

OBSERVATÓRIO NACIONAL
MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E
INFORMAÇÃO
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

Modelagem de famílias diferenciadas de asteroides

WALTER SILVA MARTINS FILHO

Orientador:

DR. JORGE CARVANO

Coorientadora:

DRA. THAIS MOTHE-DINIZ

ÅLESUND VIDEREGÅENDE SKOLE, ÅLESUND, NORWAY

Dissertação de Mestrado apresentada ao
Programa de Pós-graduação em Astronomia
como requisito parcial ao Grau de Mestre

Rio de Janeiro



OBSERVATÓRIO NACIONAL
MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E
INFORMAÇÃO
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

Modelagem de famílias diferenciadas de asteroides

WALTER SILVA MARTINS FILHO

Orientador:

DR. JORGE CARVANO

Coorientadora:

DRA. THAIS MOTHE-DINIZ

ÅLESUND VIDEREGÅENDE SKOLE, ÅLESUND, NORWAY

Dissertação de Mestrado

Início do Mestrado: Março de 2013

Bolsa: CAPES de Março/2013 a Fevereiro/2015

Rio de Janeiro

*Aos meus amigos e namorada,
que aturaram-me durante dois anos
nesta montanha russa de sentimentos.*

AGRADECIMENTOS

Agradeço ao meu orientador, Jorge, pela paciência que teve comigo. Corrigindo meus textos, emprestando livros para melhorar meu português, dando dicas de como ser crítico e raciocinar em cima dos dados. Eu acredito que tenha melhorado graças a estas críticas e sugestões.

Agradeço à minha co-orientadora, Thais, por mostrar um modo de organizar minha cabeça de forma esquemática. Com essa dica, eu refiz minhas anotações, o que ajudou-me imensamente.

Agradeço à Carlyne, por fortalecer-me durante todo este tempo.

Agradeço aos meus colegas de pós, principalmente aos colegas Gustavo, Sandro, Eduardo, Rafael, Marcão, Carlos, Ana, por ouvirem minhas dúvidas, lamentações, felicidades, darem dicas sobre Python, e principalmente amigos nestes meses de mestrado.

Agradeço aos autores de Jutzi *et al.* (2010) por fornecerem seus resultados de simulação numérica, o qual utilizei no desenvolvimento deste projeto.

Agradeço ao colaborador Fernando Roig pela sua modificação na rotina do integrador orbital SWIFT para incluir o efeito Yarkovsky ao longo das integrações das famílias sintéticas.

Agradeço à CAPES pelo formento deste projeto durante os 2 anos de mestrado.

RESUMO

Família diferenciada de asteroides é uma família de asteroides que veio da quebra de um corpo parental que sofreu um processo de diferenciação. A existência de meteoritos metálicos (McCoy *et al.*, 2006, e referências citadas), diversidade taxonômica em famílias de asteroides no Cinturão Principal (Mothé-Diniz *et al.*, 2005; Roig *et al.*, 2008), e espectros de asteroides compatíveis com acondritos diferenciados (Mothé-Diniz and Carvano, 2005) são indícios da existência de famílias diferenciadas. Contudo, até o momento não ocorreu uma confirmação real da existência de famílias diferenciadas no Cinturão Principal (Bottke *et al.*, 2006; Weiss and Elkins-Tanton, 2013). Isto gera questionamento se os métodos de identificação de famílias são capazes de identificar famílias diferenciadas. Para testar esta hipótese, é necessário criar uma família sintética de asteroides para que seja possível averiguar os métodos de identificação. Este trabalho propõe-se a criar um modelo simples, que gere uma família sintética diferenciada.

O modelo criado foi baseado no modelo analítico de Petit and Farinella (1993) e nos resultados numéricos de Jutzi *et al.* (2010). A dispersão das velocidades de ejeção do modelo ficam concentradas ao longo do valor médio, e não reproduz a dispersão dos resultados de Jutzi *et al.* (2010), decorrendo da suposição que a distribuição que descreve a dispersão das velocidades de ejeção com relação ao valor médio de ejeção é dada por uma distribuição Maxwelliana. Porém, o modelo garante uma relação entre a massa e a velocidade. Após obter uma família sintética diferenciada, evoluímos ela no tempo utilizando o integrador orbital SWIFT. Obtemos que a dispersão dos fragmentos provenientes do manto foi maior do que a dispersão dos fragmentos provenientes do núcleo.

ABSTRACT

Differentiated family of asteroids is a family of asteroids that came from a differentiated parental body. The existence of metallic meteorites (McCoy *et al.*, 2006, and references therein), taxonomic diversity in asteroid families (Mothé-Diniz *et al.*, 2005; Roig *et al.*, 2008), and asteroids spectra compatible with differentiated achondrites (Mothé-Diniz and Carvano, 2005) are evidences for the existence of differentiated asteroids families in the Main Belt. However, until now there was no real confirmation of the existence of differentiated families (Bottke *et al.*, 2006; Weiss and Elkins-Tanton, 2013). This leads to questioning whether the family identification methods are able to identify differentiated families. To test this hypothesis, we must create a synthetic differentiated family of asteroids to be able to test the identification methods. This work propose to create a simple model that generates a different synthetic family.

The model was based on the analytical model of Petit and Farinella (1993) and numerical results of Jutzi *et al.* (2010). The dispersion of the ejection speeds based on the model are concentrated along the middle value, and does not reproduce the dispersion of the results of Jutzi *et al.* (2010). However, the model provides a relationship between the mass and velocity. After obtaining a differentiated synthetic family, we evolve this family in time using the orbital integrator SWIFT. We found that the scattering of fragments from the mantle is greater than the fragments from the core.

SUMÁRIO

1. <i>Introdução</i>	11
2. <i>Evidências para uma Família de Asteroides Diferenciada</i>	15
2.1 Meteoritos	16
2.2 Diferenciação	22
2.3 Relação entre asteroide e meteorito	24
2.4 Famílias de asteroides	29
2.5 Problemática da família Diferenciada	31
3. <i>Modelando uma família de asteroides diferenciada</i>	37
3.1 Modelo de Petit and Farinella (1993)	40
3.2 Simulação de Jutzi <i>et al.</i> (2010)	43
3.3 Modelo Família Sintética	44
3.3.1 Filtrando os dados de Jutzi <i>et al.</i> (2010)	45
3.3.2 Modificando modelo de Petit and Farinella (1993)	47
3.3.3 Ajuste do modelo	51
3.3.4 Família Sintética	54
3.4 Integração numérica	64
3.4.1 Teste 01	66
3.4.2 Teste 02 e 03	69
3.4.3 Teste 04	72
4. <i>Conclusões</i>	76

LISTA DE FIGURAS

2.1	Abundância química dos condritos	17
2.2	Classes de Meteoritos Condriticos	18
2.3	Grupos de Meteoritos Metálicos	21
2.4	Fração de silicatos derretidos por composição inicial	23
2.5	Processo de Diferenciação	24
2.6	Comparação do espectro do asteroide 221 Eos	26
2.7	Comparação do espectro dos asteroides 221 Eos e 653 Brenike	27
2.8	Taxonomia de Tholen	28
2.9	Diagrama de cor a^* por $i - z$ (imagem superior) para os asteroides presentes no Catálogo de Objetos Móveis do SDSS analisado por Ivezić <i>et al.</i> (2002). Os respectivos asteroides podem ser visualizados no espaço de elementos osculadores na imagem inferior.	30
2.10	Comparação dos espectros dos membros da família de Koronis com asteroides de fundo	32
2.11	Exemplos de asteroides com classes taxonômicas	33
2.12	Resultados de Integração de Bottke <i>et al.</i> (2006)	35
2.13	Resultados de integração de	36
3.1	Distribuição acumulada de massa de Jutzi+2010	44
3.2	Relação entre massa e velocidade da Simulação de Jutzi+2010	45
3.3	Distribuição acumulada de massa dos dados de Jutzi <i>et al.</i> (2010)	47
3.4	Distribuição de massa acumulada acima de determinado valor de velocidade dos dados de Jutzi <i>et al.</i> (2010)	47
3.5	$\log m/M$ vs. $\log N$ dos dados do Jutzi <i>et al.</i> (2010)	48
3.6	Possíveis regiões de intersecção na distribuição cumulativa de fragmentos	52
3.7	Possíveis regiões de intersecção na distribuição acumulada de massa acima de determinado valor de velocidade	53
3.8	Mapeamento para grade de valores de $\log m'_1$ e $\log m'_2$	54
3.9	Mapeamento para grade de valores de $\log v'_1$ e $\log v'_2$	55
3.10	Melhor ajuste para a distribuição acumulada de massa	56

3.11	Melhor ajuste para a distribuição de massa acumulada acima de determinado valor de velocidade	56
3.12	Ajuste da relação entre massa e velocidade	58
3.13	Distribuição sintética de massa	58
3.14	Relação entre a velocidade e a massa normalizados	59
3.15	Relação entre a velocidade e a massa da família sintética	60
3.16	Dispersão em semi-eixo da família sintética	62
3.17	Dispersão em excentricidade	62
3.18	Dispersão em inclinação	63
3.19	Família sintética Diferenciada no espaço de a vs. $\sin I$	64
3.20	Família Sintética Diferenciada	64
3.21	Efeito Yarkovsky para Teste 01	67
3.22	Magnitude absoluta para família sintética do Teste 01.	67
3.23	Magnitude absoluta para os objetos integrados do Teste 01	68
3.24	Dispersão em semi-eixo para Teste 01	69
3.25	Comparação entre a dispersão dos fragmentos do núcleo e do manto para a distribuição em semi-eixo final e inicial. A linha tracejada mostra o valor médio da distribuição, a linha em vermelho a mediana, a caixa delimita a região onde existe de 25 a 75 % de todos os fragmentos analisados. Podemos visualizar que a dispersão dos fragmentos do manto foi maior do que a dos fragmentos do núcleo.	69
3.26	Dispersão em excentricidade para Teste 01.	70
3.27	Dispersão em inclinação para Teste 01.	70
3.28	De forma análoga à figura 3.25, os fragmentos do manto dispersaram-se mais do que os fragmentos do núcleo.	70
3.29	Dispersão dos asteroides integrados para Teste 01	71
3.30	Comparação da dispersão entre o Teste 02 e o Teste 03	72
3.31	Magnitudes Absolutas para Teste 02 e 03	73
3.32	Magnitude absoluta para Teste 04	74
3.33	Dispersão do semi-eixo para Teste 04	74
3.34	Dispersão em excentricidade para Teste 04.	75
3.35	Dispersão em inclinações para Teste 04	75

LISTA DE TABELAS

2.1	Tabela de nomes dos meteoritos por grupo de meteorito carbonáceo que representa.	17
3.1	Intervalos definidos visualmente para as intersecções de massa e velocidade	52
3.2	Intervalos para as intersecções	53
3.3	Tabela de Resultados do Ajuste	57
3.4	Razões entre raio da núcleo e raio do corpo parental	57
3.5	Valores para energia catastrófica de impacto	60
3.6	Elementos orbitais do corpo parental	61
3.7	Tabela de Desvios padrões das simulações.	71

1. INTRODUÇÃO

Asteroides são corpos remanescentes da formação do Sistema Solar, classificados dentro da categoria de "Pequenos Corpos do Sistema Solar", definida pela Resolução B5 da IAU¹. Desde a formação do Sistema Solar, asteroides sofreram com aquecimento, processos colisionais, efeitos conservativos, como perturbações dos planetas gigantes, e não-conservativos, como os efeitos Yarkovsky e YORP. A composição, distribuição e evolução atual dos asteroides são consequências da combinação de todos os efeitos sofridos por eles, e permitem entender como o Sistema Solar evoluiu nos seus 4.6 bilhões de anos (Binzel, 2002).

Asteroides localizam-se, principalmente, na região entre 2.0 e 3.5 UA, denominado Cinturão Principal de Asteroides. Asteroides encontrados cruzando as órbitas dos planetas internos recebem a denominação de "Asteroides Próximos da Terra", ou NEAs (em inglês, *Near Earth Asteroids*), e os asteroides em torno dos pontos langregianos L4 e L5 de Júpiter recebem a denominação de Troianos.

Dentro da região do Cinturão Principal pode-se ser observado agrupamentos de asteroides no espaço de elementos orbitais. Hirayama (1918) propõe que estes agrupamentos seriam fragmentos de corpos que quebraram-se no passado. O corpo original dos fragmentos que compõe um agrupamento é denominado corpo parental. Hirayama define o termo "famílias de asteroides" a estes agrupamentos, identificando 3 famílias: família de Eos, Koronis e Themis. Conforme mais asteroides foram sendo identificados, e modelos dinâmicos melhorados, percebeu-se a necessidade de uma definição mais criteriosa, considerando a natureza estatística do que seria uma família de asteroides (Zappala *et al.*, 1990, 1994).

O conceito de família de asteroides proposto por Hirayama (1918) dá origem à definição de família genética. Família genética é o grupo de asteroides que originaram-se do mesmo corpo parental (Gaffey *et al.*, 2002, e referências citadas). Pode-se definir ainda dois conceitos: família dinâmica e família taxonômica. A família dinâmica é o agrupamento de asteroides identificado no espaço de elementos próprios. A quantidade de famílias identificadas depende da metodologia e da abrangência dos catálogos de

¹ Pequenos corpos são objetos do Sistema Solar que não são categorizados como planetas ou planetas-anões. Planetas são objetos em equilíbrio hidrostático que orbitam o Sol e que são o objeto dominante na vizinhança da sua órbita. Planetas-anões são objetos que orbitam o Sol que estão em equilíbrio hidrostático e não são dominantes em sua vizinhança orbital.

elementos próprios disponíveis (Bendjoya and Zappalà, 2002, e referências citadas). O uso dos elementos próprios para a definição de famílias dinâmicas é essencial. Elementos próprios são definidos como quantidades dinâmicas, próximas a integrais do sistema, que variam muito pouco em escalas de curto e longo prazo (Knezevic *et al.*, 2002, e referências citadas). De uma forma simplificada, elementos próprios seriam os elementos orbitais caso retirássemos todos os efeitos que as perturbações conservativas introduzem nos elementos osculadores (elementos orbitais instantâneos). Desta forma, asteroides que se formaram originalmente de um mesmo corpo e tem elementos orbitais iniciais próximos (Zappalà, 1996) vão estar próximos no espaço de elementos próprios. A família taxonômica é a denominação dada à famílias dinâmicas que possuam asteroides de mesma classe taxonômica ou pertencentes a classes que são compatíveis com uma mesma história térmica para corpo parental (Gaffey *et al.*, 2002, e referências citadas). A taxonomia é a separação dos asteroides em classes que possuem propriedades observacionais semelhantes, como albedo, bandas de absorção, cor, etc.

Para definir o que é um grupo no espaço de elementos próprios, deve-se caracterizar o que seria distante ou próximo dentro deste espaço, definindo uma métrica. Em seguida, define-se qual seria uma distância mínima, ou de corte, a partir da qual asteroides fora desta região não fazem parte da família dinâmica. Assim, definindo o quão próximos estes asteroides estão entre si, podemos ser capazes de identificar famílias de asteroides. Esta ideia fornece a base para método de identificação utilizado atualmente: método HCM (em inglês, *hierarchical clustering method*). O método HCM considera a distância entre dois objetos próximos no espaço de elementos próprios, e então considera esta dupla como sendo um único objeto. Em seguida, ele compara este objeto combinado, gerado pelos dois objetos iniciais, com o objeto próximo a este, e cria um novo objeto combinado. Esta metodologia é utilizada até que reste somente um único objeto, e o grupo é definido a partir de uma distância de corte informada inicialmente (Bendjoya and Zappalà, 2002, e referências citadas).

Contudo, uma família dinâmica pode incluir membros identificados que não fazem parte geneticamente da família, denominados intrusos, em inglês, *interlopers* (Knezevic *et al.*, 2002; Bendjoya and Zappalà, 2002; Vokrouhlický *et al.*, 2006, e referências citadas). Uma metodologia para identificação de intrusos, além de melhorar a compreensão da história da família, é analisar a dispersão dos fragmentos identificados pelo método HCM no espaço de magnitudes absolutas² por semi-eixo (Vokrouhlický *et al.*, 2006). Neste espaço, a família de asteroides compõe uma região em formato de V, consequência da dispersão inicial de velocidades após a colisão que formou a família e

² Magnitude absoluta do asteroide é a magnitude visual quando o asteroide está a 1 UA do Sol, 1 UA da Terra, e com ângulo de fase zero.

posterior dispersão por efeito Yarkovsky (Zappalà *et al.*, 2002, e referências citadas). Vokrouhlický *et al.* (2006) utiliza-se do efeito Yarkovsky para definir a região em V onde a família estaria localizada, e todos os asteroides que estivessem fora desta região são considerados intrusos. O efeito Yarkovsky é um efeito não-conservativo, gerado pela reemissão da radiação térmica por um corpo irregular, que modifica o semi-eixo ao longo do tempo devido a torques gerados pela reemissão da radiação. A variação do semi-eixo no tempo é dependente do tamanho do corpo considerado, $da/dt \propto 1/D$, onde D é o diâmetro do corpo (Vokrouhlický, 1998a,b; Vokrouhlický and Farinella, 1999; Vokrouhlický and Brož, 1999; Vokrouhlický *et al.*, 2006). A metodologia de Vokrouhlický *et al.* é dependente do albedo geométrico, para converter magnitude absoluta para diâmetro, semi-eixo e variação do semi-eixo no tempo devido efeito Yarkovsky assumindo obliquidade igual a zero para cada asteroide pertencente à família. Quanto maior é a abertura do V, mais antiga é a família, e por consequência, maior foi sua dispersão. Desta forma, a metodologia de Vokrouhlický *et al.* também serve para estimar a idade de formação da família de asteroides. Warner *et al.* (2009) utiliza esta metodologia para estimar a idade de formação da família de Hungaria.

O problema de utilizar o efeito Yarkovsky como estimador de intrusos é a dependência da variação do semi-eixo no tempo devido a este efeito com a densidade, albedo e a inércia térmica que depende do material que compõe o asteroide. Assumir que toda a família dispersa pela mesma taxa máxima de variação do semi eixo no tempo, da/dt , é supor a mesma composição para todos os asteroides desta família. Esta hipótese está fundamentada na aparente homogeneidade de famílias de asteroides (Ivezic *et al.*, 2002; Mothé-Diniz *et al.*, 2005; Parker *et al.*, 2008, e referências citadas). Esta homogeneidade também se reflete na distribuição de cor dos asteroides de uma mesma família, e utilizada para determinação de intrusos e distribuição de tamanhos da família de asteroides (Ivezic *et al.*, 2002; Parker *et al.*, 2008).

Assumir inicialmente a mesma composição para todos os asteroides pertencentes a família para identificação de intrusos e determinação de membros e da idade de formação não corresponde ao que se espera de uma família diferenciada de asteroides. Família diferenciada de asteroides é uma família de asteroides proveniente da quebra de um corpo parental que tenha sofrido processo de diferenciação. A existência de meteoritos metálicos, e indícios da presença de famílias diferenciadas no Cinturão Principal (Lazzaro, 2000; Mothé-Diniz and Carvano, 2005; Mothé-Diniz *et al.*, 2005; Roig *et al.*, 2008), porém sem a confirmação da real existência destas famílias (Bottke *et al.*, 2006; Weiss and Elkins-Tanton, 2013) gera questionamento se os métodos de detecção de famílias de asteroides são capazes de identificar famílias diferenciadas. Os indícios são baseados na heterogeneidade de classes taxonômicas dos membros de uma mesma

família de asteroide e a de espectros de asteroides que são compatíveis com uma mineralogia originada por um processo de diferenciação (Taylor, 1992; Davis *et al.*, 2005; Weiss and Elkins-Tanton, 2013). Estas evidências sugerem que o processo de diferenciação ocorreu em asteroides (McCoy *et al.*, 2006). Baseado nestas evidências, uma questão interessante é por que não identificam-se famílias diferenciadas de asteroides no Cinturão Principal.

Para estudar a esta questão precisamos de um modelo de família sintética diferenciada, gerada na região do Cinturão Principal, e evoluída no tempo num integrador dinâmico para que sofra as mesmas perturbações que as famílias reais. Este é o objetivo desta dissertação: criar um modelo simples para obter famílias diferenciadas sintéticas de asteroides para testar os métodos de identificação.

A criação de uma família sintética pode ser dividida em dois passos: (1) o momento da quebra do corpo parental, (2) momento da dispersão dos fragmentos, compondo a família de asteroides (Melosh *et al.*, 1992; Zappalà, 1996). Alguns modelos tratam somente do momento após a quebra do corpo parental, levando em consideração somente a dispersão dos fragmentos finais (Petit and Farinella, 1993; Stewart and Leinhardt, 2009). Porém, a criação de famílias proveniente de um corpo poroso (Jutzi *et al.*, 2009, 2010) possui problemas devido a como a energia cinética dada no momento da colisão é equipartida entre os fragmentos resultantes no instante da quebra. Analogamente, temos o mesmo problema para a quebra de uma família diferenciada.

Uma primeira ideia seria considerar uma metodologia numérica, como fora realizado para famílias homogêneas (com e sem porosidade) (Jutzi *et al.*, 2010). Porém, esta metodologia necessita da hipótese de qual equação de estado determina o material sólido do corpo, como as fraturas crescem e fragmentam o corpo parental e outras suposições da estrutura interna (Melosh *et al.*, 1992). Este problema fugiria do escopo do projeto de ter um modelo simples de uma família diferenciada.

A segunda ideia seria considerar um modelo analítico para a dispersão da família de asteroides, partindo do momento após a quebra do corpo parental. Este modelo seria ajustado por resultados de simulações numéricas, que forneceriam a informação da equipartição de energia para uma dada distribuição de massa, obtendo assim uma relação entre as velocidades de ejeção e a massa de cada fragmento. Desta forma, obteríamos um modelo simples para criação de famílias diferenciadas sintéticas.

Esta dissertação está dividida em 4 capítulos. Neste primeiro capítulo, vimos as definições de famílias de asteroides, metodologias de identificação e o objetivo do projeto. No capítulo 2, veremos quais são as evidências de laboratório e observacionais que suportam a ideia de que famílias diferenciadas existiram ou existem na região do Cinturão Principal. Veremos também uma hipótese de que estas famílias se originaram

na região dos planetas internos, e um contra-argumento a esta hipótese. No capítulo 3, terá uma breve introdução aos modelos de quebra e formação de famílias de asteroides, uma discussão sobre modelo analítico de Petit and Farinella (1993) e uma discussão das simulações numéricas de Jutzi *et al.* (2010). Em seguida, desenvolveremos um modelo para a criação da família sintética diferenciada e integraremos-na no tempo. No capítulo 4 apresento as conclusões deste trabalho.

2. EVIDÊNCIAS PARA UMA FAMÍLIA DE ASTEROIDES DIFERENCIADA

Uma família diferenciada de asteroides é definida como uma família que os membros tenham se originado na quebra de um corpo parental que sofreu diferenciação. A diferenciação é um processo onde uma mistura sólida é aquecida e tem seu material fundido segregado em camadas de diferentes densidades devido à ação gravitacional. Conforme este material fundido resfria, as diferentes camadas geram materiais com diferentes composições mineralógicas (McCoy *et al.*, 2006).

Os meteoritos são amostras de material que provém da região do Cinturão Principal (Burbine *et al.*, 2002, e referências citadas). A existência de meteoritos provenientes de um processo de diferenciação implica que ou os asteroides, dos quais as amostras meteoríticas originaram-se, diferenciaram-se no Cinturão Principal, ou formaram-se em outro local do Sistema Solar e foram introduzidos nesta região (Bottke, 2006). Meteoritos também são estimadores de datação de eventos no Sistema Solar (McCoy *et al.*, 2006; de Pater and Lissauer, 2010).

