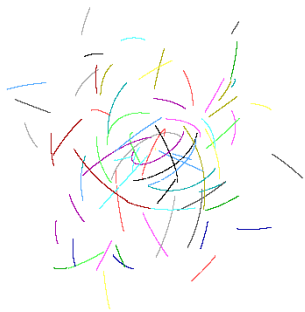
6. 141 corpos



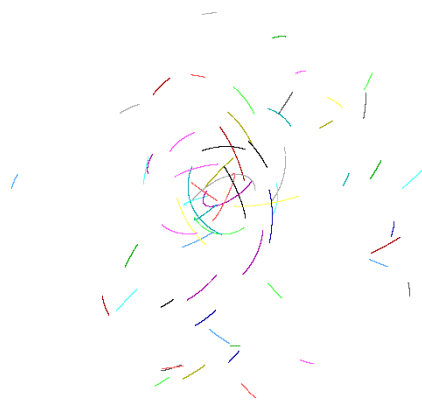
7. 92 corpos



8. 80 corpos



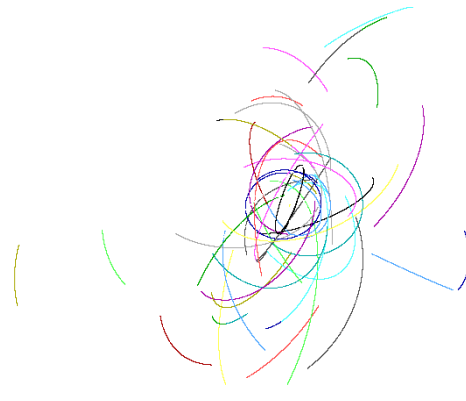
9. 72 corpos



10. 68 corpos



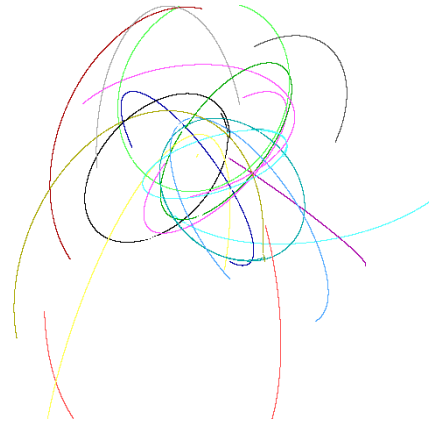
11. 52 corpos



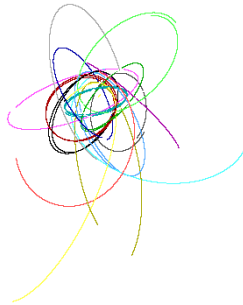
12. 37 corpos



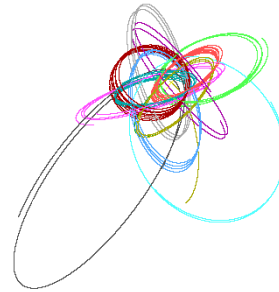
13. 23 corpos



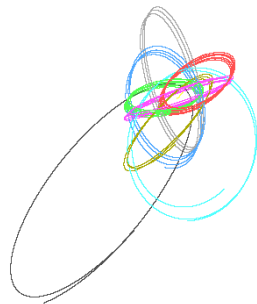
14. 18 corpos



15. 14 corpos (redução da imagem: factor 2)



16. 11 corpos (redução da imagem: factor 2)



17. 8 corpos (redução da imagem: factor 2)

Como se pode observar, o número de objectos diminue constantemente, e a partir de mais ou menos 100 corpos as trajectórias começam a ficar elípticas. Com 30 corpos o sistema já entra num estado semi-estável onde principalmente os impactos causam mudanças graves, e com 8 objectos o sistema já fica bem regular. O estado final, não exposto, consiste em apenas 3 objectos.

Neste cálculo não se mostrou a formação de um disco, o que não surpreende, pois a situação inicial não pode ser considerada como uma nebulosa nem como um gás. Por isso as órbitas dos 'planetas' não ficam num plano e têm grandes excentricidades.

Nota-se que este cálculo é caótico, porque pequenas alterações do passo iterativo causam grandes diferenças no desenvolvimento. Assim o resultado obtido não é 'verdadeiro' e não dá informação sobre o sistema final que surgiria na natureza.