O tempo desde a formação, a idade do corpo parental de onde provém a amostra meteorítica, denominado simplesmente idade, obtida pelo decaimento de isótopos radiativos de longo período determina a época de formação do asteroide. Outro tipo de medida de datação é a idade de retenção de gases, medida a partir dos isótopos de gases nobres. A idade de retenção dos gases nobres permite obter uma evidência em que época o corpo foi aquecido, derretido ou sofreu fratura, devido as diferenças entre a abundância dos gases nobres na amostra meteorítica com relação à abundância da atmosfera solar. Um outro estimador temporal é a idade de exposição à raios cósmicos. Esta idade permite averiguar o intervalo de tempo que a amostra meteorítica esteve presente no espaço como pequeno corpo, suscetível a raios cósmicos, e a época em que entrou na atmosfera terrestre. Com estes estimadores temporais é possível organizar uma cronologia para os meteoritos que vieram de um processo de diferenciação, assumindo uma determinada fonte de calor para aquecimento e uma composição mineralógica inicial (Taylor, 1992; Gaffey *et al.*, 1993; McSween Jr. *et al.*, 2002; McCord, 2005; McCoy *et al.*, 2006).

2.1 Meteoritos

Meteoritos são corpos sólidos, de origem extraterrestre que entraram na atmosfera terrestre e foram coletados (Davis *et al.*, 2005; de Pater and Lissauer, 2010). Contudo, meteoritos representam somente uma amostra incompleta da população dos asteroides presentes no Cinturão Principal que corresponde a regiões dos quais asteroides alcançam órbitas de encontros próximos com os planetas internos trazendo este material para a Terra. Este processo deve-se a regiões de ressonância orbital, os quais aumentam a excentricidade da órbita destes asteroides presentes no Cinturão Principal, tornando-os cruzadores das órbitas dos planetas internos, e conseqüentemente NEAs¹, e por fim, tendo encontros próximos com os planetas internos (Burbine *et al.*, 2002, e referências citadas).

Uma vez que os meteoritos são amostras de material físico presente na população de asteroides, eles representam excelentes estimadores da composição destes pequenos corpos do Sistema Solar. A composição de um exemplar meteorítico é função da composição do corpo parental do qual este se originou. Os meteoritos podem ser classificados mediante sua textura e composição, o que traz informações sobre a história térmica que sofreram. Os meteoritos são classificados em condritos, acondritos e metálicos.

Condritos

Meteoritos condríticos são formados por cóndrulos, pequenas esferas de material ígneo composto em maioria de silicatos, da ordem de milímetros, formadas na nebulosa solar. Também presentes são estruturas de cálcio e alumínio, denominado CAIs, inclusões de material refratário de Ferro e Níquel, e grãos de poeira pré-solares². Os condritos são representantes do material primordial do Sistema Solar. Sua abundância química se assemelha a da atmosfera solar, retirando-se os elementos voláteis e os gases nobres (H, He, Ar, Ne, N, C, O), como pode ser visualizada na figura 2.1.

Os condritos são divididos em três classes principais (carbonáceos, ordinários e enstatita) e uma classe denominada R, no qual está presente exemplares que não se encaixam nas três classes principais. Cada classe ainda é subdividida em grupos, tendo ao todo 13 grupos condríticos. Grupo condrítico é definido quando são encontrados no mínimo 5 exemplares com abundância química, propriedades isotópicas, mineralogia, e petrografia bem definidas (Davis *et al.*, 2005, e referências citadas).

Condritos carbonáceos são meteoritos condríticos com grande presença de carbono e materiais voláteis. Seus grupos são definidos (1) pela abundância de material refratário³

¹ em inglês, *Near Earth Asteroids*, em português, Asteroides Próximos da Terra

² Grãos de poeira presentes antes da formação do Sistema Solar.

³ Material refratário é definido como material capaz de suportar altas temperaturas sem perder suas

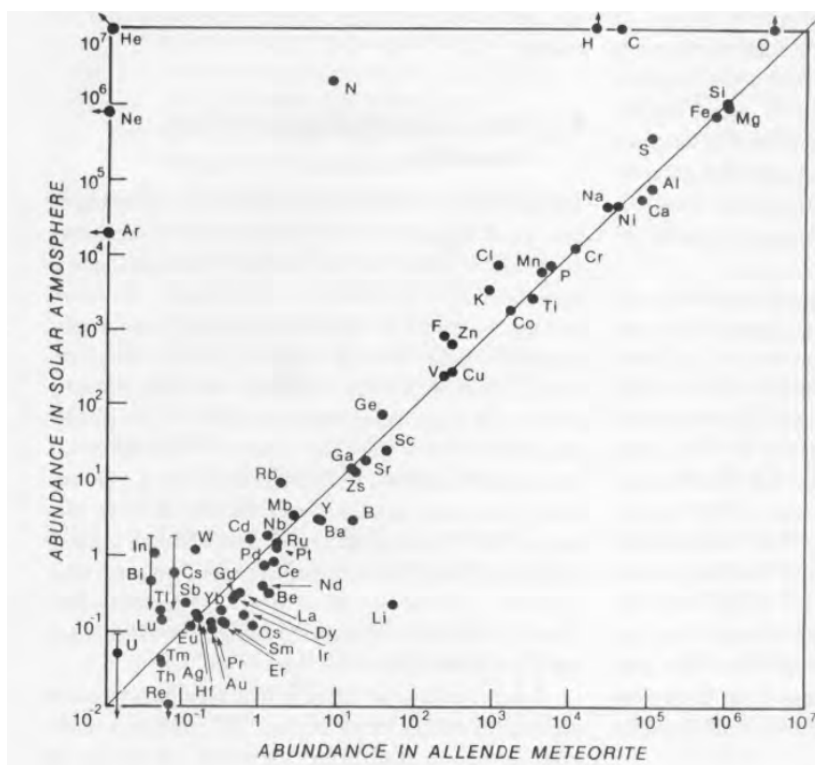


Fig. 2.1: Exemplo de abundância dos meteoritos condriticos. Na figura, extraída de de Pater and Lissauer (2010), é apresentada a abundância química do meteorito Allende, um exemplar de um meteorito condritico.

por silício, (2) pela abundância isotópica do oxigênio, e (3) inclusões de material refratário. Os grupos distintos nos meteoritos carbonáceos recebem como nome a letra C, referente a carbonáceos, e uma letra maiúscula referente ao nome do exemplar meteorítico que definiu as características do grupo. Somente o grupo CH não possui um exemplar meteorítico para dar nome ao grupo (Davis *et al.*, 2005, e referências citadas), e sim, sua característica é a presença de Fe-Ni mais abundante que nos outros grupos. Os meteoritos carbonáceos são divididos então em CI, CM, CV, CO, CR, CK, CH. E seus respectivos representantes meteoríticos que dão nome podem ser visualizados na tabela 2.1. Os grupos CI e CM possuem a maior abundância de carbono.

Os condritos carbonáceos abrangem todos os tipos petrográficos. A classificação por tipos petrográficos traz informação sobre o grau de alteração térmica e aquosa que o corpo sofreu. Os tipos 1 e 2 são relativos a alterações aquosas, onde um objeto tipo 1 tem maior grau de alteração aquosa. O tipo 3 é relativo ao objeto que não teve alterações. Os tipos 4 ao 6 representam as alterações térmicas, onde um corpo tipo 6 teve a maior alteração térmica.

Os condritos ordinários são a classe condritica mais abundante entre a amostra propriedades físico-químicas, como resistência, condutividade elétrica, e condutividade térmica(Davis *et al.*, 2005, e referências citadas). Um exemplo é a cerâmica.

Grupo Carbonáceo	Nome do Meteorito Representante
CI	Ivuna
CM	Mighei
CV	Vigarano
CO	Ornans
CR	Renazzo
CK	Karoonda
CH	-

Tab. 2.1: Tabela de nomes dos meteoritos por grupo de meteorito carbonáceo que representa.

meteorítica atual, recebendo o nome de ordinários. Seus grupos são definidos pela quantidade de ferro presente. Os grupos são H, L, e LL, onde H representa a maior quantidade de ferro, e LL possui a menor quantidade. Análise dos minerais e dos côndrulos presentes nos meteoritos ordinários mostram que eles não são tão diferentes em sua composição química e estrutura, e talvez viessem do mesmo corpo parental (Scott, 2002; Davis *et al.*, 2005; de Pater and Lissauer, 2010, e referências citadas).

Os condritos de enstatita recebem esta denominação devido a presença do mineral enstatita. De forma análoga aos condritos ordinários, os condritos de enstatita são agrupados pela quantidade de ferro presente: EH, e EL. Analogamente aos condritos ordinários, os condritos de enstatita possuem côndrulos e composição mineralógica bem semelhantes, distinguidos pela abundância isotópica do oxigênio, o que possibilita estimar que os meteoritos de enstatita vieram, num limite inferior, de dois corpos parentais distintos.

O esquema de classes e grupos condríticos pode ser visualizado na figura 2.2

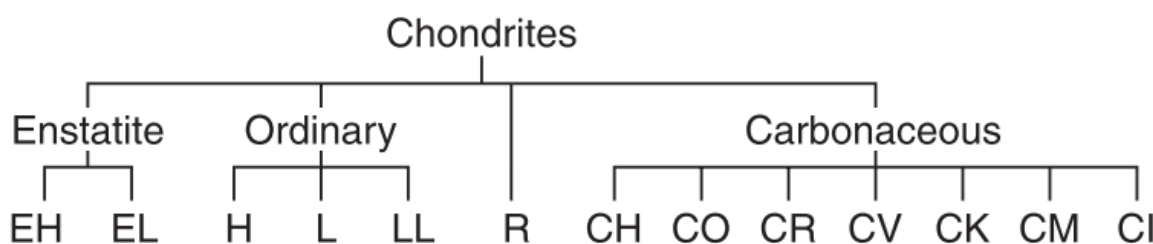


Fig. 2.2: Classes de Meteoritos Condríticos. Condríticos são divididos em ordinários, de enstatita e carbonáceos. Por sua vez, os meteoritos de enstatita e os ordinários são subdivididos em grupos pela quantidade de ferro. E os condritos carbonáceos são subdivididos em grupos pela abundância de material refratário e abundância de isótopos de oxigênio. Figura adaptada de Scott (2002).

As alterações térmicas em condritos ordinários e de enstatita são decorrência de aquecimento entre 673 a 1223 K. Meteoritos ordinários e de enstatita do tipo 6 provavelmente alcançaram o valor máximo de temperatura. Os meteoritos carbonáceos tiveram um grau de aquecimento menor, com o máximo de temperatura em torno 573

K (Scott, 2002, e referências citadas).

Acondritos e Meteoritos Metálicos

Acondritos e meteoritos metálicos tiveram grau de aquecimento maior. A ausência de côndrulos e a história térmica que corpo sofreu para perda destes côndrulos determina se eles vieram de um processo de diferenciação ou de um metamorfismo. Os meteoritos metálicos são resultados de um processo de diferenciação total, enquanto os meteoritos acondritos podem ser divididos em acondritos primitivos e diferenciados.

Acondritos primitivos são resultados do metamorfismo em material condritico. Sua composição química se assemelha a dos meteoritos condriticos. A subdivisão dos acondritos primitivos é feita usando a terminologia de clã. Um clã é definido como um grupo que possuem composição química, mineralógica, e isotópica similares os quais acredita-se terem formado-se ao mesmo tempo e numa pequena região da nebulosa solar, com uma separação pequena em distâncias heliocêntricas capazes de manter a similaridade isotópica (Davis *et al.*, 2005, e referências citadas). Os clãs dos acondritos primitivos são: Acapulcoite-Lodranite, Winonaite-IAB-ferroso, e IAB-inclusões de silicato. O clã Acapulcoite-Lodranite é composto por meteoritos com grãos finos da ordem de 150 a 230 μm , ou da ordem de 540 a 700 μm , compostos de piroxênios, olivina, e cromo-diopisato. O clã Winonaite-IAB-ferroso possui composição química semelhante ao clã Acapulcoite-Lodranite, exceto na abundância isotópica do oxigênio, e sua estrutura apresenta veias de ferro-níquel e sulfeto de ferro, FeNi-FeS. O clã IAB-inclusões de silicato são compostos por piroxênios, grafite, olivina, e plagiocase. Sua composição isotópica do oxigênio é semelhante ao clã Winonaite-IAB-ferroso, considerado um indicador que tenham vindo do mesmo corpo parental.

Acondritos diferenciados são resultados de um processo de diferenciação. Eles são separados nos seguintes clãs: Angritos, Aubritos, Brachinitos, Howarditos-Eucritos-Diogenitos (HEDs), Mesosideritos, Urelitos e Palasitos.

Angritos são rochas ígneas máficas. Sua composição assemelha-se aos meteoritos HEDs, contudo rico em TiO_3 .

Aubritos são ricos em piroxinitos (em inglês, *pyroxenitic*), um tipo de rocha ultramáfica⁴. Surgem em um meio redutor. Este clã também recebe o nome de acondritos de enstatita, por possuírem 90% de sua composição sendo de FeO com enstatita. A semelhança isotópica entre os aubritos e os condritos de enstatita são uma possível evidência de terem se formado na mesma região do Sistema Solar.

O clã dos Brachinitos são compostos por acondritos ricos em olivina, compostos

⁴ Baixa quantidade de sílica, alta abundância de FeO, e baixa quantidade de potássio.

por mineral ultramáfico *wehrlite*. Mesmo sendo diferenciado, a abundância química de um Brachinito é próxima a dos meteoritos condríticos, e sua composição isotópica semelhante aos dos meteoritos HEDs. Devido a diferenças mineralógicas, acredita-se que os brachinitos não vieram do mesmo corpo parental dos HEDs, mesmo com as similaridades isotópicas de oxigênio semelhantes.

O clã Howarditos-Eucritos-Diogenitos (HEDs) são compostos por meteoritos basálticos que possuem semelhança isotópica, mineralógica, e de proporção de Fe/Mg em piroxênios. Devido as várias similaridades estruturais e composicionais, acredita-se que os meteoritos neste clã vieram de um mesmo corpo parental.

O clã dos Mesosideritos é composto de "brechas"⁵ de proporções iguais de silicatos e ligas de FeNi. Os silicatos que o compõem são basalto e piroxênios com anortosito (em inglês, *anorthosite*). Os mesosideritos são divididos em três classes conforme a quantidade de ortopiroxênio aumenta: A (mais basaltico), B (mais ultramáfico), e C (ortopiroxênio).

O clã dos Urelitos é composto por rochas ultramáficas com olivina, piroxênio, e <10% de inclusões de material escuro que consiste de carbono, metal, sulfetos, e grãos finos de silicatos. As características que distinguem este grupo são a alta quantidade de CaO presente na olivina e piogenito, alta quantidade de Cr₂O₃ na olivina, uma quantidade elevada de carbono, regiões de grafite em contato com olivina, e uma dispersão alta em isótopos de oxigênio. Os Urelitos são subdivididos em classes pela mineralogia dominante: (1) urelitos de olivina-piogenite, (2) urelitos de olivina-ortopiroxênio, e (3) urelitos polimictos (em inglês, "polymict ureilites").

Palasitos são meteoritos ferro-rochosos compostos de proporções iguais de silicatos (em maioria olivina), metal, e troilite. Existem três classes de palasitos, distintos pela mineralogia do silicato, metal, e da composição isotópica do oxigênio. Essas diferenças sugerem que os palasitos originaram-se em três corpos parentais distintos. As classes são denominadas: (1) grupo principal, (2) pequeno grupo de "Eagle", e (3) pequeno grupo de piroxênio-palasitos. O grupo principal é dominado por olivina com piroxênio pobres em cálcio, fosfatos, troilite. A abundância isotópica do oxigênio é similar aos dos HEDs.

Os meteoritos metálicos são separados em 13 grupos definidos pela abundância química dos elementos siderófilos⁶. Estes grupos podem ser visualizados no espaço de elementos siderófilos na figura 2.3. Meteoritos metálicos que não são agrupados dentro destes 13 grupos são denominados meteoritos metálicos anômalos. A terminologia

⁵ Rocha clástica (rocha sedimentar composta basicamente por sílica, feldspato e minerais argilosos) formada de fragmentos grandes e angulosos, em meio de uma massa de material mais fino

⁶ Elementos de transição que tendem a se ligar ao ferro quando este está fundido ou no estado sólido. São exemplos o germânio, irídio, gálio e níquel.

dos nomes de grupos metálicos iniciou com a descrição na década de 1950 de 4 grupos metálicos no espaço de Ge-Ga. Scott and Wasson (1975) descreve que após verificar que o melhor espaço para definição de grupos metálicos são o Ge-Ni e Ga-Ni, atualiza a terminologia para 13 grupos metálicos. A nomenclatura utilizada na época adicionava uma letra alfabética toda vez que um grupo meteorítico era passível de definição num dos grupos iniciais definidos no espaço Ge-Ga. Porém, esta terminologia gerava superposições dos grupos nos espaços Ge-Ni e Ga-Ni, como é caso dos grupos IA e IB, ou IIIC e IIID, que podem ser visualizados na figura 2.3. Nestes casos, os grupos foram unidos, e suas letras combinadas no nome: os grupos IA e IB tornaram-se IAB, assim como os grupos IIIC e IIID tornaram-se o grupo IIICD.

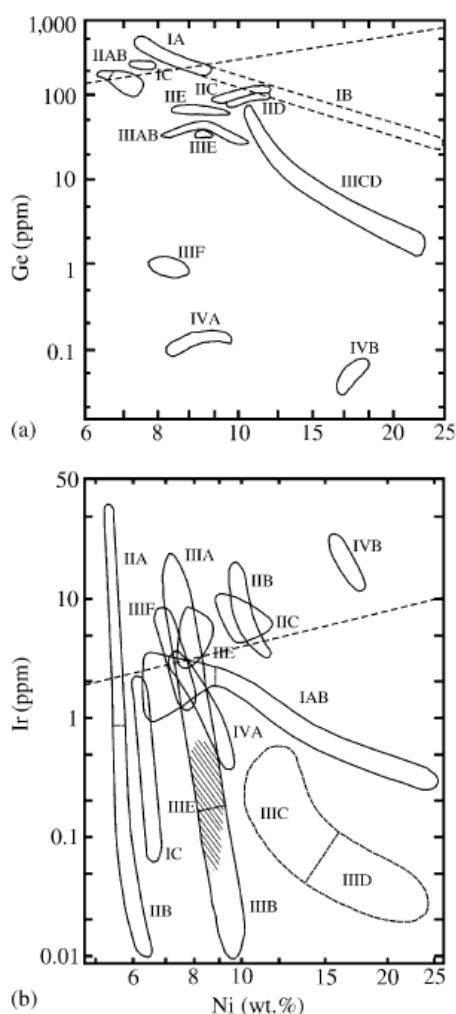


Fig. 2.3: Grupos de meteoritos metálicos no espaço de abundância dos elementos siderófilos numa escala logarítmica: (a) Ge em partes por milhão por porcentagem de massa do Ni, e (b) Ir por partes por milhão por porcentagem de massa do Ni. Os grupos definidos são: IAC, IC, IIAB, IIC, IIID, IIE, IIF, IIIAB, IIICD, IIIE, IIIF, IVA, e IVB. A linha reta tracejada é referente a abundância química presente nos condritos CI. Os maiores grupos, IAB e IIICD, são representados por regiões de retas tracejadas (ou também denominados IA, IB, IIIC, IIID) Figura extraída de Scott and Wasson (1975); Davis *et al.* (2005).

Meteoritos e sua relação com um corpo diferenciado

Os meteoritos metálicos são a principal evidência de que houve a formação de um núcleo metálico pelo processo de diferenciação. A taxa de resfriamento e solidificação, obtidas analisando a estrutura das ligas metálicas, permitem estimar o tamanho do corpo parental (Taylor, 1992). A análise de abundância isotópicas em meteoritos metálicos, aliada ao estudo das taxas de resfriamento, permitem inferir um limite inferior para quantidade de corpos parentais diferenciados que devem ter existido para darem origem a estes exemplares meteoríticos. Uma estimativa é de que, no mínimo, existiram ~ 85 corpos parentais para a amostra de meteoritos metálicos (Taylor, 1992; Gaffey, 2002; Davis *et al.*, 2005; Weiss and Elkins-Tanton, 2013). Acondritos diferenciados são a segunda evidência de laboratório. A composição dos acondritos palasitos consiste de kamacita e taenito (*Kamacite* e *taenite*, em inglês, respectivamente), minerais compostos de ferro, níquel, e olivina. Acredita-se que este material tenha se originado na região de contorno entre manto e o núcleo (Taylor, 1992). Os meteoritos HEDs, compostos por basalto, são os melhores exemplares para o que se espera de uma composição de uma crosta diferenciada. Brachinitos e Urelitos devem provir das regiões do manto, devido a composição rica em olivina e piroxênios.

Todo modelo de diferenciação, ou que use um corpo diferenciado, deve assumir como condição inicial uma determinada composição primitiva (ordinários, carbonáceos, ou de enstatita) para corpo parental (Gaffey *et al.*, 1993; McSween Jr. *et al.*, 2002; McCoy *et al.*, 2006). Esta suposição também permite estimar o valor da razão entre o raio do núcleo e o raio do corpo parental (Gaffey *et al.*, 1993) e a fração de silicatos derretidos por temperatura (McCoy *et al.*, 2006), como pode ser visto na figura 2.4.

2.2 Diferenciação

O processo de diferenciação em asteroides ocorre em condições de baixa gravidade com vários estados possíveis de hidratação, e de composição química inicial (McCoy *et al.*, 2006; Elkins-Tanton *et al.*, 2011). A fonte de calor mais aceita é o decaimento radiativo do Al^{26} . Outras possíveis fontes de calor são o decaimento de Fe^{60} , o aquecimento por impacto colisional e o aquecimento por condução elétrica devido a fase T-Tauri do Sol. Contudo, a presença do excesso de Mg^{26} , resultado do decaimento do Al^{26} , presente em meteoritos eucritos fortalece a hipótese de que a fonte de calor provável seja o decaimento radiativo. Shukolyukov and Lugmair (1996); McCoy *et al.* (2006) comentam que além da presença do Al^{26} é necessária a presença do Fe^{60} , pois após o início da segregação do material, o Al^{26} tende a se concentrar na região central do corpo que dará origem ao núcleo, sendo necessário outro elemento decaindo para manter a

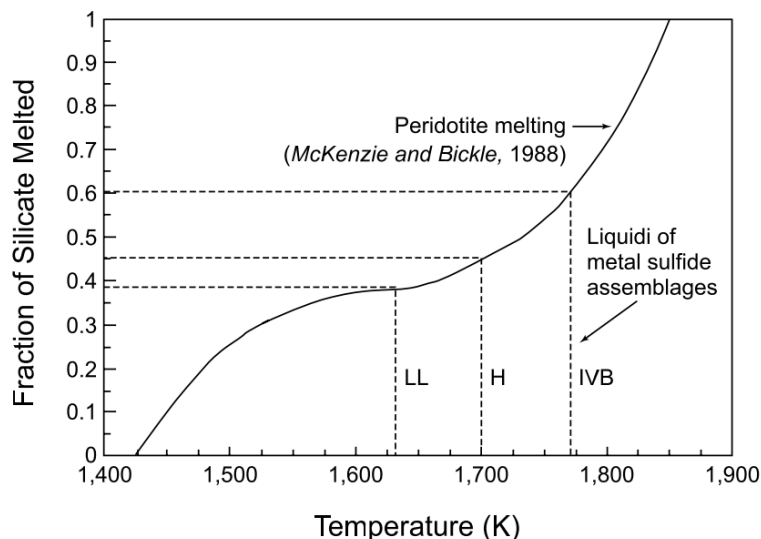


Fig. 2.4: Fração de silicatos derretidos por composição inicial. As linhas tracejadas marcam a temperatura em que os silicatos coexistem com material fundido, denominada temperatura liquidus ou somente liquidus, para uma composição inicial de condritos ordinários LL e H, e uma composição inicial de meteorito metálico IVB com sulfetos. A linha contínua apresenta o derretimento para mineral peridotite, em inglês *peridotite*. Figura extraída de McCoy *et al.* (2006).

temperatura necessária para derretimento, até que todo material segregue em camadas de diferentes densidades.

A baixa pressão no centro dos maiores asteroides, não excedendo 2 kbar, provoca um aumento na temperatura de derretimento de material composto por silicatos ricos em metais (McCoy *et al.*, 2006). Na crosta terrestre, que possui uma pressão entre 1 bar e ~ 10 kbar (Jones and Lineweaver, 2010), a temperatura de derretimento dos silicatos é por volta de 1073 K, enquanto que numa pressão de 2 kbar, a temperatura de derretimento deve ser acima de 1273 K. O material que compõe um asteroide primitivo⁷ é aquecido pelo decaimento radiativo do Al^{26} e do Fe^{60} , derretendo e formando um corpo de magma, que também designaremos como um corpo de material fundido. Este magma, devido à ação da gravidade, é segregado em diferentes camadas de densidade: metal tende ao centro do corpo, enquanto silicatos compõem manto, e material máfico⁸ compõe a crosta. Um esquema para a separação em camadas e a segregação de material pode ser visualizado na figura 2.5.

Algumas previsões podem ser feitas a partir de modelos de processos de diferenciação. A primeira é a formação de um núcleo metálico e de rochas ígneas. A segunda é a possível presença de um campo magnético residual em meteoritos gerado durante

⁷ Primitivo designará um material criado diretamente da acreção de matéria presente na nebulosa solar.

⁸ Máfico é a designação, dada em geologia, a qualquer mineral, magma, ou rocha ígnea, que seja rica em elementos químicos pesados e relativamente pobre em sílica.

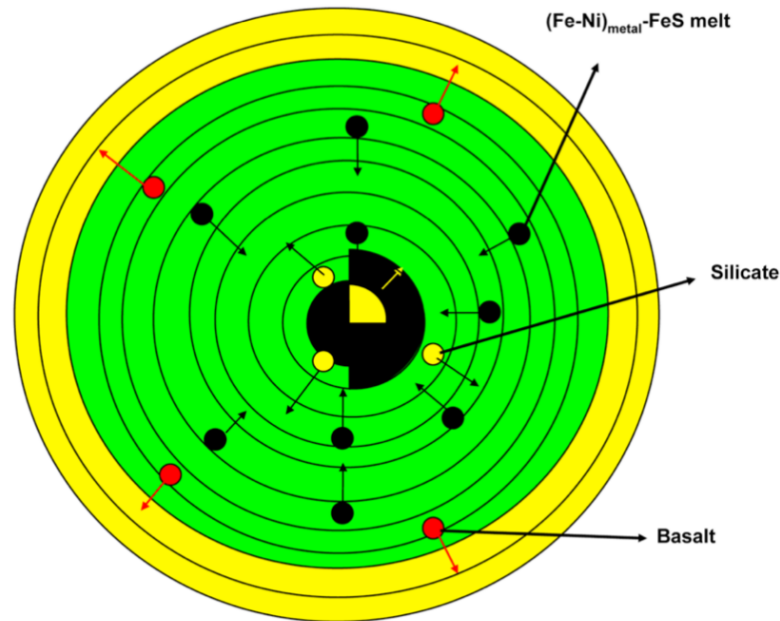


Fig. 2.5: Processo de diferenciação. Material primitivo composto por silicatos ricos em metais é aquecido e fundido. Devido à ação gravitacional, o material fundido é segregado em diferentes camadas de densidade. Material metálico acumula-se no centro do corpo, material rico em silicatos no manto, e material máfico na crosta, por exemplo, o basalto. Figura extraída de Gupta and Sahijpal (2010).

a formação de um núcleo metálico envolto de um manto. A terceira previsão é que corpos que sofreram diferenciação devem ter sido grandes, com tamanho mínimo na ordem de 20 km de diâmetro, para que o metal pudesse ou gerar uma rede entre os grãos de silicato capazes de convergir metal para centro, ou que formasse gotas grandes o suficientes para deslocar-se em direção ao centro (Taylor, 1992; Elkins-Tanton *et al.*, 2011; Weiss and Elkins-Tanton, 2013). A primeira previsão é corroborada pela amostra meteorítica. A segunda previsão esta em debate devido a presença de campo magnético residual em meteoritos (Weiss and Elkins-Tanton, 2013). A terceira previsão é corroborada pela taxa de resfriamento da estrutura metálica presente nos meteoritos compostos por metal (Taylor, 1992; McCoy *et al.*, 2006; Weiss and Elkins-Tanton, 2013).

O tempo de meia-vida do Al^{26} , $t_{1/2} = 0.75\text{Ma}$, fornece uma estimativa inicial do intervalo de tempo após a formação do Sistema Solar que o asteroide foi aquecido para que ocorra a diferenciação. Este tempo de meia-vida é compatível com o tempo estimado ($\sim 1\text{Ma}$) para que uma onda térmica percorra um corpo com 20km de diâmetro com velocidade de $v = 8 \times 10^{-6} \text{ m/s}$ num meio composto majoritariamente de silicatos (Taylor, 1992).

2.3 Relação entre asteroide e meteorito

Informações sobre a mineralogia e a composição dos asteroides são obtidas a partir de comparação com espectros de laboratório na região do infravermelho próximo e no visível, entre 0.4 e 2.5 μm (Gaffey *et al.*, 2002; Gaffey, 2010). Estes espectros de laboratório são provenientes de meteoritos e minerais. A mineralogia e composição são inferidas verificando semelhanças entre os espectros de laboratório e do asteroide, como bandas de absorção e inclinação espectral (Gaffey *et al.*, 2002; Mothé-Diniz and Carvano, 2005; Alí-Lagoa *et al.*, 2013; Ieva *et al.*, 2014, e referências citadas).

Asteroides com espectro compatíveis a espectros de meteoritos acondritos diferenciados, meteoritos metálicos, minerais ígneos, ou um modelo de mistura de minerais ígneos sugerem a existência de asteroides que sofreram diferenciação ou que pertencem à possíveis famílias diferenciadas. Um exemplo é o trabalho de Mothé-Diniz and Carvano (2005). Mothé-Diniz and Carvano comparam o espectro do asteroide 221 Eos com 1478 espectros meteoríticos. Para reduzir a amostra de espectros meteoríticos, calculou-se a dispersão entre o espectro dos meteoritos com o do asteroide. Após uma redução da amostra, os espectros meteoríticos selecionados foram inspecionados visualmente. Mothé-Diniz and Carvano encontraram dois espectros compatíveis com o do asteroide Eos: o do meteorito CO3⁹ Warrenton, e do acondrito anômalo Divnoe.

Baseado nas similaridades e diferenças espectrais entre o espectro de Eos, e dos meteoritos Dvinoe e Warrentom (figura 2.6), Mothé-Diniz and Carvano concluem que o melhor ajuste para asteroide 221 Eos é o do meteorito Divnoe. O meteorito Divnoe é um acondrito rico em olivina contendo uma grande quantidade de metal e trolito (em inglês, *trolite*). Abundância isotópica de Divnoe é próxima aos clãs Winonitos, Brachinitos e HEDs, porém distinta. Considerando que o melhor ajuste de Eos é um acondrito diferenciado, a implicação é de que o asteroide Eos teve sua origem em um corpo diferenciado. Esta possibilidade é suportada também pela presença de outro asteroide na família de Eos com espectro semelhante, o asteroide 653 Berenike, como pode ser visualizado na figura 2.7.

Um problema em comparar o espectro do asteroide com um espectro de meteorito ou mineral em laboratório é o conhecimento do quanto o espectro do asteroide foi afetado pelo intemperismo espacial. Intemperismo espacial é o nome dado ao conjunto de processos que modificam as propriedades óticas da superfície do asteroide devido ao meio espacial (Gaffey, 2010). Algumas consequências do intemperismo espacial são a diminuição do valor do albedo, diminuição da área da banda de absorção, e aumento na região infravermelha do espectro Gaffey (2010). Os asteroides 243 Ida 433

⁹ condrito carbonáceo de tipo petrográfico 3

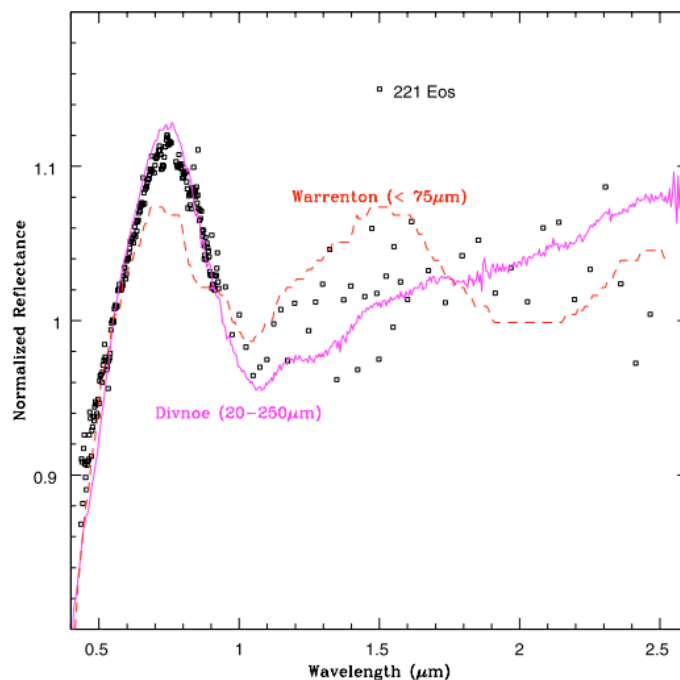


Fig. 2.6: Comparação do espectro do asteroide Eos (quadrados) com os do meteorito CO3 Warrenton (tracejado) e do meteorito Divnoe (linha contínua). Todos os espectros foram normalizados em $0.55 \mu\text{m}$. O tamanho do grão da amostra meteorítica é informado ao lado do nome do meteorito em parêntesis. Eos possui maior similaridade espectral com meteorito Dvinoe do que com meteorito Warrentom, como centros de bandas de absorção. Figura extraída de Mothé-Diniz and Carvano (2005).

Eros são considerados ambos asteroides de classe taxonômica S, porém apresentam tipos diferentes de intemperismo espacial (Gaffey, 2010). Assim, o desconhecimento de como intemperismo espacial atua no espectro dos asteroides diminui a confiabilidade da metodologia de comparação do espectro do asteroide com o de um meteorito ou mineral para sugerir qual é a composição do asteroide.

Outra forma de sugerir uma composição para os asteroides é o uso da taxonomia. A taxonomia é a separação dos asteroides em subconjuntos que possuam propriedades observacionais semelhantes, como albedo, cor, coeficiente angular do espectro (Gaffey *et al.*, 2002, e referências citadas). Mesmo que a taxonomia inclua objetos que possuam propriedades observacionais semelhantes, isto não implica necessariamente que eles possuam a mesma mineralogia e composição. Contudo, algumas classes taxonômicas parecem bem estabelecidas com a mineralogia sugerida (Gaffey *et al.*, 2002; Gaffey, 2002; de Pater and Lissauer, 2010). Um exemplo é a classe V que possui mineralogia sugerida dos meteoritos HEDs (Burbine *et al.*, 1996). O uso, mesmo que incerto de classes taxonômicas, é devido a região do espectro utilizada para avaliar a mineralogia dos asteroides. A composição e a abundância do mineral num corpo é um fator determinante na forma do espectro na região do infravermelho próximo (Gaffey,

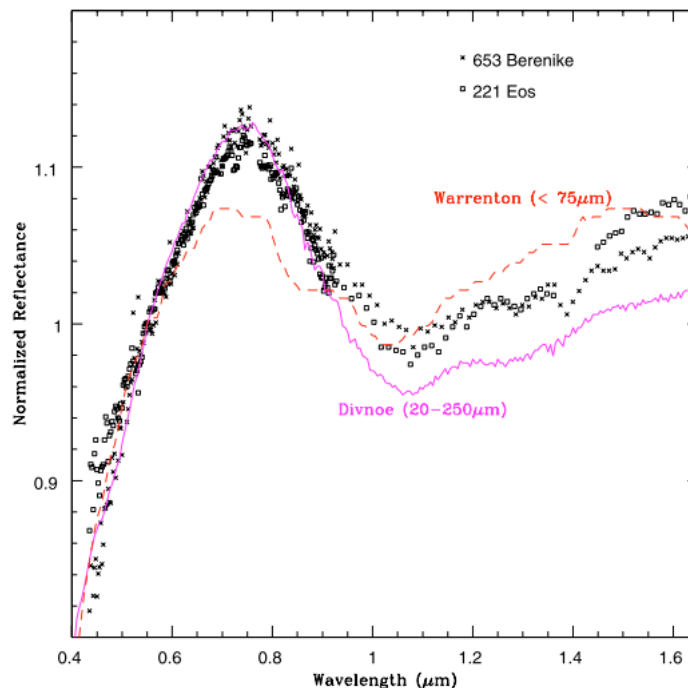


Fig. 2.7: Espectro do asteroide 221 Eos (quadrados) e do asteroide 653 Berenike (cruzes) comparado com os espectros dos meteoritos Warrenton e Divnoe. Os espectros foram normalizados em $0,55 \mu\text{m}$. O tamanho do grão da amostra meteorítica é informado ao lado do nome do meteorito em parêntesis. Figura extraída de Mothé-Diniz and Carvano (2005).

2010), e aliado ao fato de que a amostra espectral para os asteroides é menor do que o total de asteroides detectados, a taxonomia torna-se uma boa ferramenta para sugerir mineralogia.

A nomenclatura das classes taxonômicas inicialmente pretendiam sugerir uma determinada mineralogia aos asteroides (Bus *et al.*, 2002, e referências citadas). Na década de 1980, duas bases de dados, o ECAS (*Eigth-Color Asteroid Survey*), e o IRAS (*Infra-Red Astronomical Satellite*), forneceram dados fotométricos e albedos, que formentaram uma ampliação do conceito de classes taxonômicas, criando-se as taxonomias de Tholen, Barucci, e Tedesco. A separação em classes destas taxonomias era feita de tal forma a determinar quais aspectos dos espectros, como albedo e presença de bandas, são relevantes para a classificação. Mesmo considerando parâmetros diferentes, estas três taxonomias mantiveram o nome vinculado ao conceito de mineralogia sugerida. Da década de 1990 até o início da década de 2000, três grandes bases de dados aumentaram a amostra de espectros e refinaram a metodologia de determinação das classes taxonômicas: SMASS (*Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey*), SMASSII, e S3OS2 (*Small Solar System Objects Spectroscopic Survey*). Bus and Binzel (2002) desenvolvem uma taxonomia usando os espectros do SMASSII, expandindo a taxonomia de Tholen, usando dados com uma resolução espectral maior. Durante o texto será

usada a taxonomia de Tholen¹⁰, que pode ser visualizada na figura 2.8. Quando esta não for utilizada, a taxonomia assumida será explicitada.

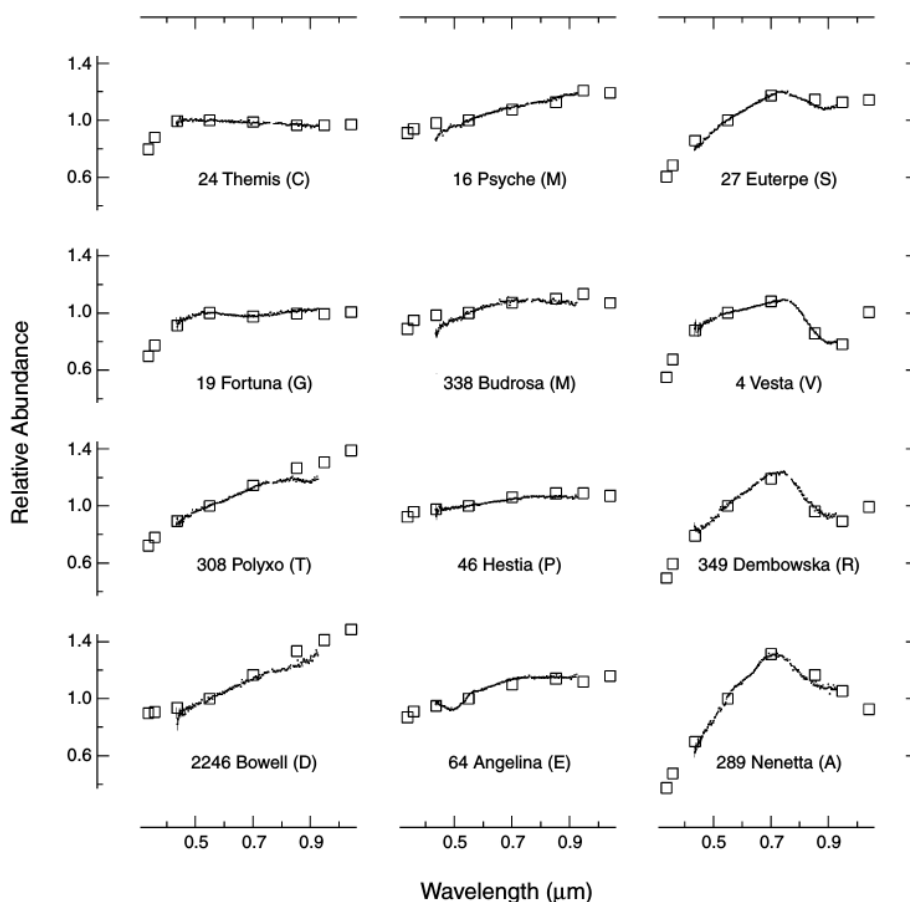


Fig. 2.8: Classes taxonômicas de Tholen (designadas por letras). Nesta figura é apresentado a comparação entre dados do ECAS, em quadrados, e os dados do SMASSII, em pontos, utilizando alguns asteroides como exemplos (nomes abaixo do espectro). Espectros estão normalizados em $0.55 \mu\text{m}$. Figura extraída de Bus *et al.* (2002).

A maioria dos asteroides oriundos da classe V são considerados pertencentes ao asteroide 4 Vesta (Burbine *et al.*, 1996; Gaffey *et al.*, 2002; Davis *et al.*, 2005; Roig *et al.*, 2008). Os espectros dos asteroides de classe V são compatíveis com os meteoritos HEDs, devido a duas bandas de absorção, uma em $1 \mu\text{m}$ e a outra em $2 \mu\text{m}$, que satisfazem todos os critérios mencionados anteriormente para caracterização mineralógica: características espectrais únicas devido a estrutura e composição de determinado mineral, e um melhor ajuste entre o espectro de uma amostra meteorítica e o espectro do asteroide. No entanto, Roig *et al.* (2008) apresentam resultados que demonstram que asteroides de tipo V na região externa do Cinturão Principal de Asteroides (Lazzaro, 2000) tem baixa probabilidade de serem fragmentos de Vesta. Considerando que Vesta

¹⁰ Esta decisão baseia-se no fato de que na literatura de diferenciação em asteroides, a taxonomia mais usada seja a taxonomia de Tholen.

é atualmente o único objeto totalmente diferenciado conhecido no Cinturão Principal (Burbine *et al.*, 2002; Gaffey, 2002; Gaffey *et al.*, 2002; McCoy *et al.*, 2006; Weiss and Elkins-Tanton, 2013, e referências citadas), e que a totalidade dos tipos V conhecidos podem ter sua origem traçada até Vesta, os asteroides de classe V que tem baixa probabilidade de virem de Vesta são evidências de que mais corpos tenham sofrido diferenciação no Cinturão Principal.

Outras classes tem mineralogia sugerida a de meteoritos acondritos ricos em olivina e piroxênios e a meteoritos metálicos. A classe S, inicialmente considerada como uma classe com mineralogia semelhante a de meteoritos condríticos, é atualmente subdividida dado que seus membros apresentam características tanto de acondritos diferenciados ricos em olivina e piroxênios, quanto de meteoritos condríticos (Gaffey *et al.*, 1993, 2002). A classe A tem sua composição sugerida de silicatos com 90% compostos de olivina. Esta inferência foi estimada a partir de dados no infra-vermelho próximo com bandas de absorção características da olivina (Burbine *et al.*, 1996; Gaffey, 2002). Asteroides da classe M apresentam espectro plano entre $0.3 \mu\text{m}$ e $1.1 \mu\text{m}$, semelhante aos de meteoritos metálicos. O albedo obtido a partir de observações por radar é um ótimo indicador para a presença de metal, dado que o albedo por radar é uma função tanto da porosidade quanto da presença de metal. No entanto, analisando o albedo de alguns asteroides de classe M, foram observadas ambiguidades entre as soluções mineralógicas sugeridas. O espectro do asteroide estaria tanto condizente com o espectro de um meteorito metálico com ~ 0.5 de porosidade quanto de um meteorito condrítico de enstatita com 30% de metal com uma porosidade entre 0.33 e 0.55 (Burbine *et al.*, 1996). Além disto, existe a presença de uma banda de absorção na região de $3 \mu\text{m}$ no espectro de alguns asteroides da classe M. Esta banda está associada a presença de água (Burbine *et al.*, 1996; Gaffey *et al.*, 2002), o que não condiz com um asteroide metálico. Estas discrepâncias espectrais não eliminam a possibilidade de que parte dos asteroides de classe M sejam, de fato, metálicos.

2.4 Famílias de asteroides

Famílias de asteroides são definidas a partir de métodos de aglomeração no espaço de elementos próprios (Zappala *et al.*, 1990, 1994). Contudo, uma redefinição criteriosa das famílias identificadas permite averiguar quais asteroides identificados pelo método aglomerativo adotado são intrusos ou asteroides de fundo (Ivezic *et al.*, 2002; Vokrouhlický *et al.*, 2006; Parker *et al.*, 2008). Vokrouhlický *et al.* (2006) propõe o uso da dispersão pelo efeito Yarkovsky como estimador da idade da família de asteroides, e com esta informação definir uma região da família no diagrama de magnitude absoluta

por semi-eixo. Outra proposta para redefinir famílias de asteroides é o uso de cores para caracterizar a família. Ivezic *et al.* (2002) verifica uma homogeneidade de cores em famílias de asteroides, utilizando o sistema de cores $g - r$, $r - i$, e $i - z$ do Catálogo de Objetos Móveis do SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*). Ivezic *et al.* parametriza o sistema de cores usando uma nova variável a^* :

$$a^* = 0.89(g - r) + 0.45(r - i) - 0.57 \quad (2.1)$$

caracterizando os asteroides presentes no catálogo no espaço a^* por $i - z$ e verificando suas respectivas posições no espaço de elementos osculadores, como pode ser visto na figura 2.9. Parker *et al.* (2008) utilizando-se desta aparente homogeneidade de cor, redefine as famílias identificados pelo método HCM utilizando uma métrica baseada tanto nos elementos próprios quanto nas cores dos asteroides para extrair asteroides de fundo e intrusos.