Mesmo que esta simulação tenha falhado, ela mostrou ilustrativamente como um sistema lanetário em miniatura se pode formar a partir de um número de objectos relativamente grande.

4. Outros aspectos

4.1 O efeito do vento solar em partículas pequenas

Em analogia com o que se observa actualmente nas estrelas jovens, tem que se assumir que nos estados iniciais o Sol também experimentou intensa actividade magnética. Igualmente, como se faz na comparação com o vento solar observado nas fases T-Tauri ('T-Tauri phases'), é possível fazer uma estimativa para a intensidade do vento solar primordial, sendo esta 10^8 vezes maior do que o valor actual. O efeito do vento solar actual é 10^3 vezes menor do que a pressão radiativa exercida numa partícula. Assim pode-se estimar que a pressão exercida numa partícula pelo vento solar primordial era 10^5 vezes a pressão radiativa actual.

Uma partícula susceptível à pressão da radiação solar é também susceptível ao campo gravítico do Sol e estas duas forças são opostas. A pressão efectiva de radiação sobre a partícula é proporcional à sua secção eficaz e assim proporcional a r^2 , sendo r o raio. A força gravítica é proporcional à massa da partícula, e assim a r^3 . Então existe um valor r_0 para o qual as duas forças estão em equilíbrio: presentemente r_0 é da ordem de um micron.

É provável que na origem do Sistema Solar, quando o vento solar era 10^5 vezes mais forte do que a pressão radiativa actual, o raio r_0 fosse da ordem de 10cm. Por isso o vento solar inicial era suficientemente forte para arrastar todas as partículas menores do que alguns centímetros.

4.2 A relação de Titius-Bode: lei ou coincidência?

A 'lei' de Titius-Bode é a relação empírica formulada no século XVIII que tem em conta as distâncias dos planetas ao Sol. Na formulação de Blagg-Richardson:

$$r_n = r_0 A^n$$

onde r_n é a distância do planeta n ao Sol e A uma constante.

Mais concretamente pode ser escrita:

$$D = 0.4 + 0.3 \cdot 2^n$$

com valores para n de $-\infty$ no caso de Mercúrio e números inteiros sucessivos para os outros planetas, começando com 0 para Vénus.

A regra foi inicialmente formulada por Johann Daniel Titius von Wittenberg (1729-1796) e popularizada por Elert Bode (1747-1826). Ela é muitas vezes citada como um critério significativo para ser satisfeito por teorias sobre a origem do Sistema Solar. A concordância é,

em aproximação, muito boa até Urano. A posição de Plutão não se encaixa, mas este pode ser excluído, pois não justifica a classificação como planeta e muitas vezes é considerado como um restante planetesimal glacial.

Também foram feitas tentativas de estender este tipo de relação aos satélites dos planetas gigantes. Mas resultados recentes foram negativos. As descobertas, desde 1978, de numerosos novos satélites de Júpiter e Saturno mostraram que os relações do tipo de Titius-Bode não podem ser aplicadas aos satélites dos planetas gigantes. Além disso, Hénon (1969) e Lecar (1973) mostraram que uma distribuição aleatória de números pode satisfazer este tipo de regra com valores apropriados, com a limitação de que os números não devem ser muito próximos. Isto reflecte simplesmente o facto de que dois planetas não se podem formar em órbitas muito próximas, porque não haveria material suficiente para a criação.

Outra objecção levantada por McCrea (1974) é que não aparece uma correlação com outras propriedades planetárias, como massa ou composição. Se esta regra representasse um factor físico importante na construção de sistemas planetários, então algumas outras propriedades principais deveriam ter um correlação com esta simples regularidade matemática na distância dos planetas, como notado por Titius.

4.3 Outros sistemas solares

Apesar de existir pouco conhecimento acerca de outros sistemas solares, ela começa a dar uma orientação sobre a origem do Sistema Solar. Os instrumentos actuais não são capazes de detectar planetas directamente, porque eles têm uma intensidade muito fraca e um ângulo de separação da estrela, muito mais luminosa, muito pequeno. Os planetas foram descobertos indirectamente através da influência na estrela ou num disco de gás ou pó à volta da estrela.