Porém, assim como utilizar o efeito Yarkovsky como estimador da idade da família tem como suposição inicial a mesma composição para todos os asteroides pertencentes à família, assumir que todos os asteroides de uma mesma família possuem cores similares é assumir homogeneidade composicional de seus membros. Pequenas variações de cor indicam composição superficial semelhante (Ivezic *et al.*, 2002; Parker *et al.*, 2008). Logo o uso de cores para redefinir famílias talvez não seja adequado para identificar uma família de asteroides diferenciada.

As classes taxonômicas também são utilizadas para redefinir famílias de asteroides. Mothé-Diniz *et al.* (2005) reanalisa as famílias de asteroides por taxonomia, verificando se a mineralogia sugerida é compatível com grupo de classes taxonômicas para os asteroides das famílias identificadas. Dois exemplos podem ser a família de Koronis e a família de Eos. A família de Koronis apresenta uma homogeneidade em seus membros. Dos 2293 asteroides identificados para a família por Mothé-Diniz *et al.*, somente 31 membros possuíam classificação taxonômica. Destes 31 asteroides, 29 são classificados como complexo S da taxonomia de Bus (classe S da taxonomia de Tholen), enquanto que outros dois asteroides são das classes X e D da taxonomia de Bus. Os asteroides identificados como de fundo ou intrusos são em sua maioria classificados como tipo C. Uma comparação entre os espectros dos asteroides da família de Koronis com relação aos asteroides de fundo pode ser visualizada na figura 2.10. Por outro lado, a família de Eos apresenta uma inomogeneidade taxonômica entre seus membros, tornando difícil a determinação de intrusos a partir de classes taxonômicas. Mothé-Diniz *et al.* compara quais classes taxonômicas possuem mineralogia compatível entre si, e utiliza-se deste argumento para inferir quais seriam os possíveis intrusos na família de Eos. A família de Eos fora identificada com 3287 membros, dos quais 92 possuíam

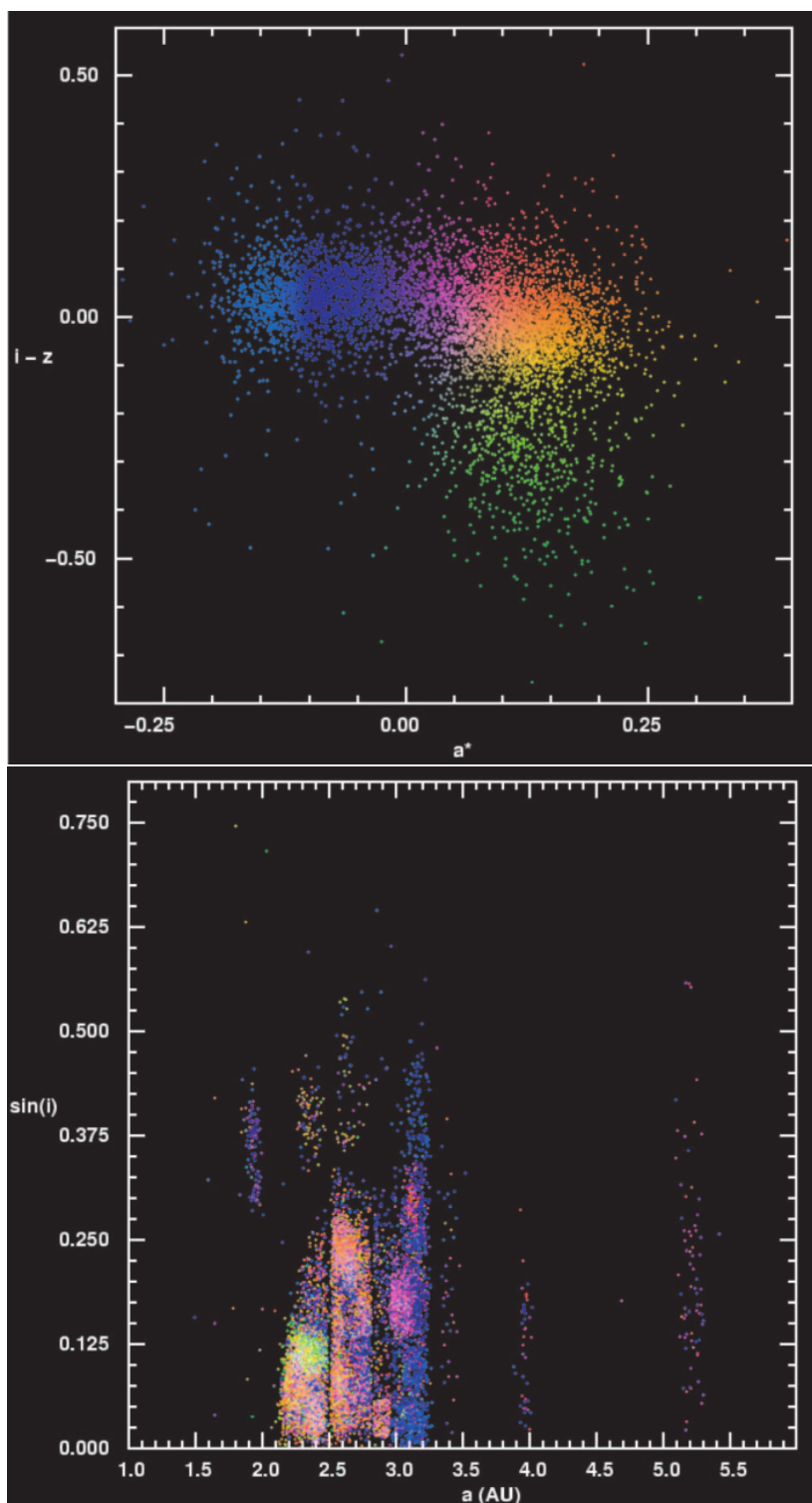


Fig. 2.9: Diagrama de cor a^* por $i - z$ (imagem superior) para os asteroides presentes no Catálogo de Objetos Móveis do SDSS analisado por Ivezić *et al.* (2002). Os respectivos asteroides podem ser visualizados no espaço de elementos osculadores na imagem inferior.

classificação taxonômica. Mothé-Diniz *et al.* argumenta que uma mineralogia sugerida para a família de Eos seria a de condritos CV/CO, porém esta mineralogia sugerida não é compatível com todos os membros da família e seria necessário maiores estudos

espectroscópicos na região do visível e do infravermelho próximo. Mothé-Diniz and Carvano (2005) argumenta que a família de Eos deve ter vindo da quebra de um corpo parental diferenciado, devido a similaridades espectrais entre seus dois maiores asteroides com espectros de acondritos diferenciados. Assim, semelhante ao uso de cores ou dispersão pelo efeito Yarkovsky, o uso de homogeneidade taxonômica para redefinir famílias talvez não seja adequado para identificar famílias diferenciadas de asteroides.

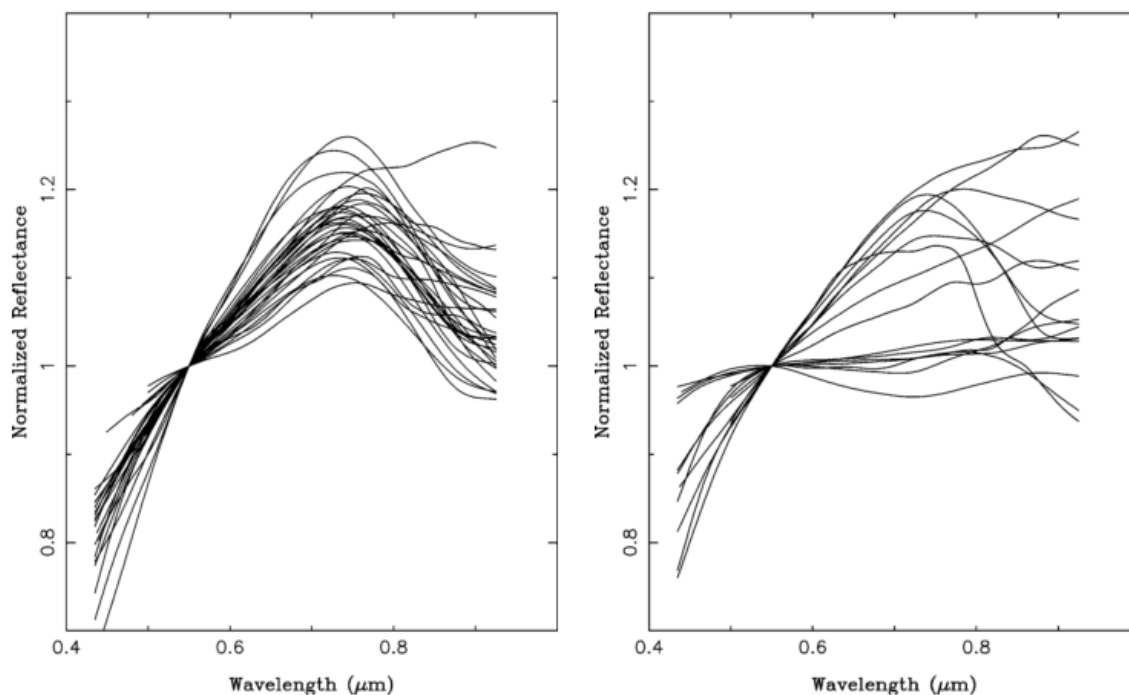


Fig. 2.10: Comparação dos espectros dos membros da família de Koronis (imagem a esquerda) com relação aos espectros dos asteroides definidos como asteroides de fundo (imagem a direita). Todos os espectros foram normalizados em $0.55 \mu\text{m}$. Figura extraída de (Mothé-Diniz *et al.*, 2005).

Espera-se que uma família diferenciada apresente asteroides com diversidade taxonômica, que possuam mineralogias sugeridas compatíveis com meteoritos e minerais que originaram-se num processo de diferenciação. Assim, espera-se que os asteroides da classe V sejam fragmentos da crosta basáltica, asteroides da classe S e A fragmentos do manto, e asteroides da classe M fragmentos do núcleo. Alguns exemplos de asteroides que se incluem nas classes taxonômicas associadas ao que se espera de fragmentos de um corpo diferenciado podem ser visualizados na figura 2.11. Logo, a presença dessa mistura de classes taxonômicas em algumas famílias de asteroides, como Eos e Baptistina (Mothé-Diniz *et al.*, 2005), é uma evidência de famílias diferenciados no Cinturão Principal.

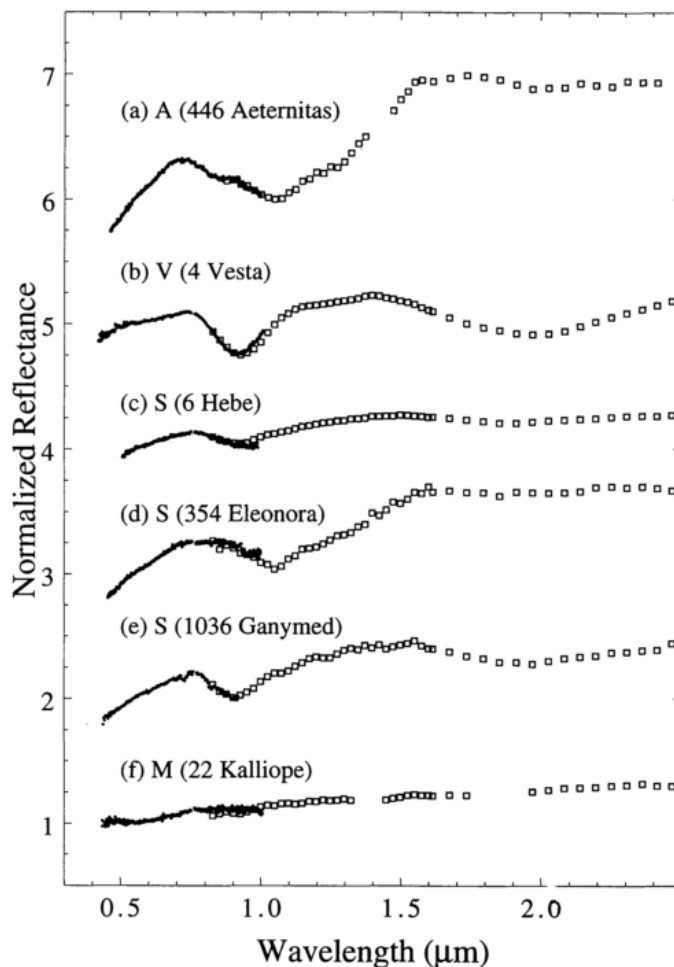


Fig. 2.11: Exemplo de asteroides com classes taxonômicas associadas ao que se espera observar numa família diferenciada. Classe M é associada a fragmentos provenientes do núcleo de um corpo diferenciado, enquanto que as classes S e A são associadas ao manto e a classe V a fragmentos da crosta. Todos os espectros estão normalizados em $0.55 \mu\text{m}$. Figura extraída de Burbine *et al.* (1996).

2.5 Problemática da família Diferenciada

Mesmo que existam evidências de que houve diferenciação de objetos no Cinturão Principal (existência de meteoritos metálicos e de asteróides provavelmente diferenciados) há apenas um pequeno número de objetos com a mineralogia rica em olivina que seria esperada de material do manto. Este problema é denominado "grande falta de dunitos¹¹" (Burbine *et al.*, 1996). Uma possibilidade é que os asteroides correspondentes aos dunitos foram eliminados ao longo do tempo devido a interações com planetesimais, deslocando-os para regiões de ressonância, e por colisões com outros asteroides, que tenderiam a erodir o material do manto e enriquecer os fragmentos em metais (Burbine *et al.*, 1996; Bottke, 2006).

¹¹ Dunitos são rochas ígneas composta de 90% de olivina podendo ter em sua composição piroxênios.

Diversos cenários com respeito à quebra de corpos totalmente diferenciados são discutidos por Gaffey (2002). Um dos cenários mais plausíveis, é que após o evento colisional, o material presente no núcleo seria disperso, e meteoritos metálicos seriam exemplares deste material presente na Terra. Baseado nos tipos de meteoritos metálicos, deveriam ter ocorrido ~ 85 corpos parentais que deram origem aos meteoritos metálicos. Porém, aproximadamente 63 grupos haviam sido identificados pelo método HCM (Zappala *et al.*, 1995) que depende da métrica assumida e do catálogo de elementos próprios disponível. Destas famílias dinâmicas identificadas, somente 25 foram caracterizados como famílias de asteroides por Marzari *et al.* (1999). Marzari *et al.* caracteriza as famílias baseando-se em resultados de simulações numéricas, que fornecem indícios de como deve ser a distribuição de tamanhos final para uma família gerada por um processo colisional e a resolução espacial em elementos próprios de uma família. Gaffey conclui que o total identificado de famílias de asteroides é menor do que a quantidade compatível para o total de tipos de meteoritos metálicos. Outro problema levantado era a aparente homogeneidade taxonômica e de cor (Ivezic *et al.*, 2002; Parker *et al.*, 2008) das famílias identificadas ressaltado por Gaffey. Gaffey comenta que se considerarmos a possibilidade de uma reacção após a quebra do corpo parental diferenciado é esperado que o *rubble-pile* apresente em sua superfície indícios de composição de diversas regiões do interior de um corpo diferenciado (basalto, metal, rochas ricas em olivina), e assim o *rubble-pile* seria composto por material rico em olivina e piroxênios. Entretanto, devido a falta de detecção deste material (Burbine *et al.*, 1996), esta possibilidade não parece ser a adequada para explicar a menor presença de famílias de asteroides identificadas do que a quantidade mínima necessária de possíveis corpos parentais dos meteoritos metálicos. Gaffey (2002) aborda que esta falta de material rico em olivina indica que os corpos parentais dos meteoritos metálicos quebraram-se a muito tempo atrás e este material provavelmente foi removido por colisões subsequentes ou por dispersão devido a forças não-conservativas, como efeito Yarkovsky, e que os fragmentos destas famílias estariam distantes um dos outros no espaço de elementos próprios, dificultando sua identificação. Gaffey (2002) propõe que identificar a relação mineralógica entre asteroides da mesma família, assim como melhorar o reconhecimento de famílias velhas deve ser a forma mais adequada de estudar as possíveis famílias que deram origem aos meteoritos metálicos.

Entretanto, Bottke *et al.* (2006) sugerem que os corpos parentais dos meteoritos metálicos não originaram-se na região do Cinturão Principal, mas sim, na região dos planetas internos, sendo dispersados posteriormente para o Cinturão Principal. Bottke *et al.* basearam-se sua hipótese em:

- (1) a distribuição da frequência de tamanhos deveria ser diferente da observada

para que vários corpos entre 20 e 200km tivessem sofrido diferenciação, quebrando-se e fornecendo material para a amostra meteorítica.

(2) abundância isotópica em meteoritos metálicos demonstram que o processo de diferenciação que os deu origem ocorreu nos primeiros 1 a 2 milhões de anos desde a formação do Sistema Solar. Entretanto, a abundância isotópica de condritos ordinários demonstra uma idade de formação posterior a dos meteoritos metálicos.

(3) planetesimais na região interna sofreram um aquecimento maior, devido a proximidade com Sol e uma maior acreção de Al²⁶. Logo, planetesimais originários da região interna seriam mais suscetíveis a diferenciação.

(4) a acreção na região dos planetas internos ocorreu mais rapidamente do que na região do Cinturão Principal, explicando a defasagem de idade de formação dos meteoritos metálicos com relação aos condritos ordinários.

Para testar a hipótese de que os corpos parentais dos meteoritos metálicos foram formados na região dos planetas internos e dispersos no Cinturão Principal, Bottke *et al.* realizou uma série de simulações com 1000 partículas-teste, espalhados entre 0.5 e 2.0 UA. Também foram considerados 100 embriões planetários com $0.4 M_{\oplus}$, espalhados igualmente entre 0.5 e 3.0 UA. A integração negligenciou a existência dos planetas gigantes Júpiter e Saturno, além de negligenciar arrasto gasoso. As excentricidades foram sorteadas entre $0.5 \times a/r_{Hill}$ e $5.0 \times a/r_{Hill}$, onde r_{Hill} é o raio de Hill¹² dos embriões planetários, e a é o semi-eixo sorteado para as partículas-teste, ou para os embriões planetários. Após uma integração de 10 Ma, partículas-teste alcançaram a região do Cinturão Principal, como pode ser visualizado na figura 2.12.

Entretanto, Haghighipour and Scott (2012) contestam os resultados obtidos por Bottke *et al.* (2006), incluindo na simulação um planetesimal que dará origem ao planeta Júpiter. Conforme este "pré-Júpiter" aumenta de massa mais cedo durante a integração, menos objetos, formados na região dos planetas internos, alcançam a região do Cinturão Principal, como pode ser visto na figura 2.13. Haghighipour and Scott concluem que mesmo sendo possível algum asteroide ser originário da região interna, a probabilidade dele alcançar a região do Cinturão Principal é baixa. Aliado a isto, a migração dos planetas gigantes, que não foi considerada na integração tanto de Bottke *et al.* quanto de Haghighipour and Scott, aumentaria as perturbações que seriam aplicadas na dispersão dos asteroides que se formassem na região dos planetas internos, diminuindo ainda mais a probabilidade de alcançarem a região do Cinturão Principal.

¹² O raio de Hill é definido como raio da esfera onde o potencial gravitacional do corpo secundário, num problema de 3 corpos, é dominante sobre terceiro corpo com relação ao corpo primário (corpo de maior potencial gravitacional). Definido como $r_{Hill} = a(1 - e)(m/3M)^{1/3}$, onde a é semi-eixo, e é a excentricidade e m é a massa do corpo secundário, e M é a massa do corpo primário, sendo $M > m$ (Lissauer and de Pater, 2013).

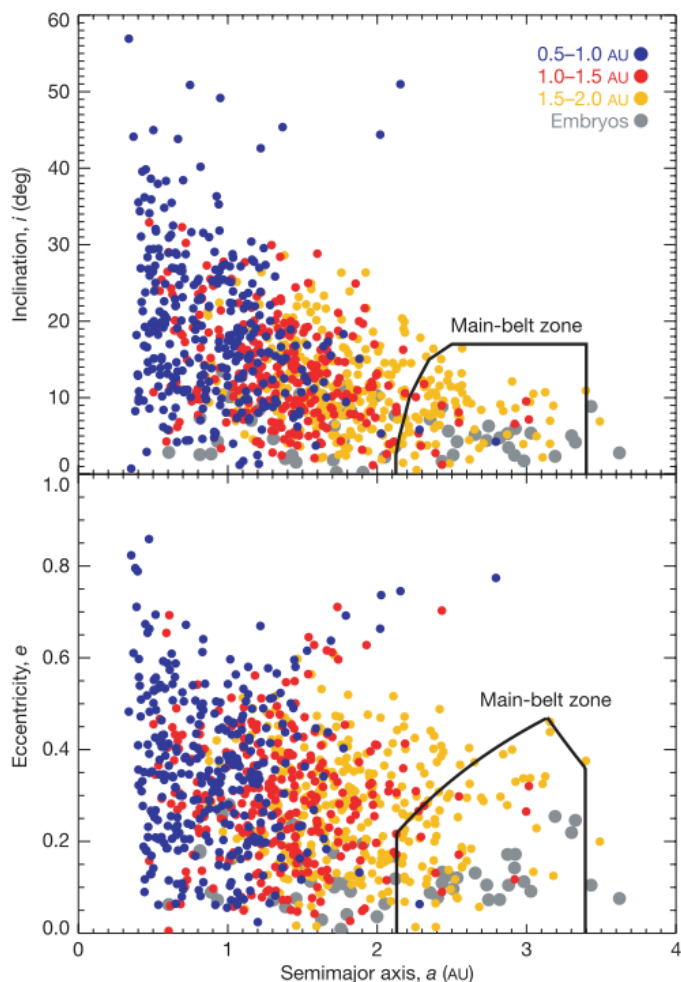
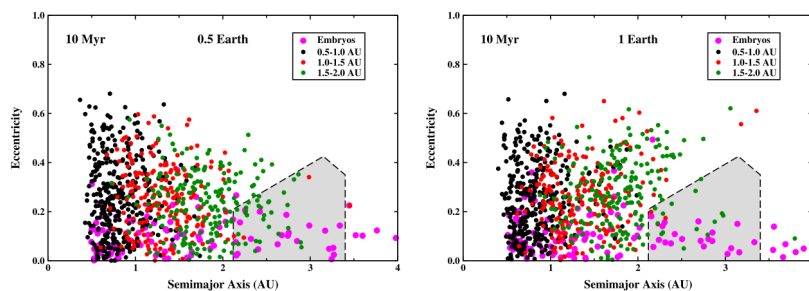
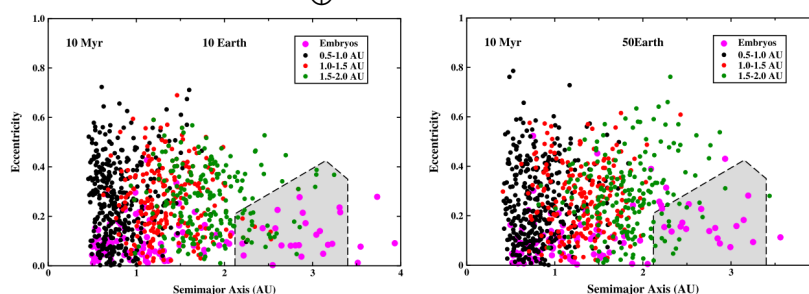


Fig. 2.12: Resultados da integração de Bottke *et al.* (2006) após 10 Ma. Partícula de cor azul tiveram como condições de semi-eixo inicial na região entre 0.5 e 1.0UA, partículas em vermelho tiveram semi-eixo inicial entre 1.0 e 1.5UA, e partículas em amarelo tiveram semi-eixo inicial entre 1.5 e 2.0UA. A região do Cinturão Principal foi demarcada por uma linha contínua preta e os embriões planetários com a cor cinza.

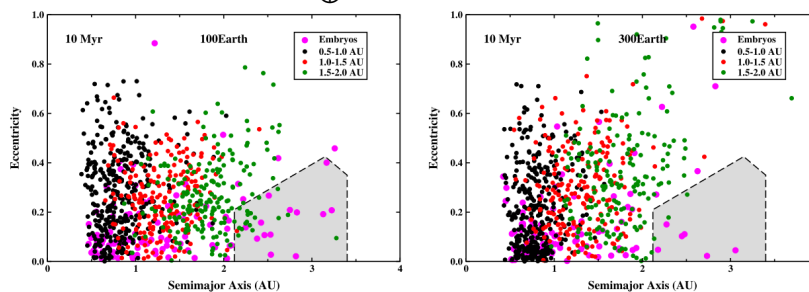
Os resultados apresentados por Bottke *et al.* (2006) e Haghighipour and Scott (2012) não resolvem o problema da origem dos meteoritos metálicos, porém coloca-se como delimitador das condições. Considerando a existência de um planetesimal crescendo e que dará origem a Júpiter, supor que asteroides diferenciados vieram na região interna e foram dispersos no Cinturão Principal é uma hipótese com baixa probabilidade de ocorrência.



(a) Resultados da integração a 10 Ma para um "pré-Júpiter" com massas de 0.5 e $1 M_{\oplus}$.



(b) Resultados da integração a 10 Ma para um "pré-Júpiter" com massas de 10 e $50 M_{\oplus}$.



(c) Resultados da integração a 10 Ma para um "pré-Júpiter" com massas de 100 e $300 M_{\oplus}$.

Fig. 2.13: Resultados de integração de Haghighipour and Scott (2012). Partículas de cor negra tiveram semi-eixo inicial entre 0.5 e 1.0 UA, partículas de cor vermelho tiveram semi-eixo inicial entre 1.0 e 2.0 UA, e partículas de cor verde tiveram semi-eixo inicial entre 1.5 e 2.0 UA. Os embriões planetários, de cor rosa, foram espalhados igualmente entre 0.5 e 3.0 UA. A região do Cinturão Principal é demarcada por uma região preenchida de cor cinza e delimitada por uma linha tracejada preta. Cada gráfico apresenta o mesmo resultado de integração para diferentes valores de massa para o planetesimal "pré-Júpiter". Conforme a massa deste "pré-Júpiter" aumenta, a probabilidade de uma partícula-teste alcançar a região do Cinturão Principal se torna mais baixa.

3. MODELANDO UMA FAMÍLIA DE ASTEROIDES DIFERENCIADA

Se as famílias de asteroides diferenciados formaram-se no Cinturão Principal, o problema de não identificar-se uma família diferenciada, mesmo com a existência de indícios, sugere a possibilidade de que os métodos de identificação de famílias possam não ser adequados a sua identificação. Métodos recentes de identificação de famílias tem inserido uma dependência com as cores dos asteroides e outras propriedades observacionais (Parker *et al.*, 2008), o que tende a supor propriedades homogêneas para todos os membros da família. Esta suposição é inconsistente com o que espera-se numa família diferenciada, como por exemplo a provável diversidade taxonômica (Gaffey, 2002). Contudo, a dispersão em elementos próprios mantém-se como principal método de identificação.

Para tratar do problema da falta de identificação de famílias diferenciadas é necessário criar uma família sintética diferenciada de asteroides que possa ser analisada pelos métodos de detecção e comparada com as famílias de asteroides reais. A dificuldade em gerar uma família sintética diferenciada está no problema de como um corpo com regiões de diferentes densidades se quebraria e equipartiria a energia criando uma distribuição de tamanho/massa, o campo de velocidades de ejeção, e a energia cinética dada para dispersão dos fragmentos resultantes da quebra deste corpo diferenciado.

O estudo de eventos colisionais deve-se a busca de respostas para uma melhor compreensão das propriedades físicas (forma, tamanhos, rotação) dos asteroides (Ryan, 2000). Fujiwara *et al.* (1977) propôs que a densidade de energia cinética, que posteriormente seria denominada energia catastrófica de impacto (Housen and Holsapple, 1990; Ryan *et al.*, 1992), seria o indicador para caracterizar o processo colisional. Fujiwara *et al.* classificou os eventos colisionais em hipervelocidade, regime em que velocidade relativa entre os dois objetos seria entre 1 km/s e 7 km/s (Ryan, 2000, e referências citadas), em 4 tipos: (1) destruição completa, (2) núcleo remanescente, (3) craterização, e (4) transicional. Os critérios de Fujiwara *et al.* foram o tamanho do alvo da colisão ou a energia cinética por massa, para dada velocidade e massa constantes. A completa destruição resulta na total fragmentação do alvo e do projétil. A colisão com núcleo remanescente ocorre quando a parte central do alvo sobrevive a colisão. Na colisão de craterização, o alvo sobrevive quase intacto, com uma cratera no local de impacto

do projétil. A colisão transicional é a situação entre a colisão que mantém um núcleo remanescente e uma colisão de craterização.

Greenberg *et al.* (1978) definem o critério de rigidez de impacto (em inglês, *impact strength*) como sendo a densidade de energia necessária para produzir uma colisão catastrófica, onde uma colisão catastrófica é o evento em que o maior fragmento tem metade da massa original. Esta definição foi alterada ao longo dos anos (Takagi *et al.*, 1984; Davis and Ryan, 1990; Ryan *et al.*, 1992). A definição aceita atualmente deve-se a Ryan *et al.* (1992), onde a rigidez de impacto é a densidade total de energia cinética necessária para uma colisão catastrófica. Housen and Holsapple (1990) assumem uma variável análoga à rigidez de impacto, denominando-a energia catastrófica de impacto, Q^* . A nova definição leva em conta o processo de fratura do corpo:

Q^* é a energia por unidade de massa necessária para completa fratura do corpo, onde o maior fragmento contém metade da massa do corpo original.

Stewart and Leinhardt (2009) modificam a definição de Housen and Holsapple (1990). A motivação de Stewart and Leinhardt foi retirar ambiguidades nas definições da energia catastrófica, ou na rigidez de impacto, que foram geradas nos anos seguintes (Housen, 1991; Melosh *et al.*, 1992; Holsapple, 1993b,a, 1994; Ryan and Melosh, 1998; Ryan, 2000) levando em consideração que o corpo seria tanto fraturado quanto disperso pela energia cinética dada no evento colisional entre o alvo e o projétil. Para tanto, eles reescrevem a densidade de energia catastrófica como a densidade de energia cinética necessária para fraturar e dispersar os fragmentos resultantes de um evento catastrófico em função da velocidade de impacto, das propriedades físicas do alvo:

$$Q_{RD}^* = q_s R_{C1}^{9\mu/(3-2\phi)} V_i^{2-3\mu} + q_g R_{C1}^{3\mu} V_i^{2-3\mu} \quad (3.1)$$

onde q_s e q_g são as constantes de proporcionalidade para o regime de rigidez e gravitacional respectivamente, V_i é a velocidade de impacto, ou também denominada velocidade relativa do projétil, R_{C1} é o raio definido quando toda a massa do alvo esteja distribuída uniformemente num volume com densidade de 1 g/cm^3 , e μ e ϕ são expoentes obtidos pelo modelo de fraturas e craterização num dado material. O expoente μ surge da teoria analítica desenvolvida por Housen (1983); Holsapple and Choe (1987); Housen *et al.* (1991); Holsapple (1994) de que a situação de colisão entre dois corpos em laboratório pode ser aplicada por uma lei de escala para colisão de asteroides. Este fator de escala, C_{escala} , seria uma combinação de leis de potência do raio do alvo, da densidade e da velocidade de impacto:

$$C_{escala} \propto V_i^\mu \rho^\phi R \quad (3.2)$$

Desta forma, Housen and Holsapple (1990); Holsapple (1994); Housen and Holsapple (1999) assumem que é possível obter uma função F de tal forma que o campo de velocidades de ejeção seja dado por uma relação:

$$v = F(C_{escala}, r_p) \quad (3.3)$$

esta função F baseia-se em dados de laboratório, e r_p é o raio do projétil. Housen and Holsapple (1990) utilizam esta hipótese para criar uma função que descreve a energia catastrófica de impacto, $Q^* \propto R^{-0.24} \times V_i^{0.35}$, e com isso obtém uma relação para a distribuição de massa numa colisão entre asteroides baseada em dados de laboratório. O expoente ϕ vem do conceito do crescimento de fraturas num corpo sólido. A densidade de fraturas acumulada por volume acima de um determinado comprimento de fratura, $n_{fraturas}$, seria dada por uma lei de potência $n_{fraturas} \propto s^{-\phi/2}$, onde s é o comprimento da fratura e ϕ dependeria do material levado em consideração. Estas constantes permaneceram no desenvolvimento posterior de modelos para colisão de asteroides tanto analíticos quanto numéricos (Ryan and Melosh, 1998; Housen and Holsapple, 1999; Stewart and Leinhardt, 2009).

A ideia de separar em dois regimes distintos, rigidez e gravitacional, nasce da comparação de colisões em laboratório e entre asteroides. Enquanto no laboratório, a rigidez do material é a variável que define como ocorrerá a distribuição de massa, na colisão entre asteroides, o problema da ação gravitacional tanto no corpo parental, aumentando a pressão interna, quanto após a fragmentação, na reacumulação de alguns fragmentos, altera a forma como a massa distribui-se entre os fragmentos e a velocidade de ejeção que estes alcançam (Melosh *et al.*, 1992; Melosh and Ryan, 1997; Stewart and Leinhardt, 2009). Assim, surge a necessidade de compreender o quanto de energia cinética é fornecida somente para quebrar o alvo, gerando fraturas, e o quanto é dada para dispersar estes fragmentos gerados (Housen *et al.*, 1991; Melosh *et al.*, 1992; Holsapple, 1994).

O tratamento da colisão entre dois asteroides se fundamenta em 4 pilares: (1) observações, (2) testes de laboratório, (3) modelo analítico, (4) modelo numérico (Ryan, 2000). O laboratório permite tratar o problema em pequenas escalas, que consideramos corpos da ordem de metros ou menores. Este tipo de tratamento traz informações sobre o regime de rigidez quando ocorre o processo de fratura do alvo (Fujiwara *et al.*, 1977; Fujiwara and Tsukamoto, 1980; Takagi *et al.*, 1984; Nakamura *et al.*, 1992; Okamoto and Arakawa, 2008; Nakamura *et al.*, 2009; Okamoto *et al.*, 2011). A observação de família de asteroides traz informação sobre a distribuição de tamanhos, ou de massa. Mesmo que esta informação seja sobre um família que já evoluiu no tempo, como reacumulações ou colisões posteriores, ela apresenta o resultado final de fragmentos que

acreditamos que venham de um mesmo corpo, passíveis de comparação com modelos de evolução dinâmica de famílias sintéticas. O modelo analítico propõe-se a descrever os dados observados por um modelo simples baseado em resultados de laboratório. O modelo numérico tem o mesmo objetivo do modelo analítico (descrever resultados observacionais) porém não trata o problema com equações que já forneçam o campo de velocidades de ejeção ou a distribuição de massa. Em vez disso, o tratamento numérico desenvolvido pelos hidrocódigos parte do pressuposto que conhecemos a equação de estado do material do corpo alvo. Assumindo um modelo de fratura, o hidrocódigo simula a quebra e posteriormente um modelo de N-corpos calcula como os fragmentos evoluem após a dispersão inicial, permitindo simular os processos de reacumulação. Logo, um modelo numérico traz informações que podem ser comparadas tanto com resultados de laboratório quanto de observações.

Para tratar do problema de gerar uma família sintética diferenciada, ajustaremos o modelo analítico desenvolvido por Petit and Farinella (1993) com os dados vindos do modelo numérico de Jutzi *et al.* (2010). Aplicando a energia catastrófica de impacto desenvolvida por Stewart and Leinhardt (2009) para conhecer quanto de energia cinética é dada para dispersar e fragmentar, poderemos aplicar este modelo para um corpo de qualquer tamanho. Esta metodologia está de acordo com a ideia apresentada no Capítulo 1. O desconhecimento de como a energia do evento colisional é equipartida entre os fragmentos com diferentes densidades necessita de uma reformulação de um modelo analítico baseada em dados de simulações numéricas que forneçam a informação da equipartição de energia para diferentes tamanhos (raios ou diâmetros). Mesmo que a simulação numérica assuma a mesma densidade para sua distribuição de tamanhos, a informação de como a velocidade se distingue entre os fragmentos com diferentes valores de massa permite considerar uma equipartição de energia se assumirmos diferentes densidades para os fragmentos. Desta forma o modelo analítico poderia considerar uma família diferenciada de asteroides. A metodologia usualmente empregada não permite isto, pois assume que todas as partículas tem suas respectivas velocidades na mesma distribuição Maxwelliana (Morbidelli *et al.*, 1995; Zappalà, 1996). Esta suposição implica no fato que a energia é equipartida de forma semelhante para os fragmentos de qualquer região do corpo parental, o que não seria um cenário plausível para fragmentos originados num corpo diferenciado.

3.1 Modelo de Petit and Farinella (1993)

O objetivo de Petit and Farinella (1993) é o desenvolvimento de uma metodologia analítica capaz de obter resultados de um evento colisional, i. e., a distribuição de

tamanhos e as velocidades de ejeção, entre dois asteroides. A colisão ocorreria no regime de hipervelocidades. A velocidade média de um asteroide no Cinturão Principal é estimada da ordem de 5 km/s (Farinella and Davis, 1992).

A colisão ocorre entre dois corpos com velocidade relativa V_{imp} e com massas M_i , onde $i = 1, 2$. Ambos quebram-se em diversos fragmentos, com respectivas massas $m_{i,j}$, onde j representa o fragmento do corpo de massa M_i , e com respectiva velocidade $v_{i,j}$. A massa do maior fragmento é dada por $M_{max,i} = f_{l,i}M_i$, sendo f_l a razão entre o maior fragmento e seu respectivo corpo parental.

A primeira suposição é a da aproximação de fonte pontual. Esta aproximação foi desenvolvida formalmente por Holsapple and Schmidt (1987), o qual aplica-se a eventos colisionais em que a escala de tempo e distância envolvidas são menores do o projétil. Isto é, $M_1 \gg M_2$. Desta forma, o regime colisional é descrito numa primeira aproximação pela energia cinética e pelos momentos associados entre os corpos. A consequência de aplicar esta aproximação é que a família de asteroides gerada pela colisão provém quase totalmente pelos fragmentos do maior corpo. A partir deste momento, será assumido que todos os fragmentos gerados são do maior corpo envolvido no evento colisional, sendo sua massa dada como M_{tot} .

A distribuição cumulativa de fragmentos, $N(\geq m)$, é assumida como uma lei de potência de Pareto, como pode ser vista na equação 3.4. Onde M_{max} é a massa do maior fragmento, M_d é a massa do menor fragmento, e $B = M_{max}^b$, para $N(\geq M_{max}) = 1$. $\Theta(x)$ é a função de Heaviside, onde $\Theta(x) = 0$ se $x < 0$ e $\Theta(x) = 1$ se $x \geq 0$. O índice b é o expoente da lei de potência.

$$N(\geq m) = Bm^{-b}\Theta(M_{max} - m)\Theta(m - M_d) + BM_d^{-b}[1 - \Theta(m - M_d)] \quad (3.4)$$

A suposição que seja uma lei de potência que descreva a distribuição cumulativa de fragmentos provém de resultados de laboratório. A primeira ideia surge com Gault and Wedekind (1969), que desenvolveram série de colisões de micrometeoritos em tectitos¹ em laboratório. Estes testes foram realizados com velocidades relativas ente 1 e 6 km/s. E como resultado, a distribuição seguia uma lei do tipo $N(> m) \propto m^{-b}$. Takagi *et al.* (1984); Davis and Ryan (1990) mostraram que a distribuição cumulativa de fragmentos é melhor representada por uma combinação de duas ou três leis de potência, o que foi aplicado recentemente por Parker *et al.* (2008) no estudo da distribuição de tamanhos

¹ Tectitos são pequenas rochas vítreas geradas num evento de craterização. O meteoróide impacta com solo terrestre, lançando tanto rochas do solo quanto fragmentos do meteoróide na atmosfera aquecido pelo calor gerado durante a entrada na atmosfera pelo meteoróide. Este material funde-se e resfria, solidificando-se durante a queda livre. Sua coloração normalmente é negra ou verde.

de famílias de asteroides usando o catálogo SDSS. Para efeitos de simplificação, Petit and Farinella (1993) assumem somente uma lei de potência.

Outra suposição é que existe uma correlação entre a fração de massa acumulada acima de determinado valor de velocidade e a razão entre a velocidade e a velocidade mínima da distribuição de fragmentos, como é descrito na equação 3.5. Evidências experimentais são dadas por Davis and Ryan (1990); Nakamura *et al.* (1992) que indicam que existe esta correlação.

$$M(> v)/M \propto (v/v_{min})^{-k} \quad (3.5)$$

A última suposição é que a relação entre a massa e a velocidade de ejeção também segue uma lei de potência, dado pela equação 3.6. A constante C é obtida a partir da conservação de energia, enquanto o expoente r é uma combinação dos expoentes da distribuição cumulativa de fragmentos, b , e do expoente da distribuição acumulada de massa acima de determinado valor de velocidade, k .

$$v = Cm^{-r} \quad (3.6)$$

Para obtermos a relação entre os expoentes b , k , e r , temos que reescrever a massa acumulada acima de determinado valor de velocidade na sua forma integral:

$$M(> v) = \int_{m(v)}^{m(V_{max})} m n(m) dm \quad (3.7)$$

onde V_{max} é a velocidade máxima considerada, e $n(m) dm$ é o diferencial da distribuição cumulativa de fragmentos. O diferencial da distribuição cumulativa de fragmentos é dada pela equação 3.8:

$$n(m) dm = -dN(\geq m) \quad (3.8)$$

Considerando somente os fragmentos com massa entre $M_d \leq m < M_{max}$, a distribuição cumulativa de fragmentos torna-se:

$$N(> m) = B m^{-b} \quad (3.9)$$

Com isto, o diferencial é $n(m) dm = b B m^{-b-1}$. Aplicando na equação 3.7, e assumindo a relação entre massa e velocidade dada na equação 3.6, obtemos que:

$$M(> v) = \frac{bB}{1-b} \left[\left(\frac{C}{V_{max}} \right)^{(1-b)/r} - \left(\frac{C}{v} \right)^{(1-b)/r} \right] \quad (3.10)$$

Para que a correlação da equação 3.5 seja verdadeira, os expoentes devem ser semelhantes, logo:

$$-k = -(1 - b)/r \rightarrow r = (1 - b)/k \quad (3.11)$$

Como dito acima, a constante C é obtida a partir da conservação de energia. Dada a energia cinética, E :

$$E = \lim_{\varepsilon \rightarrow 0} \int_{M_d}^{M_{max} - \varepsilon} \frac{1}{2} m v^2 n(m) dm \quad (3.12)$$

e, assumindo a relação dada na equação 3.6, temos que:

$$E = \frac{b B C^2}{2} \lim_{\varepsilon \rightarrow 0} \int_{M_d}^{M_{max} - \varepsilon} m^{-2r-b} dm \quad (3.13)$$

$$E = \frac{b B C^2}{2(1 - b - 2r)} \left[M_{max}^{1-b-2r} - M_d^{1-b-2r} \right] \quad (3.14)$$

E a constante C é dada por:

$$C = \sqrt{\frac{2 E (1 - b - 2r)}{b B (M_{max}^{1-b-2r} - M_d^{1-b-2r})}} \quad (3.15)$$

Para assumir uma metodologia probabilística para as velocidades de ejeção dos fragmentos, assume-se que a equação 3.6 representa a velocidade média quadrática de ejeção. As velocidades dos fragmentos serão obtidas a partir de uma distribuição Maxwelliana de velocidades:

$$P(v, V_0) = \sqrt{\frac{2}{\pi}} \frac{3\sqrt{3}}{V_0^3} v^2 \exp\left(-\frac{3v^2}{2V_0^2}\right) \quad (3.16)$$

onde $V_0 = \sqrt{\langle v^2 \rangle}$.

3.2 Simulação de Jutzi et al. (2010)

Jutzi *et al.* (2010) desenvolve simulações numéricas da quebra de asteroides com objetivo de entender como a porosidade, diferentes valores de velocidade de impacto e diâmetro do corpo parental influenciam a energia catastrófica de impacto. O hidrocódigo² utilizado por Jutzi *et al.* (2010) é um aperfeiçoamento do código de Benz and Asphaug (1999), capaz de considerar a porosidade no processo de fratura do corpo parental. Ele possui duas fases: (1) regime de fratura do corpo parental, (2) o regime de dispersão e reacumulação gravitacional dos fragmentos. Para levarem em consideração a reacumulação dos fragmentos, Jutzi *et al.* (2010) utilizaram o programa

² código hidrodinâmico

PKDGRAV³, que é um código gravitacional de N-corpos, para gerenciar este processo de reacumulação (Michel *et al.*, 2001; Jutzi and Michel, 2009).

Na figura 3.1 temos a distribuição cumulativa de fragmentos obtida por Jutzi *et al.* (2010). Os autores ajustam uma lei de potência para descrever a distribuição obtida como resultado do hidrocódigo, assim como dado pela equação 3.9. Jutzi *et al.* obtém o valor entre -2.2 e -2.7 para o expoente⁴ b .