No nosso Sistema Solar os planetas fazem com que o Sol siga uma pequena e complicada órbita em torno do centro de massa do sistema. A detecção de uma pequena órbita de outras estrelas implica então a presença de um ou mais planetas, apesar destes serem muito fracos para se “ver”. Uma maneira é a medida repetida da posição da estrela com referência a estrelas muito mais distantes. Este método é chamado técnica astrométrica (astrometric technique). A segunda técnica é aplicável no caso em que a órbita da estrela tem uma inclinação em relação à linha de conexão com a terra. Neste caso, a velocidade ao longo da direcção dessa linha varia. Estas variações causam variações nos comprimentos de onda das linhas espectrais da estrela por causa do efeito de Doppler. Esta é a chamada técnica da velocidade radial (radial velocity technique).

Usando estas técnicas pode obter-se uma estimativa da massa do(s) planeta(s) e dos elementos orbitais. Note-se que a técnica da velocidade radial, em geral, apenas dá um limite mínimo para a massa porque a inclinação da órbita é incógnita.

Em 1992 foram descobertos os primeiros exoplanetas (assim se chama os planetas em órbita em torno de outras estrelas) em órbita à volta de um pulsar. Como um pulsar é a sobra de uma estrela que sofreu uma explosão supernova, presume-se que os planetas foram formados subsequentemente. Refira-se que pulsares são objectos raros. Em 1995 o exoplaneta de 51 Pegasi (uma estrela não pulsar) foi descoberto. A tabela 4.1 sumaria os primeiros nove exoplanetas (não-pulsar) descobertos, junto com o Sistema Solar para comparação. As massa são dadas em unidades da massa de Júpiter M_J , todos são gigantes. No caso de HD114762 o limite mínimo da massa é tão grande que este deve ser uma estrela anã castanha (brown dwarf).

Stellar characteristics ^a			Planetary characteristics ^b			
Name	Mass/ M_\odot	Distance/ light years	Orbital period/ years	Semi- major axis/AU	Eccentri- city	Mass/ M_J
51 Pegasi	1.0	50.2	0.01158	0.051	0.01	>0.47
Rho ¹ 55 Cancri	0.85	43.7	0.04013	0.11	0.05	>0.84
Upsilon Andromedae	1.25	53.8	0.01265	0.053	0.03	>0.63
Tau Bootis	1.25	49	0.009069	0.042	0.0	>3.64
Rho Corona Borealis	1.0	54.4	0.109	0.23	0.028	>1.1
70 Virginis	0.95	59.0	0.3195	0.47	0.40	>6.84
16 Cygni B	1.0	72	2.198	1.70	0.68	>1.74
HD114762	1.15	91	0.2301	0.36	0.34	>11.6
47 Ursae Majoris	1.1	46.0	2.992	2.08	0.09	>2.42
Sun	1	—	11.86	5.203	0.048	1 (Jupiter)
			etc.	etc.	etc.	etc.

^aAll these stars are solar-type main sequence stars. Planets around pulsars are excluded. Note that the number of stars known to have planets is growing rapidly.

^bThe top group are in small, low-eccentricity orbits, the middle group are in small, high-eccentricity orbits, the bottom group are in large, low-eccentricity orbits. Note that the 'planet' of HD114762 might be a brown dwarf.

tabela 4.1: Os primeiros exoplanetas confirmados

À excepção de dois, todos planetas na tabela 4.1 estão bem perto da estrela, o que é uma notável diferença relativamente ao Sistema Solar. Alguns gigantes também têm uma órbita muito excêntrica. Mesmo assim, não se pode concluir que o Sistema Solar é extraordinário, pois os planetas mais fáceis de detectar com a técnica da velocidade radial, são aqueles que induzem uma grande velocidade orbital à estrela e estes são planetas com grande massa e

órbita próxima da estrela. Isto indica que sistemas como o nosso, com os gigantes longe da estrela, são mais comuns do que a tabela 4.1 deixa a impressão. Descobertas recentes vieram de certo modo corrigir esta tendência. Mesmo assim os astrónomos terão que explicar como os gigantes podem ter órbitas tão diferentes daqueles das órbitas do nosso sistema.