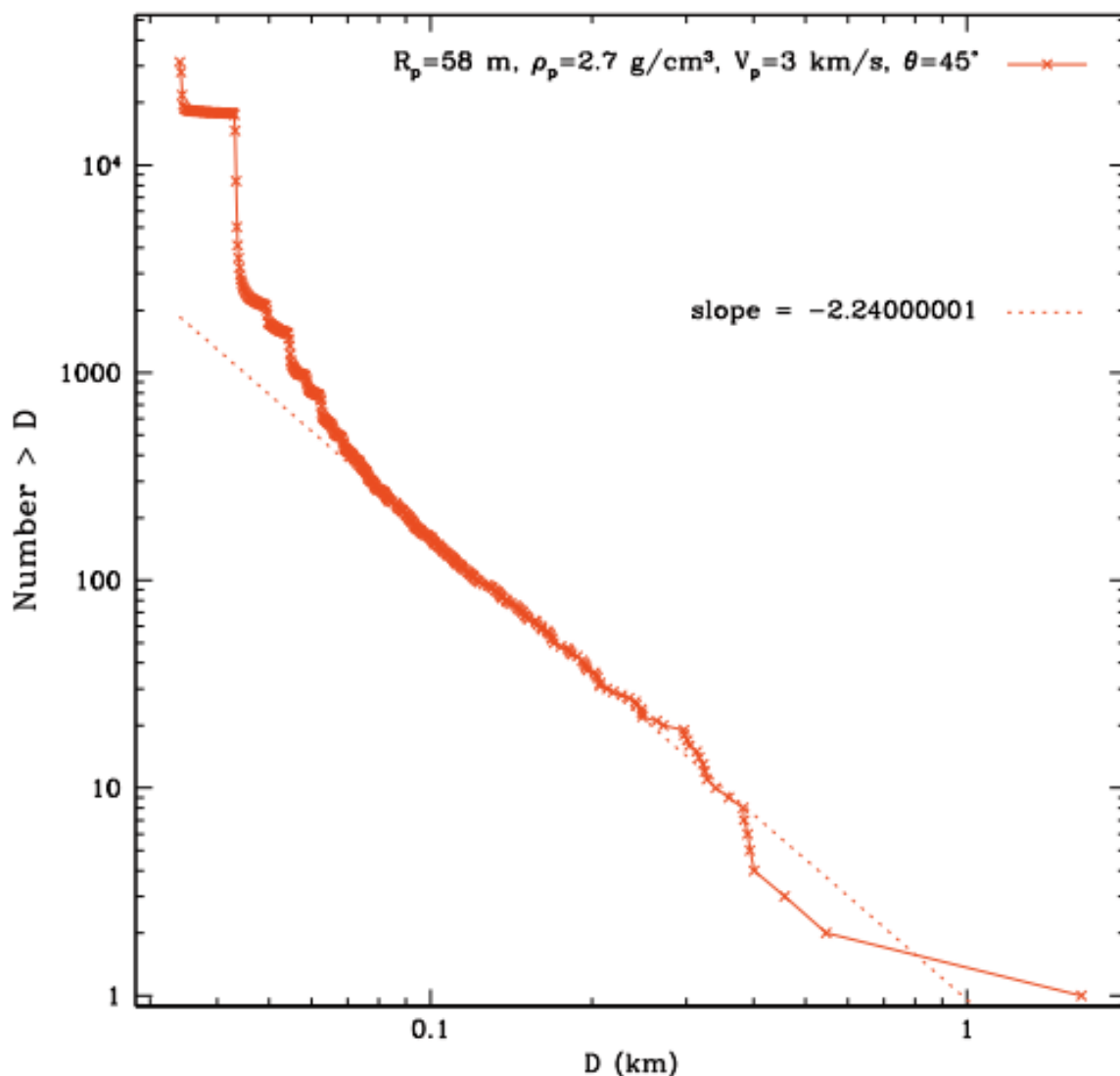


Fig. 3.1: Distribuição acumulada de tamanhos proveniente da simulação de Jutzi *et al.* (2010). D é o diâmetro dos fragmentos em km, R_p é o raio do corpo parental em km, ρ_p é a densidade do corpo parental no sistema c.g.s. de unidades, V_p é a velocidade do projétil que colide, e θ é o ângulo de impacto. Jutzi *et al.* (2010) ajusta uma reta na relação entre $\log N$ por $\log D$, o que caracteriza o *slope* dado na figura, que é o coeficiente angular desta reta ajustada. Figura extraída de Jutzi *et al.* (2010).

³ <http://hpcc.astro.washington.edu/faculty/trq/brandon/pkdgrav.html>

⁴ No trabalho de Jutzi *et al.* (2010), os autores chamam esta variável de α

Também como resultado da simulação em hidrocódigo temos as posições e velocidades com origem do sistema de referências no centro do corpo parental. Jutzi *et al.* (2010) escolheram uma densidade uniforme de 2.7 g/cm^3 . O corpo parental tinha um raio, $R_T = 1 \text{ km}$, e o projétil um raio de $R_p = 58 \text{ m}$. Assumiram que o projétil também tinha a mesma densidade que o corpo parental. As velocidades de ejeção obtidas podem ser vistas na figura 3.2, que apresenta a dispersão dos tamanhos dos fragmentos normalizados pelo tamanho do corpo parental pela velocidade de ejeção.

A simulação de Jutzi *et al.* (2010) surge da necessidade de entender o regime gravitacional em eventos colisionais entre asteroides. Em laboratório, o regime de rigidez é bem compreendido, porém a atuação do campo gravitacional entre os fragmentos e consequente reacumulação não foi capaz de ser reproduzida.

3.3 Modelo Família Sintética

Para ajustar o modelo desenvolvido por Petit and Farinella (1993) nos resultados encontrados por Jutzi *et al.* (2010), devemos obter inicialmente a distribuição cumulativa de fragmentos e a distribuição de massa acumulada de massa acima de determinado valor de velocidade. Com estas duas grandezas, poderemos ajustar as equações 3.9 e 3.5 para os resultados de Jutzi *et al.* (2010), e junto com a conservação de energia dada pela equação 3.15 obtemos as constantes r e C para a equação de velocidade média (equação 3.6). Após obter estes valores, iremos extrapolar os resultados para a quebra catastrófica de um corpo qualquer.

3.3.1 Filtrando os dados de Jutzi et al. (2010)

Os resultados da simulação de Jutzi *et al.* (2010) são as posições e velocidades no sistema de coordenadas cartesianas ortogonais (x, y, z, vx, vy, vz) com origem no centro do corpo parental e o raio de cada fragmento. A família sintética criada tinha densidade uniforme. A massa de cada fragmento fora obtida assumindo uma geometria esférica:

$$m = \frac{4\pi}{3} R^3 \rho \quad (3.17)$$

Após obter o valor da massa para cada fragmento, esta foi normalizada pelo valor da massa total, M . A velocidade de ejeção foi calculada pela raiz quadrada da soma das velocidades em cada direção:

$$v = \sqrt{vx^2 + vy^2 + vz^2} \quad (3.18)$$

e normalizadas pelo valor de velocidade mínima encontrado. Assim, temos que:

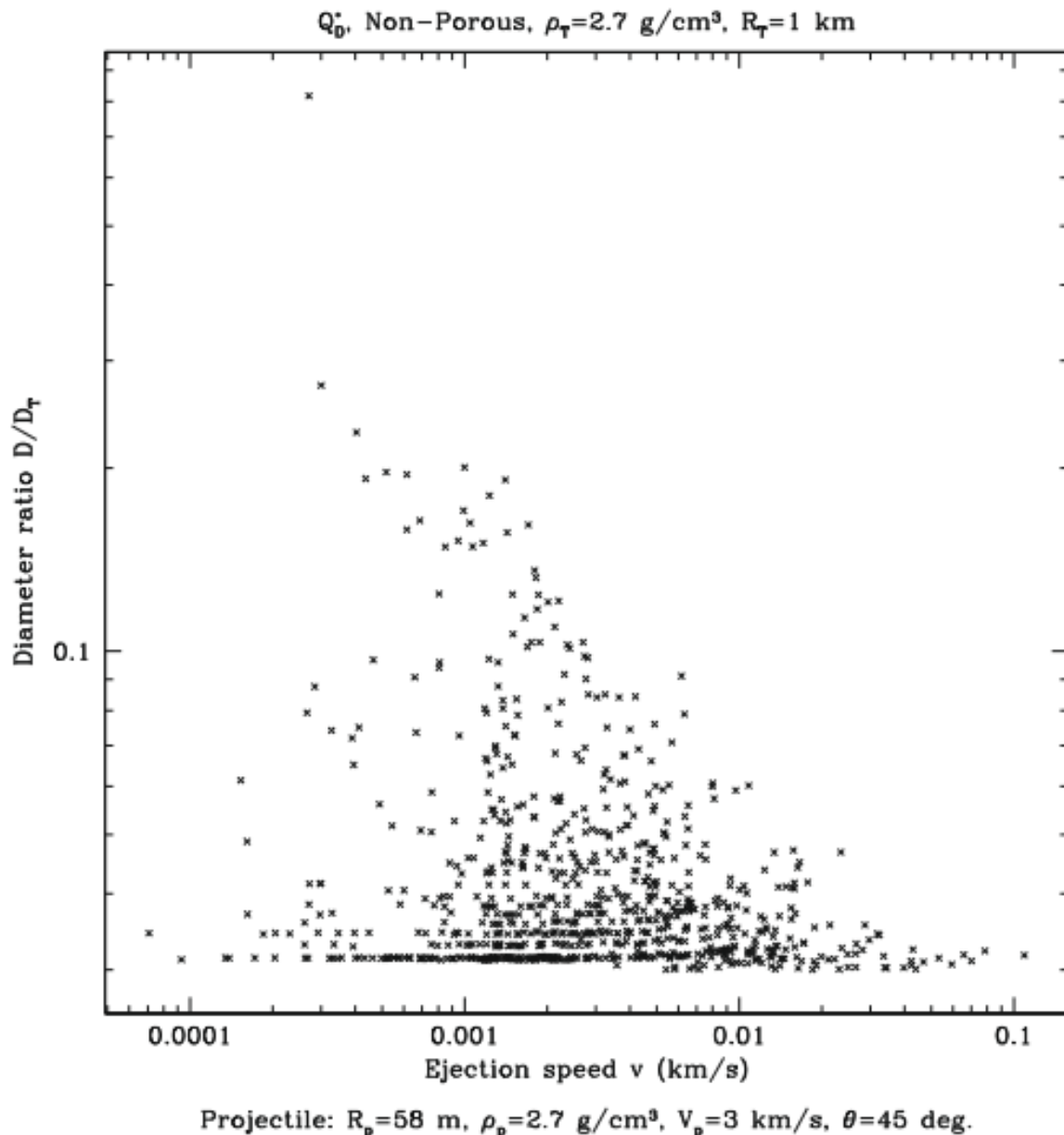


Fig. 3.2: Relação entre massa e velocidade dos fragmentos resultantes da simulação de Jutzi *et al.* (2010) que tiveram pelo menos uma reacumulação. ρ_T e ρ_p são as densidades do corpo parental e do projétil, respectivamente. V_p é a velocidade do projétil, ou também denominada velocidade de impacto. θ é o ângulo de colisão. Como $\theta = 45$ graus, a colisão é oblíqua. R_T e R_p são os raios do corpo parental e do projétil, respectivamente.

$$m' = \frac{m}{M} \quad (3.19)$$

$$v' = \frac{v}{v_{min}} \quad (3.20)$$

A primeira filtragem dos dados leva em consideração se o corpo final teve ou não uma reacumulação. Desta forma serão considerados somente os fragmentos com raio

$R > 0.02$ km, correspondentes a resolução da grade em tamanhos de Jutzi *et al.* (2010), e são mostrados na figura 3.2.

Para obter a quantidade de fragmentos com determinado valor de massa ou acima deste, criou-se uma rotina que lê a tabela de dados, organiza esta por tamanho do fragmento, e após isto a cada valor de massa considerado o código calcula na tabela quantos objetos tem aquela massa ou acima desta. Obtemos desta maneira a grandeza $N(> m)$. Algo análogo fora realizado para a quantidade de massa acumulada acima de determinado valor de velocidade. A rotina para massa acumulada lê a tabela de dados e verifica quais são os fragmentos com determinado valor de velocidade considerado ou com uma velocidade maior. Após identificar quais são os fragmentos que satisfazem estas condições, a rotina soma a massa de todos os fragmentos identificados. Os resultados para a distribuição cumulativa de fragmentos e para a distribuição acumulada de massa acima de determinado valor de velocidade são apresentados nas figuras 3.3 e 3.4, respectivamente.

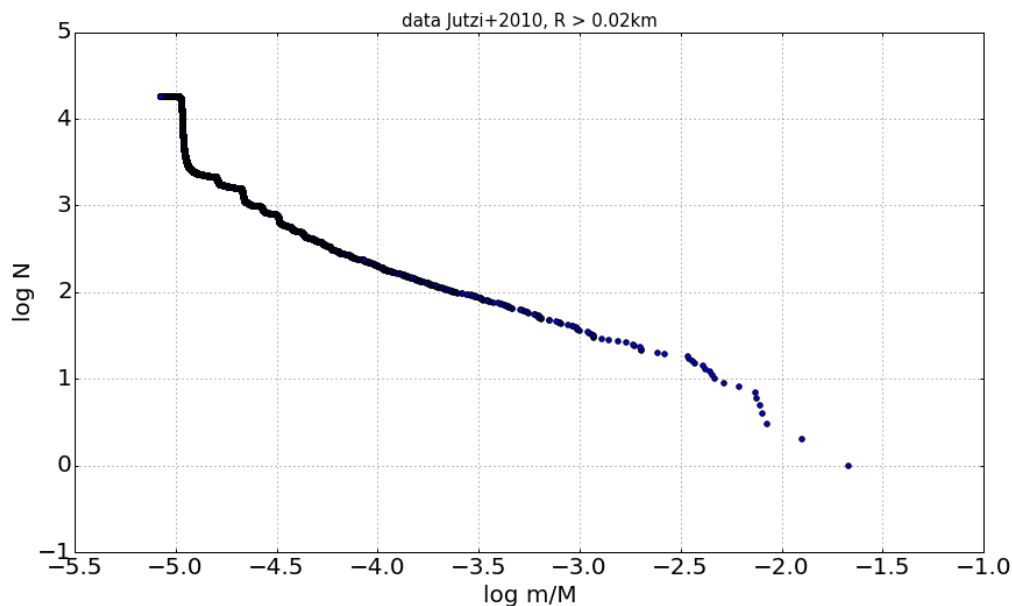


Fig. 3.3: Distribuição acumulada de massa dos dados de Jutzi *et al.* (2010). Podemos observar na região com $\log m/M < -4.5$ que a distribuição acumulada não tem comportamento suave. Este problema é gerado devido a resolução da simulação de Jutzi *et al.* (2010).

O segundo filtro utilizado é desconsiderar a região aonde é possível, visualmente, observar efeitos da resolução da simulação numérica. Pela figura 3.3, objetos com $\log m/M < -4.5$ serão desconsiderados. Podemos visualizar o resultado na figura 3.5.

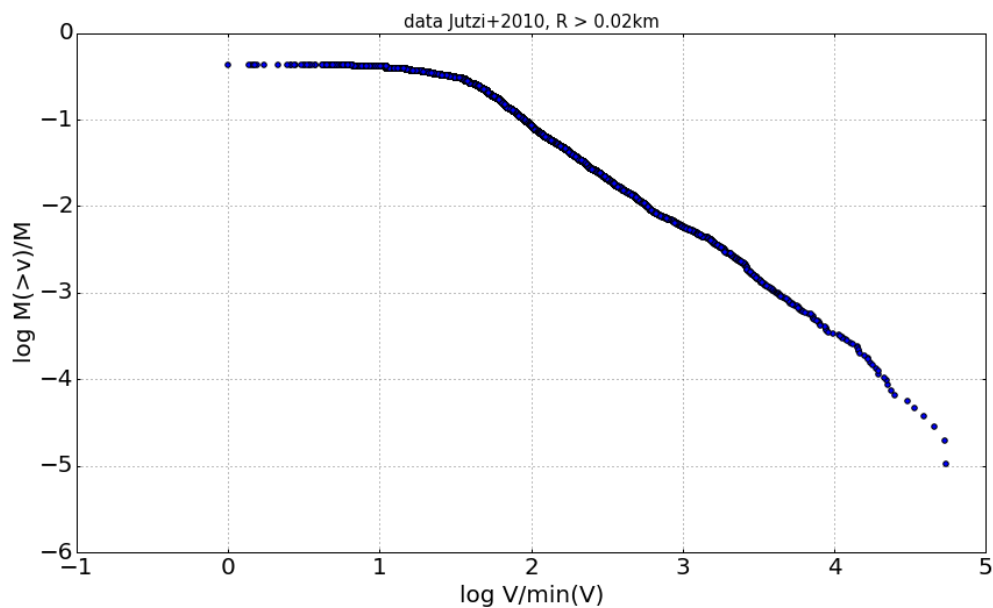


Fig. 3.4: Distribuição de massa acumulada acima de determinado valor de velocidade obtida a partir dos dados da simulação de Jutzi *et al.* (2010).

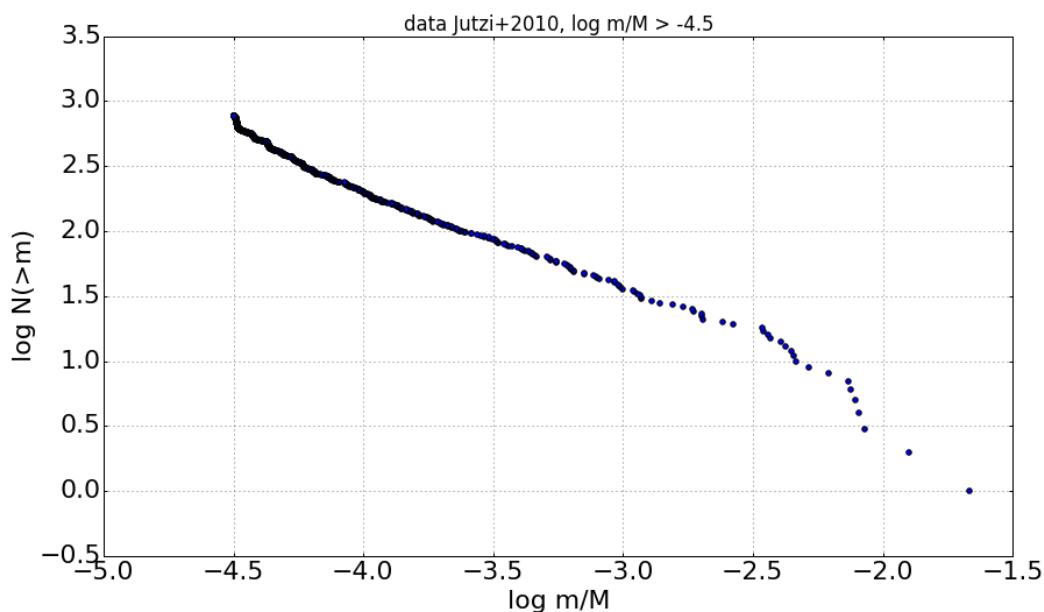


Fig. 3.5: Distribuição de massa acumulada com corte para eliminar a região de massa em que apresenta variações devido a resolução da simulação de Jutzi *et al.* (2010).

3.3.2 Modificando modelo de Petit and Farinella (1993)

Visualmente, a relação entre $\log N(> m)$ por $\log m/M$ apresentada na figura 3.5 parece possível de ser ajustada com uma única reta, ou duas. Contudo, a relação entre $\log M(> v)/M$ por $\log v/v_{\min}$ não se adequa ao ajuste de uma ou duas retas. Outra informação

relevante é que para valores de velocidade baixos, ocorre uma saturação de $M(> v)/M$, indicando que em determinado valor de massa, a velocidade de ejeção deve se manter constante.

Assumindo que existem três regiões de velocidade: (1) baixas massas e altas velocidades, (2) massas e velocidades intermediárias, e (3) altas massas e baixas velocidades. Iremos modificar o modelo de Petit and Farinella (1993) para levar em consideração estas três regiões. Outra suposição é que a velocidade média das altas massas é a mesma, baseada na saturação que se apresenta na figura 3.4. Assim, a velocidade média é definida como:

$$v = \begin{cases} C_1 m^{-r_1} & \text{se } M_d \leq m \leq m_1 \\ C_2 m^{-r_2} & \text{se } m_1 \leq m \leq m_2 \\ v_2 & \text{se } m \geq m_2 \end{cases} \quad (3.21)$$

As massas m_1 e m_2 são as massas de intersecção, tal que $M_d < m_1 < m_2 < M_{max}$. As respectivas velocidades de m_1 e m_2 são v_1 e v_2 , tal que $v_{min} < v_2 < v_1 < v_{max}$. Para a continuidade ser satisfeita, temos que:

$$C_1 m_1^{-r_1} = C_2 m_1^{-r_2} \quad (3.22)$$

e,

$$C_2 m_2^{-r_2} = v_2 \quad (3.23)$$

Logo, conhecendo os valores das intersecções de massa e velocidade, além dos expoentes r_1 e r_2 , obtemos por consequência C_2 e C_1 .

A distribuição cumulativa de fragmentos é definida como:

$$N(> m) = \begin{cases} B_1 m^{-b_1} & \text{se } M_d \leq m \leq m_1 \\ B_2 m^{-b_2} & \text{se } m_1 \leq m \leq m_2 \\ B_3 m^{-b_3} & \text{se } m \geq m_2 \end{cases} \quad (3.24)$$

e, a distribuição acumulada de massa como:

$$\frac{M(> v)}{M} = \begin{cases} D_1 (v/v_{min})^{-k_1} & \text{se } v_{min} \leq v \leq v_2 \\ D_2 (v/v_{min})^{-k_2} & \text{se } v_2 \leq v \leq v_1 \\ D_3 (v/v_{min})^{-k_3} & \text{se } v \geq v_1 \end{cases} \quad (3.25)$$

Considerando a saturação apresentada na figura 3.4, assumimos que $k_3 = 0$.

Reescrevendo as definições anteriores usando logaritmos e as grandezas normalizadas, temos que:

$$\log N(> m) = -b_i \log m' + W_i \quad (3.26)$$

$$\log M(> v)/M = -k_i \log v' + \Gamma_i \quad (3.27)$$

onde $i = 1, 2, 3$, $W_i = \log B'_i$, $\Gamma_i = \log D_i$, e $B'_i = B_i M^{-b_i}$. Para que a distribuição cumulativa de fragmentos e a distribuição de massa acumulada sejam contínuas, as equações devem satisfazer as seguintes condições de continuidade:

$$B'_1 m_1'^{-b_1} = B'_2 m_1'^{-b_2} \quad (3.28)$$

$$B'_2 m_2'^{-b_2} = B'_3 m_3'^{-b_3} \quad (3.29)$$

$$D'_1 v_1'^{-k_1} = D'_2 v_1'^{-k_2} \quad (3.30)$$

$$D'_2 v_2'^{-k_2} = D'_3 \quad (3.31)$$

A condição para que as massas e velocidades de intersecção obtidas estejam correlacionadas pode ser obtida pela razão entre as velocidades v'_1/v'_2 obtida da condição de continuidade da velocidade:

$$\frac{v'_1}{v'_2} = \left(\frac{m'_1}{m'_2} \right)^{-r_2} \quad (3.32)$$

sendo $r_2 = (1 - b_2)/k_2$, teremos que:

$$\left(\frac{v'_1}{v'_2} \right)^{k_2} = \left(\frac{m'_1}{m'_2} \right)^{b_2-1} \quad (3.33)$$

Com a condição dada pela equação 3.33, podemos definir uma função de minimização de tal forma que quando esta for satisfeita, o ajuste da distribuição cumulativa de fragmentos e da distribuição de massa acumulada satisfaça todas as condições de continuidade e garanta o uso do modelo para obter as velocidades de ejeção. Definindo a função Ψ :

$$\Psi = \left(\frac{v'_1}{v'_2} \right)^{k_2} - \left(\frac{m'_1}{m'_2} \right)^{b_2-1} \quad (3.34)$$

esta garantirá que quando seu valor tender a zero, $\Psi \rightarrow 0$, obteremos a condição necessária que a continuidade do modelo será satisfeita.

Todas as equações até momento foram derivadas usando variáveis normalizadas. Para extrapolar para uma colisão entre dois corpos quaisquer, necessitamos conhecer a velocidade mínima, a massa mínima, e a massa máxima. A massa máxima é assumida como sendo $M_{max} = 0.5M_{tot}$, pois uma das suposições é a de que tratamos uma

colisão catastrófica. A massa mínima é assumida pelo filtro utilizado nos resultados da simulação de Jutzi *et al.* (2010). A massa mínima normalizada é $m'_{min} = 10^{-4.5}$, para extrapolar para um valor qualquer, necessita-se conhecer somente o valor da massa máxima. Por fim, falta conhecer a velocidade mínima. Para obter este valor, iremos utilizar a conservação de energia considerando a definição de velocidade dada pela equação 3.21. Assim, recalculando a energia cinética dada pela equação 3.12 usando a velocidade para esta nova abordagem, obtemos que:

$$E = \lim_{\epsilon \rightarrow 0} \left(\int_{M_d}^{m_1} \frac{1}{2} m (C_1 m^{-r_1})^2 n_1(m) dm + \int_{m_1}^{m_2} \frac{1}{2} m (C_1 m^{-r_2})^2 n_2(m) dm + \int_{m_2}^{M_{max}} \frac{1}{2} m (v_2)^2 n_3(m) dm \right) \quad (3.35)$$

onde $n_i(m) dm = b_i B_i m^{-b_i} dm$. Separando por intervalo de massa, temos que:

$$E_1 = \frac{b_1 B_1 C_1^2}{2(1 - b_1 - 2r_1)} \left[m_1^{1-b_1-2r_1} - M_d^{1-b_1-2r_1} \right] \quad (3.36)$$

$$E_2 = \frac{b_2 B_2 C_2^2}{2(1 - b_2 - 2r_2)} \left[m_2^{1-b_2-2r_2} - m_1^{1-b_2-2r_2} \right] \quad (3.37)$$

$$E_3 = \frac{b_3 B_3 v_2^2}{2(1 - b_3)} \left[M_{max}^{1-b_3} - m_2^{1-b_3} \right] \quad (3.38)$$

Logo, a energia cinética total é dada por:

$$E = E_1 + E_2 + E_3 \quad (3.39)$$

Reescrevendo a equação 3.21 usando as variáveis normalizadas, temos que:

$$v = \begin{cases} C'_1 m'^{-r_1} & \text{se } M'_d \leq m' \leq m'_1 \\ C'_2 m'^{-r_2} & \text{se } m'_1 \leq m' \leq m'_2 \\ v'_2 & \text{se } m' \geq m'_2 \end{cases} \quad (3.40)$$

onde $C'_i = C M^{-r_i} / v_{min}$. Com isso, obtém-se que $C_i = C'_i v_{min} M^{r_i}$, e substituindo na equação 3.39, e colocando a velocidade mínima em evidência, temos que:

$$v_{min} = \sqrt{\frac{2E}{\xi}} \quad (3.41)$$

onde ξ é definido como:

$$\xi = \sum_i \xi_i \quad (3.42)$$

E:

$$\xi_1 = \frac{b_1 B_1 (C'_1 M_{max})^{2r_1}}{(1 - b_1 - 2r_1)} \left[m_1^{1-b_1-2r_1} - M_d^{1-b_1-2r_1} \right] \quad (3.43)$$

$$\xi_2 = \frac{b_2 B_2 (C'_2 M_{max})^{2r_2}}{(1 - b_2 - 2r_2)} \left[m_2^{1-b_2-2r_2} - m_1^{1-b_2-2r_2} \right] \quad (3.44)$$

$$\xi_3 = \frac{b_3 B_3 (v'_2)^2}{(1 - b_3)} \left[M_{max}^{1-b_3} - m_2^{1-b_3} \right] \quad (3.45)$$

Portanto, conhecendo a energia cinética dada no momento da colisão obtemos a velocidade mínima e podemos usar o modelo para uma colisão entre dois corpos quaisquer.

3.3.3 Ajuste do modelo

Utilizando os dados apresentados nas figuras 3.4 e 3.5, realizamos ajustes lineares seguindo as equações 3.26 e 3.27. Os coeficientes lineares forneceram os expoentes b_i e k_i enquanto os coeficientes lineares os termos W_i e Γ_i .

O primeiro passo fora determinar visualmente quais seriam os intervalos em que obteríamos os melhores valores das intersecções m'_1 , m'_2 , v'_1 , e v'_2 . Os intervalos determinados são visualizados nas figuras 3.6 e 3.7. E apresentados na tabela abaixo:

Intervalos	min	max
$\log m'_1$	-3.20	-2.80
$\log m'_2$	-2.60	-2.20
$\log v'_2$	0.90	1.20
$\log v'_1$	1.50	2.00

Tab. 3.1: Intervalo de valores definidos visualmente para as intersecções m'_1 , m'_2 , v'_1 , e v'_2 .

Após definir quais são os intervalos possíveis para as intersecções, mapeia-se a condição dada pela equação 3.34. Para isto, foi criada uma grade de 14×14 para verificar qual combinação de $(\log m'_1, \log m'_2)$ e $(\log v'_1, \log v'_2)$. Outra informação avaliada foi se a região que satisfazia a equação 3.34 também era o melhor ajuste para os dados de Jutzi *et al.* (2010). Para averiguar qual melhor ajuste, foi utilizado o teste do χ^2 definido como sendo:

$$\chi^2 = \sum_i \frac{1}{n_{p,i}} (Y_{ajuste} - Y_{dados})^2 \quad (3.46)$$

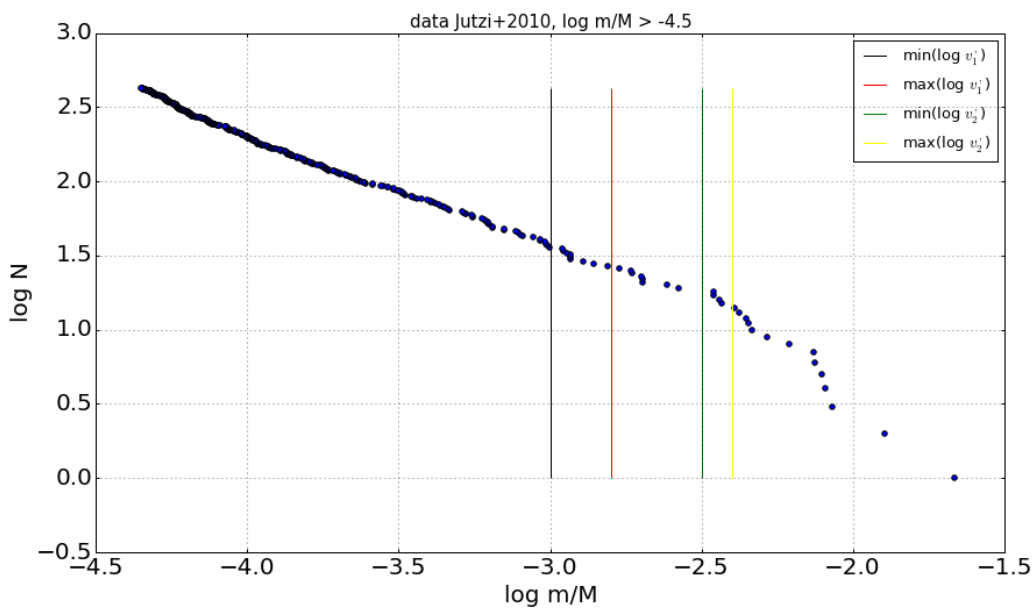


Fig. 3.6: Região dos possíveis valores de mudança de comportamento na distribuição cumulativa de fragmentos.

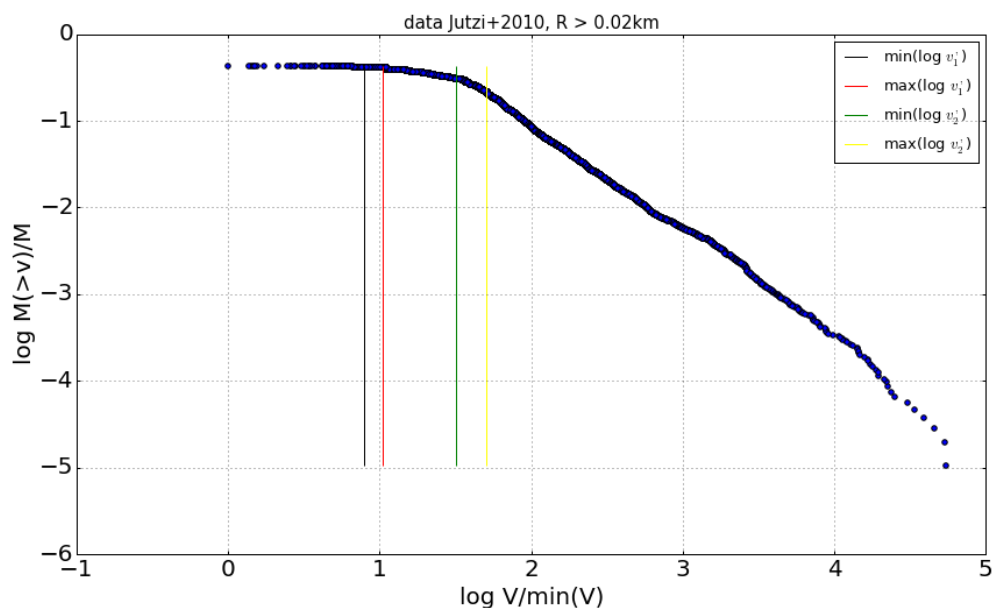


Fig. 3.7: Regiões dos possíveis valores de intersecção de velocidades tais que ocorreriam a mudança de comportamento na relação entre massa e velocidade.

onde $n_{p,i}$ é a quantidade de pontos dentro do intervalo i , Y_{ajuste} é o valor da função obtido pelo ajuste, e Y_{dados} é o valor obtido pelos dados de Jutzi *et al.* (2010). Os resultados da melhor região possível onde $\Psi \rightarrow 0$ e com menor χ^2 são vistos na tabela 3.2 e nos gráficos 3.8 e 3.9. O procedimento para mapear foi: (1) dividi-se os dados mediante os intervalos criados pela grade; (2) faz-se um ajuste linear; (3) confirma se a

continuidade é mantida mediante as equações 3.28, 3.29, 3.30, e 3.31; (4) calcula-se a condição dada pela equação 3.34; (5) calcula-se o χ^2 .

Intervalo	min	max
$\log m'_1$	-3.05	-2.75
$\log m'_2$	-2.52	-2.38
$\log v'_1$	1.45	1.75
$\log v'_2$	0.88	1.04

Tab. 3.2: Intervalos para as intersecções com menor χ^2 e que satisfazem a condição Ψ .

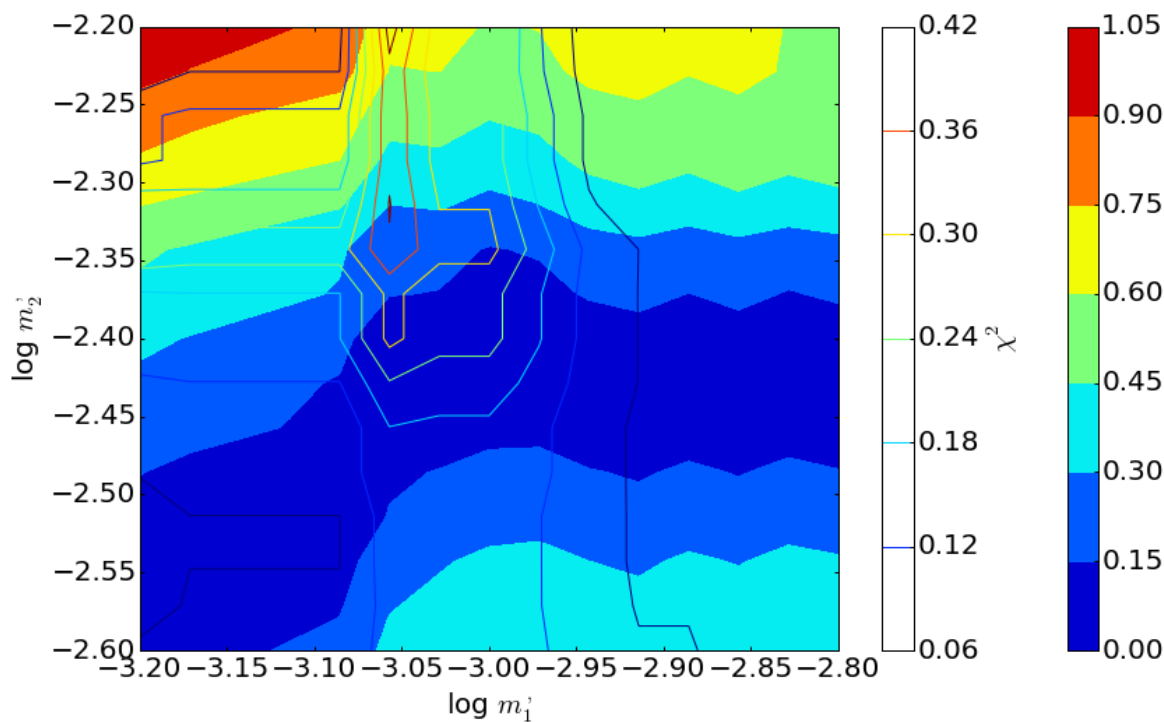


Fig. 3.8: Mapeamento do χ^2 e para a função de minimização Ψ . O χ^2 obtido para ajuste da função de distribuição acumulada de massa é dada pelas linhas de contorno, enquanto o mapeamento por cores apresenta os valores obtidos para a função de minimização Ψ . A região mais adequada é aquela em que Ψ e χ^2 se aproximam de zero.

O próximo passo foi criar 10000 combinações de $(\log m'_1, \log m'_2)$ e $(\log v'_1, \log v'_2)$, dentro dos intervalos definidos pela tabela 3.2.

Realiza-se o mesmo procedimento que foi aplicado no mapeamento da melhor região para as 10000 combinações de $(\log m'_1, \log m'_2)$ e $(\log v'_1, \log v'_2)$. A combinação com

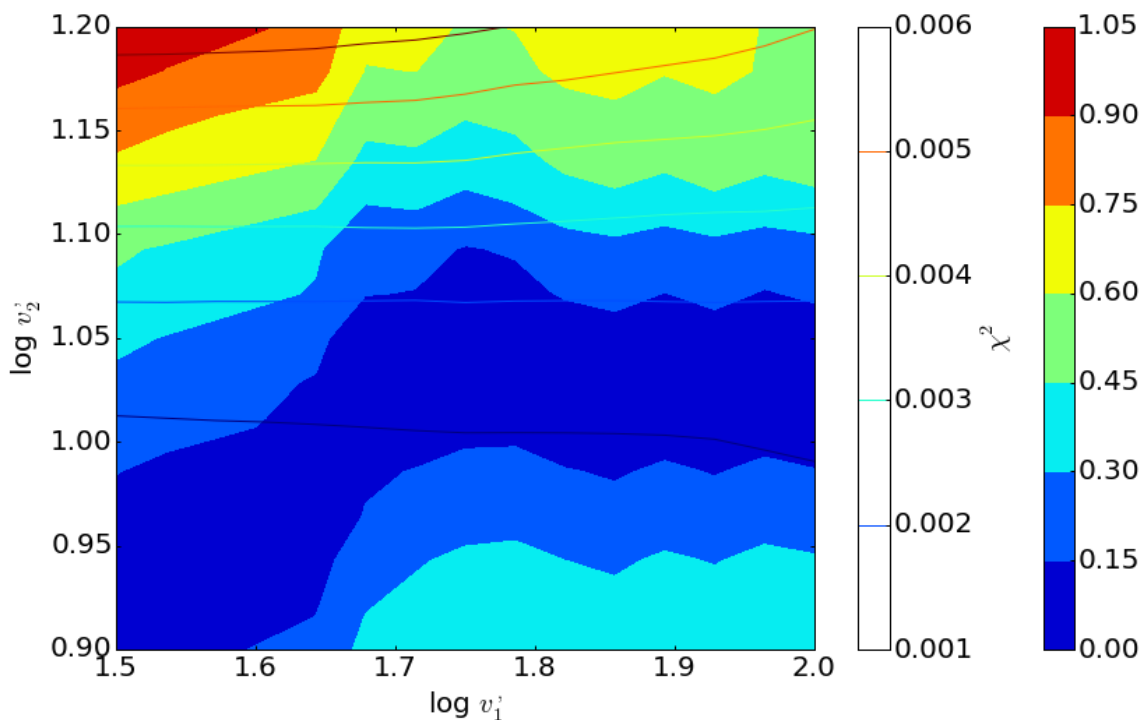


Fig. 3.9: Mapeamento do χ^2 e da função de minimização Ψ para os possíveis valores de intersecção $\log v'_1$ e $\log v'_2$ da distribuição de massa acumulada acima de determinado valor de velocidade. Assim como a figura 3.8, as linhas de contorno representam o χ^2 e o mapa de cor a função de minimização Ψ .

menor χ^2 obtido é admitida como sendo o melhor ajuste para os dados da distribuição cumulativa de fragmentos e da distribuição acumulada de massa a de um dado valor de velocidade, e que podem ser visualizadas nas figuras 3.10 e 3.11, respectivamente. Com isto, obtemos b_i , k_i , W_i , Γ_i , m'_1 , m'_2 , v'_1 , e v'_2 descritos na tabela 3.3.

Obtém-se o expoente r_i pela equação 3.11, e utilizando as condições de continuidade dadas nas equações 3.22 e 3.23 ajusta-se as constantes C_i . Os resultados obtidos estão na tabela 3.3.

Aplicando a distribuição de massa dos dados do Jutzi *et al.* (2010) com o modelo modificado de Petit and Farinella (1993), e assumindo que a distribuição de velocidades é dada pela distribuição Maxwelliana, assim como na equação 3.16, obtemos uma dispersão de velocidades de ejeção próxima do valor médio de ejeção, como pode ser vista na figura 3.12. Enquanto que os dados de Jutzi *et al.* (2010) estão mais dispersos. Uma das conclusões que retira-se disto é que a distribuição Maxwelliana não descreve bem os resultados numéricos. Uma possibilidade aqui seria que, nos resultados numéricos, ocorre a reacumulação, isto é, a ação gravitacional continua agindo mesmo quando os fragmentos começam a se distanciar uns dos outros.

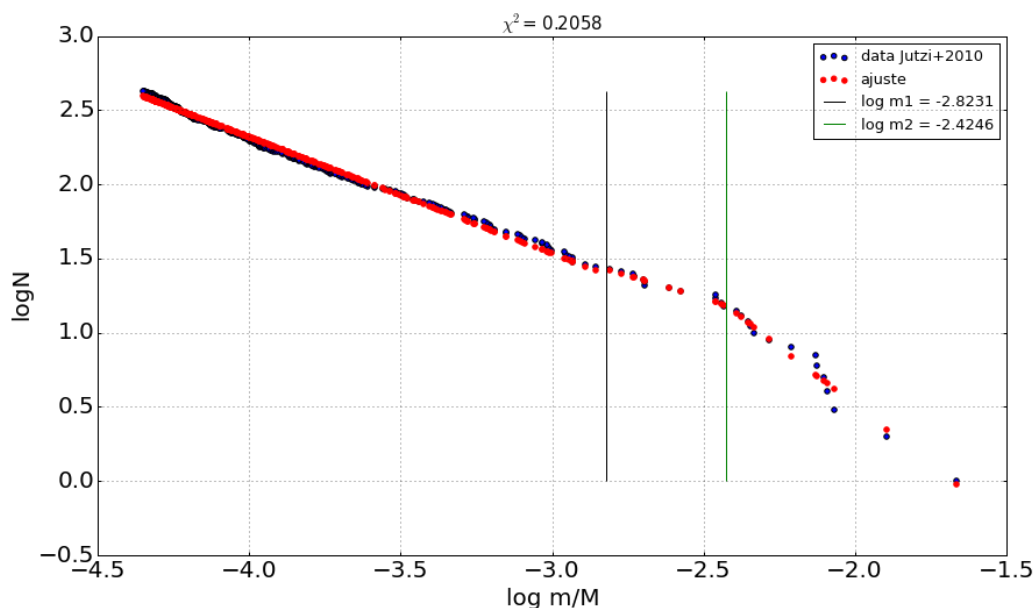


Fig. 3.10: Melhor ajuste obtido para a distribuição cumulativa de fragmentos dos dados de Jutzi *et al.* (2010). Os valores obtidos para $\log m'_1$ e $\log m'_2$ satisfazem a condição de minimização Ψ .

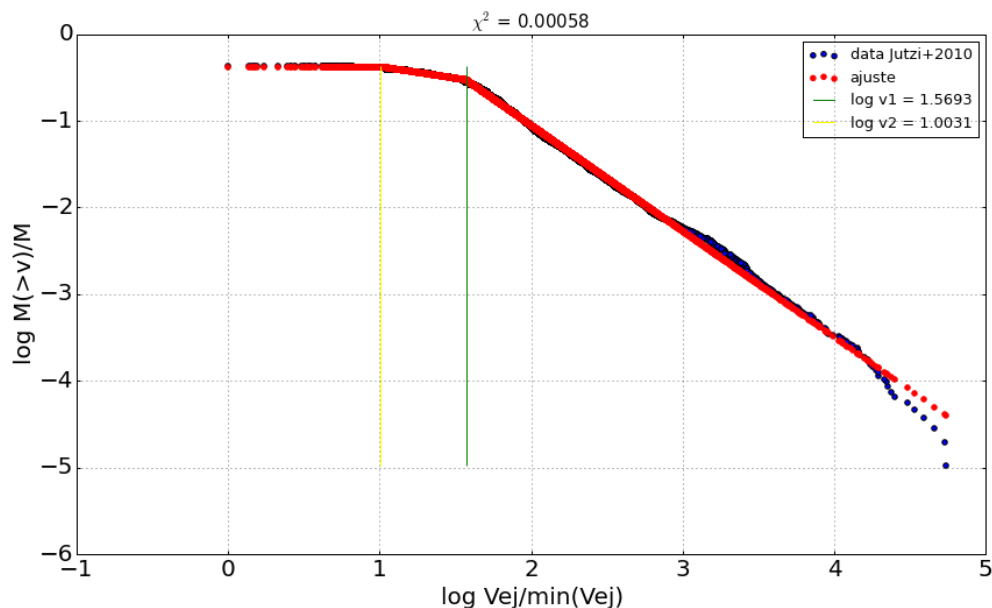


Fig. 3.11: Melhor ajuste obtido para a distribuição de massa acumulada acima de determinado valor de velocidade dos dados de Jutzi *et al.* (2010). Os valores obtidos para $\log v'_1$ e $\log v'_2$ satisfazem a condição de minimização Ψ .

3.3.4 Família Sintética

Apesar das contas fornecerem um modelo analítico simples para criar uma família sintética de asteroides, o modelo não reproduz a simulação numérica de Jutzi *et al.*

$\log m'_1$	-2.914926	W_1	-0.823609
$\log m'_2$	-2.430908	W_2	-0.232308
$\log v'_1$	1.611827	W_3	-2.707779
$\log v'_2$	1.085866	Γ_1	1.403019
b_1	0.785697	Γ_2	0.034284
b_2	0.589413	Γ_3	-0.376003
b_3	1.607745	r_1	0.174652797285
k_1	1.227026	r_2	1.08665956111
k_2	0.377843	C'_1	12.668586
k_3	0	C'_2	0.027816

Tab. 3.3: Tabela de resultados para ajuste dos dados da distribuição cumulativa de fragmentos e da distribuição de massa acumulada acima de determinado valor de velocidade dos dados do Jutzi *et al.* (2010).

(2010). Contudo, este modelo traz a vantagem de considerar uma dependência entre a massa e a velocidade, uma importante informação para tratar famílias diferenciadas, considerando que os maiores fragmentos são provenientes do núcleo. Outras metodologias desconsideram esta dependência para analisar, de forma geral, a cinemática da família de asteroides (Morbidelli *et al.*, 1995), e consideram uma distribuição Maxwelliana para as velocidades de ejeção (Petit and Farinella, 1993), ou uma distribuição gaussiana (Vokrouhlický *et al.*, 2006).

Para sortear uma distribuição de massa para a família sintética, foi implementada uma rotina que utiliza a razão da quantidade de objetos pela soma desta quantidade, $N(> m) / \sum N(> m)$, como uma forma de estimar uma probabilidade de sorteio dentro de um determinado intervalo de massa. Desta forma, fragmentos com menores massa são sorteados mais vezes do que os de maiores massas. O resultado obtido pode ser visto na figura 3.13.

Após obter uma distribuição de massa sintética, usa-se a relação para velocidade média descrita na equação 3.40 com os valores de ajustes da tabela 3.3, e obtemos a velocidade média associada a esta distribuição de massa (figura 3.15).