Todas as estrelas da tabela 4.1 se encontram relativamente próximas (1 ano de luz=63240UA) e são semelhantes ao Sol, uma vez que a procura foi dedicada a estrelas do mesmo tipo. O número de estrelas na tabela 4.1 é uma percentagem das que terão sido examinadas, sendo este valor mínimo porque observações futuras poderão revelar planetas com massa pequena ou de órbita grande. Portanto, pode-se concluir que sistemas planetários com uma estrela do tipo do Sol são razoavelmente comuns.

4.4 Estabilidade do sistema solar

A idade do Sistema Solar é obtida através de meteoritos. O mais velho encontrado é Allende com uma idade determinada de 4.566 ± 0.002 mil milhões de anos (Gyr). Isto é apenas um quarto da idade do universo visível. Este facto, uma descoberta relativamente recente, separa as origens do Sistema Solar, com a Terra, da do universo. Ainda em 1950 a idade da Terra, estabelecida por datamento isotópico de rochas, aproximava-se (e as vezes excedia) as estimativas astronómicas para a idade do universo.

É um crença comum, reforçada por registos geológicos, que o Sistema Solar é estável desde há $4 \cdot 10^9$ anos. Seja como for, prova definitiva da estabilidade do sistema ainda não foi conseguida. O projecto ‘Longstop’ (long term gravitational stability test of the outer planets) executou estudos de integração para as órbitas dos planetas externos para o intervalo dos últimos 100 milhões de anos. Não foram observadas instabilidades nos cálculos das órbitas no período de 10^8 anos. O ‘Digital Orrery’ (Appelgate J. et al.) permitiu que os cálculos fossem estendidos até 845 milhões de anos. Estes resultados foram usados para pôr os limites de encontros próximos de outras estrelas com o Sistema Solar. Embora as órbitas planetárias mostrem pequenas mudanças quase periódicas, não se observam tendências seculares das inclinações ou excentricidades. Plutão é uma provável excepção. Por outro lado, as órbitas têm sido estáveis provavelmente durante toda a idade do Sistema Solar e não se alinham nem ficam mais circulares ao longo do tempo.

O melhor indicador para esta estabilidade das órbitas é a órbita de Neptuno, o planeta com ligação gravitacional mais fraca. A possibilidade de que a órbita deste planeta tenha sido reduzido para o presente valor, sendo originalmente muito mais inclinada e excêntrica, pela

pela passagem de uma estrela, é muito improvável. Seja como for, existe controvérsia. A passagem de uma estrela iria perturbar as órbitas dos planetas gigantes alterando a inclinação e excentricidade. A órbita quase circular de Neptuno indica que um evento destes não ocorreu. Cálculos indicam também que nenhuma estrela de massa maior do que 1/10 da massa solar passou pelo sistema e nenhum objecto três vezes maior do que Júpiter passou pela órbita da Terra. Dado que parece improvável que qualquer estrela tenha alterado as órbitas dos planetas gigantes, as características orbitais são primordiais e têm que ser tomados em conta em teorias sobre a origem do Sistema Solar.

De facto o argumento principal da ausência de uma prova definitiva de uma estabilidade geral é a grande idade. Geólogos e geoquímicos dão-se por satisfeitos com os registos geológicos, que indicam uma grande estabilidade da temperatura à superfície, com água líquida na superfície, desde há 4 mil milhões de anos no passado, como indicam os registos geológicos mais antigos.

5. Bibliografia

- Taylor S. R. (1992) “Solar System Evolution: A New Perspective”, Cambridge University Press, Cambridge
- Morrison D., Wolff S. C. “Frontiers Of Astronomy” (2ª Edição), Saunders College Publishing, Fort Worth
- Press F., Siever R. (1986) “Earth” (4ª Edição), W. H. Freeman and Company, New York
- Encrenaz T., Bibring J.-P. “The Solar System” (2ª Edição), Springer, Berlin
- Jones B. W. “Discovering The Solar System”, John Wiley & Sons, Chichester
- Weissman P. R., McFadden L.-A., Johnson T. V. “Encyclopedia Of The Solar System”, Academic Press, San Diego
- The Nine Planets:
<http://www.seds.org/billa/tnp/>
- Solar System Live:
<http://www.fourmilab.ch/solar/solar.html>
- Discovery of Extrasolar Planets:
<http://www.physics.sfsu.edu/~gmarcy/planetsearch/planetsearch.html>