Em seguida, devemos assumir uma composição meteorítica inicial para caracterizar a quantidade de massa do corpo parental que seja pertencente ao manto a ao núcleo.

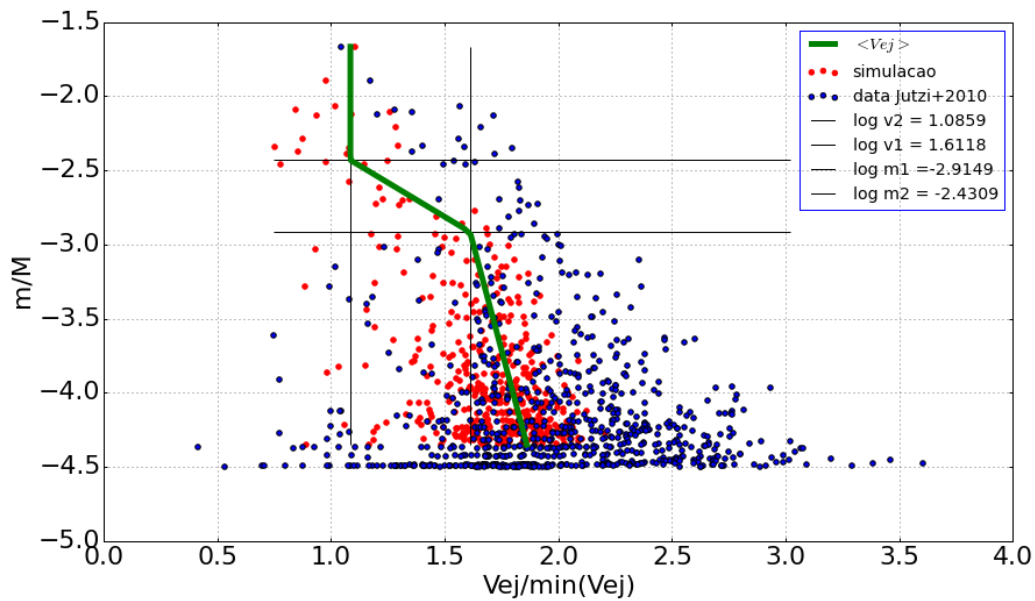


Fig. 3.12: Resultado obtido para o ajuste da relação entre massa e velocidade derivados a partir dos resultados anteriores apresentados nas figuras . Como pode ser observado na figura, a dispersão obtida sinteticamente (pontos em vermelho) está concentrada próximo a curva de velocidade média (linha em verde), enquanto que os dados de Jutzi *et al.* (2010) estão mais dispersos.

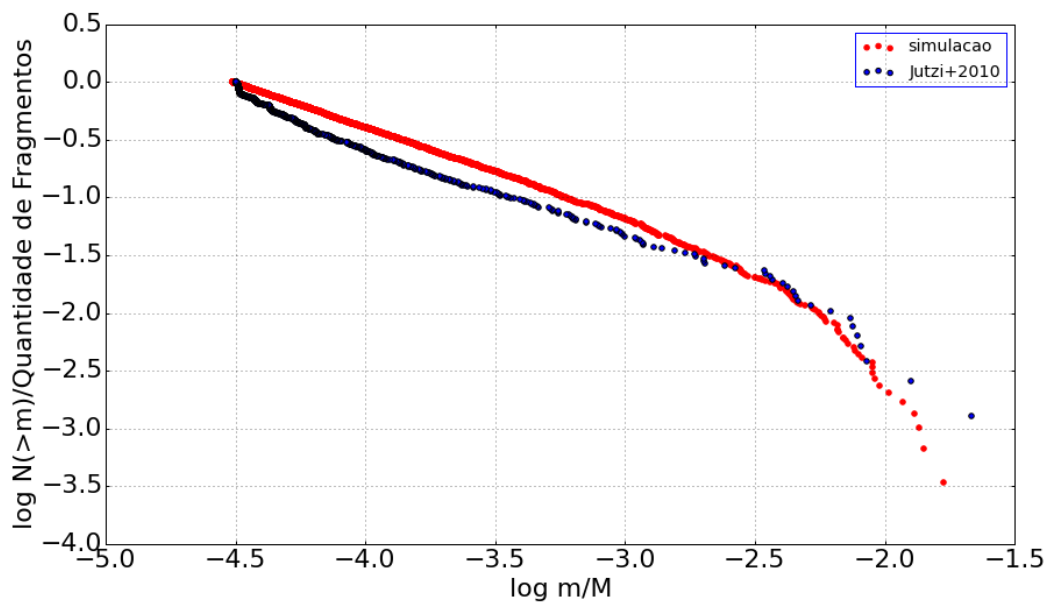


Fig. 3.13: Distribuição de massa sintética (pontos em vermelho) obtida a partir do ajuste da distribuição cumulativa de fragmentos dos dados de Jutzi *et al.* (2010), comparada com a distribuição cumulativa de fragmentos dos dados de Jutzi *et al.* (2010). Ambas distribuições foram normalizadas pela quantidade total de fragmentos da cada família para efeitos de comparação.

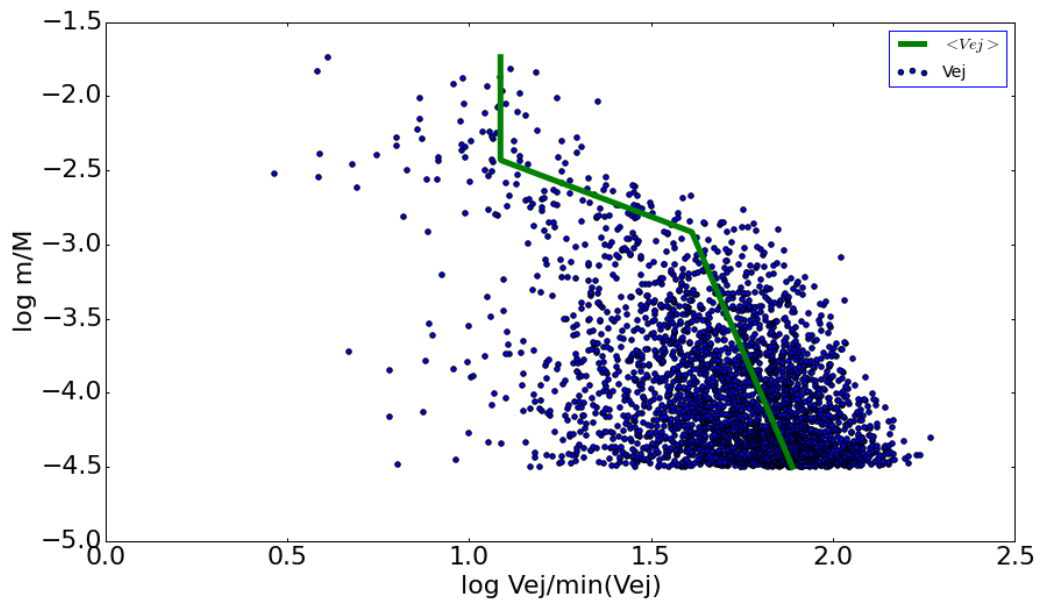


Fig. 3.14: Relação entre a velocidade e a massa, normalizados respectivamente pela velocidade mínima e a massa total do corpo parental. A linha verde é a relação da velocidade média de ejeção e a massa.

Seguindo as razões entre raio do núcleo e raio do corpo parental descritas em Gaffey *et al.* (1993), e apresentadas na tabela 3.4, podemos obter quanto de massa tem o núcleo e quanto tem o manto, partindo da suposição de um determinado raio para corpo parental.

	R_{nucleo}/R
H	0.51
L	0.43
LL	0.39
CV	0.31 - 0.37
CO	0.31 - 0.37

Tab. 3.4: Razões entre raio do núcleo e raio do corpo parental descritas em Gaffey *et al.* (1993), assumindo uma determinada composição meteorítica inicial antes do processo de aquecimento e consequente diferenciação. H, L e LL correspondem a condritos ordinários H, L e LL. CV e CO correspondem as razões com composição inicial de condritos carbonáceos CV e CO.

Com isto, a massa do corpo parental diferenciado torna-se:

$$M = M_{nucleo} + M_{manto} \quad (3.47)$$

onde $M_{nucleo} = 4/3\pi R_{nucleo}^3 \rho_{nucleo}$ e $M_{manto} = 4/3(\pi R_p^3 \rho_{manto} - \pi R_{nucleo}^3 \rho_{nucleo})$, R_p é o raio do corpo parental, R_{nucleo} é o raio do núcleo, ρ_{nucleo} é a densidade do núcleo, e ρ_{manto} é a densidade do manto. Assumindo que a densidade do núcleo é $\rho_{nucleo} = 7.0$ g/cm³ e que a densidade do manto é $\rho_{manto} = 3.0$ g/cm³, podemos utilizar os valores descritos em Stewart and Leinhardt (2009), descritos na tabela 3.5 para extrapolar um valor para para as contantes da equação 3.1 no caso de um corpo diferenciado. A metodologia utilizada foi calcular uma densidade efetiva para corpo diferenciado, a partir do volume e da massa total, como sendo $\rho_{efetivo} = M_{tot}/(4/3\pi R^3)$, e com isto, se $\rho_{efetivo} < 3.5$ assumimos as constantes da energia catastrófica de impacto como sendo a dada para $\rho = 3$ g/cm³, caso contrário, se $\rho_{efetivo} \geq 3.5$, assumimos as constantes para caso de $\rho = 5$. A decisão de não interpolar as contantes deve-se ao fato de não conhecer como elas se comportam para diferentes materiais.

ρ	3 g/cm ³	5 g/cm ³
ϕ	7	8
μ	0.4	0.5
q_s	500	7×10^4
q_g	10^{-4}	10^{-4}

Tab. 3.5: Valores descritos em Stewart and Leinhardt (2009) para as constantes na equação da energia catastrófica de impacto.

A relação entre a energia catastrófica de impacto e a energia cinética dos fragmentos é dada por:

$$M Q_{RD}^* f_{KE} = \sum_i \frac{1}{2} m_i v_i^2 = E \quad (3.48)$$

onde f_{KE} é a inelasticidade do material, m_i e v_i a massa e a velocidade dos fragmentos. A inelasticidade do material é a razão de energia cinética que não se dispersa e é fornecida para as velocidades de ejeção dos fragmentos (Paolicchi *et al.*, 1982). f_{KE} assume valores entre 0.01 e 0.10. Logo, assumindo que a inelasticidade é $f_{KE} = 0.01$, que a razão entre raio do núcleo e a do corpo parental é de um objeto com composição inicial de condrito ordinário H, que o raio do corpo parental é $R_p = 130$ km, obtemos uma estimativa para a energia cinética do processo colisional. Assumindo uma

velocidade de impacto, $V_{imp} = 5$ km/s, e aplicando a equação 3.41 para obter a v_{min} deste evento colisional, podemos utilizar a família sintética normalizada apresentada na figura 3.14 para obter uma família sintética onde o corpo parental tenha a massa M , logo escalonando nossa família sintética para um possível caso real, mostrado na figura 3.15.

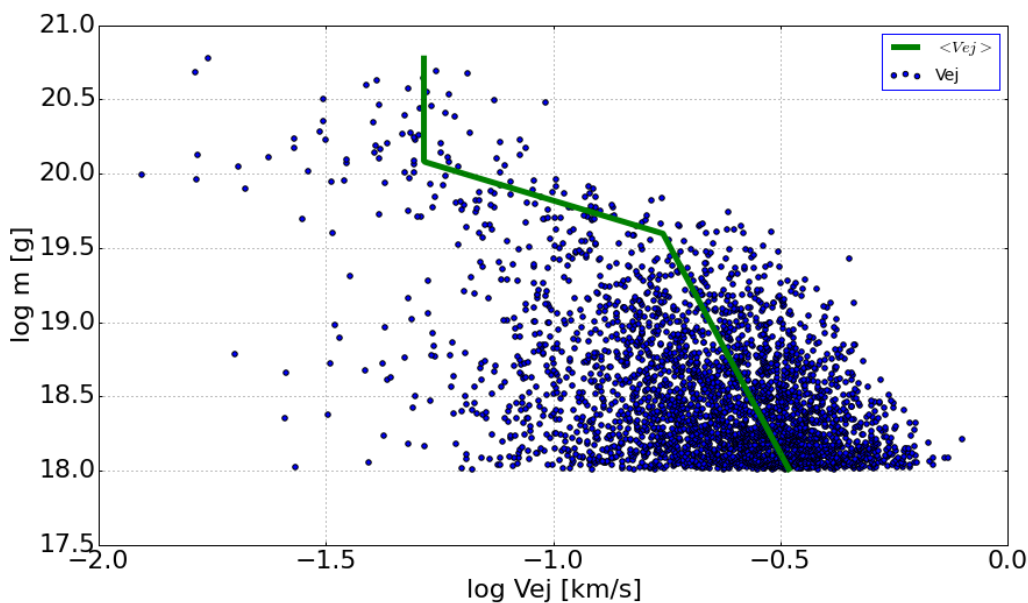


Fig. 3.15: Relação entre a velocidade e a massa já escalonados para a situação de um corpo parental com raio de 130 km, razão entre raio do núcleo e raio total de 0.51, como proposto para corpos que originaram-se em asteroides com composição inicial, antes da diferenciação, aos meteoritos ordinários H (Gaffey *et al.*, 1993), e densidades do núcleo e manto respectivamente 7 e 3 g/cm³.

Após obter o campo de velocidades de ejeção para a distribuição sintética de massa, sorteamos aleatoriamente direções em coordenadas cartesianas (x, y, z) , de tal forma que não haja uma direção preferencial para ejeção dos fragmentos. Neste momento, assumimos a hipótese de isotropia (Zappalà, 1996). Utilizando as leis de Gauss da Mecânica Celeste que permite derivar qual é a variação nos elementos orbitais graças a uma pequena variação na velocidade do fragmento, podemos, assumindo valores para os elementos orbitais do corpo parental, obter o semi-eixo, a excentricidade e a inclinação para os fragmentos gerados no processo colisional:

$$\frac{\delta a}{a} = \frac{2}{n(1-e^2)^{1/2}} [(1+e \cos f)V_T + (e \sin f)V_R] \quad (3.49)$$

$$\delta e = \frac{(1-e^2)^{1/2}}{n} \left[\frac{e + 2 \cos f + e \cos^2 f}{1 + e \cos f} V_T + (\sin f)V_R \right] \quad (3.50)$$

$$\delta I = \frac{(1 - e^2)^{1/2} \cos(w + f)}{n} V_W \quad (3.51)$$

onde a é o semi-eixo do corpo parental, e é a excentricidade, I a inclinação, f é a anomalia verdadeira, n a velocidade orbital média, w é o argumento do periélio, V_R , V_T e V_W são as velocidades na direção do Sol, perpendicular a órbita, e normal ao plano de órbita, respectivamente. Morbidelli *et al.* (1995) discute quais seriam os possíveis valores para f e $w + f$ na dispersão em famílias de asteroides. O resultados de Morbidelli *et al.* são de que valores como $f = 90$ graus e $f + w = 45$ graus adequa-se ao caso médio de dispersão dos membros de famílias no espaço de elementos orbitais. Assumindo então que os valores do corpo parental são descritos na tabela 3.6.

a	2.2636 UA
e	0.096
I	6.287 graus
f	45 graus
w+f	90 graus
n	4.1708 UA/ano

Tab. 3.6: Valores assumidos para os elementos orbitais do corpo parental.

Aplicando as equações 3.49, 3.50, e 3.51 para as velocidades de ejeção em 3.15, onde o valor médio de velocidade de ejeção é 0.24 km/s, temos como resultado as variações dos elementos orbitais com relação aos elementos orbitais do corpo parental, assumindo a hipótese de isotropia nas direções de ejeção para a família diferenciada sintética. A dispersão em semi-eixo pode ser visualizada na figura 3.16, a dispersão em excentricidade na figura 3.17, e a dispersão em inclinações na figura 3.18.

Os fragmentos do manto e do núcleo são determinados organizando-os em ordem decrescente de massa, e somando a massa dos maiores fragmentos para os menores. Conforme a massa dos maiores fragmentos forem se somando, a massa total alcançará a massa do núcleo. Quando isto for atingido, todos os maiores fragmentos que foram considerados na soma recebem a densidade de 7 g/cm³, e o restante dos fragmentos a densidade de 3 g/cm³, que são os fragmentos provenientes do manto.

A família sintética obtida é a soma da dispersão dos elementos orbitais gerados pelo campo de velocidades de ejeção, pela distribuição de massa, e pela densidade de cada fragmento. A família pode ser visualizada na região do Cinturão Principal pela

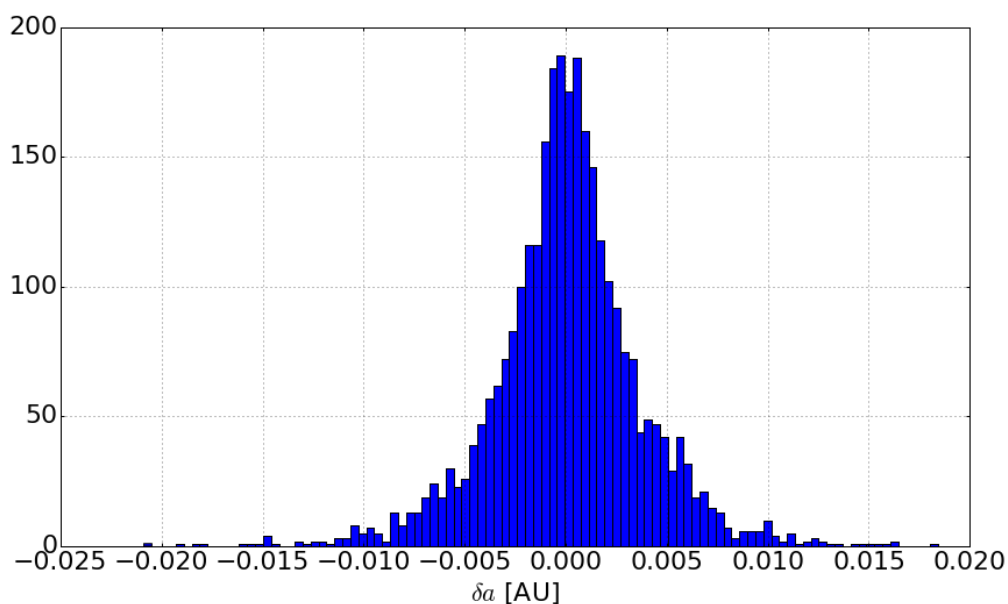


Fig. 3.16: Dispersão em semi-eixo dos fragmentos da família sintética obtidos a partir das equações de Gauss (Zappalà, 1996).

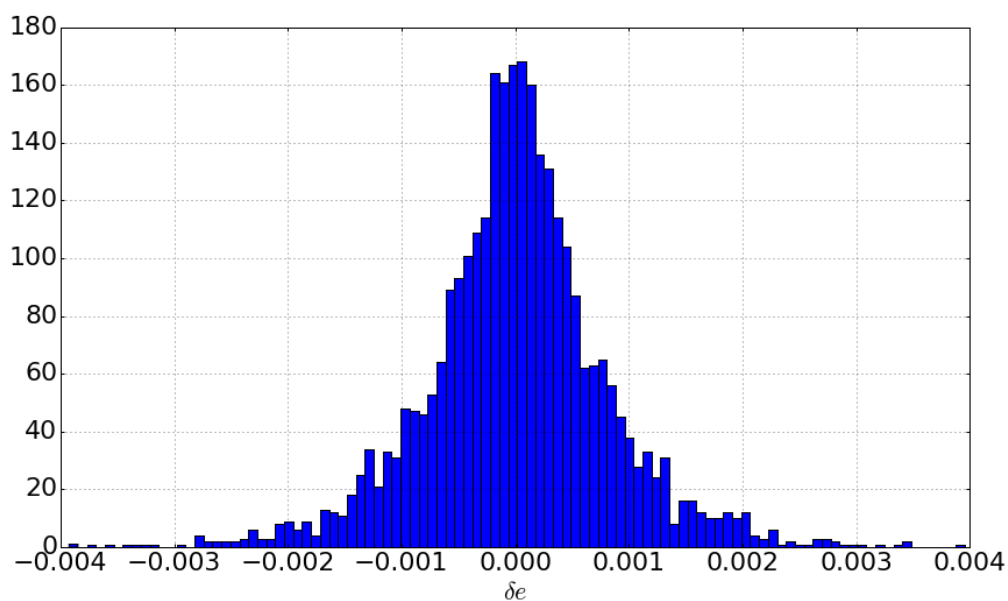


Fig. 3.17: Dispersão gerada pelo campo de velocidades de ejeção na família sintética

figura 3.19, e pela figura 3.20 podemos visualizá-la com melhor detalhe. Pela figura 3.20 percebe-se que a quantidade de objetos com origem no núcleo são muito poucos. A conclusão disto é que quão mais próximo a distribuição de massa está de caracterizar uma quebra catastrófica, ou seja, em que o maior fragmento realmente tenha metade da massa do corpo original, a quantidade de fragmentos provenientes do núcleo será

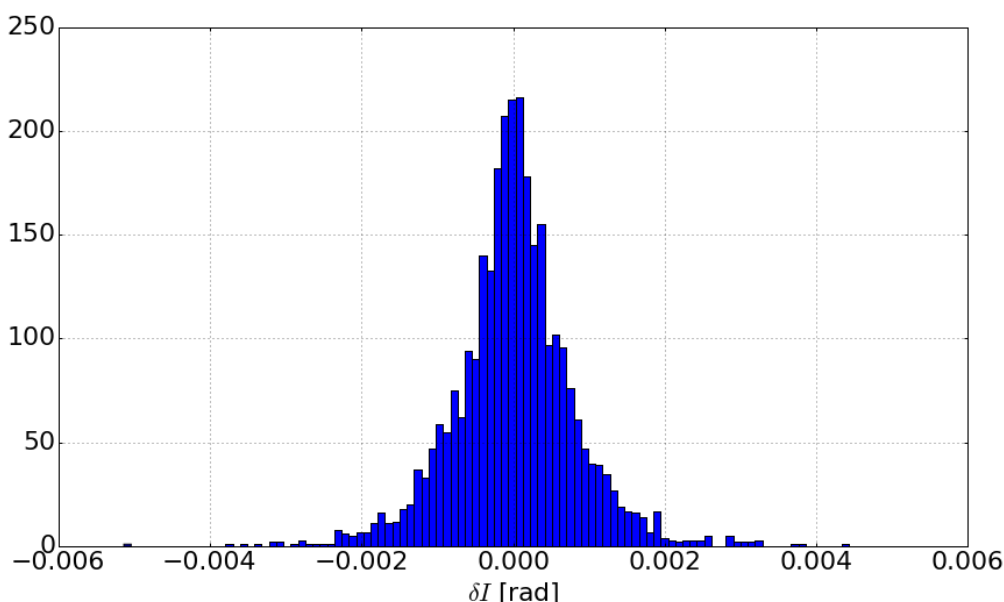


Fig. 3.18: Dispersão das inclinações devido ao campo de velocidade de ejeção da família sintética.

cada vez menor. Isto se deve ao fato de que se $M_{max} = 0.5M$, a massa do núcleo é menor do que M_{max} em todos os casos de razões de raio dados na tabela 3.4. A decisão de sortear a distribuição de massa foi tomada para garantir que estatisticamente seria semelhante aos dados de Jutzi *et al.* (2010). Logo, se existe um fragmento com metade da massa original, este será o único objeto proveniente do núcleo, ou melhor dizendo, o núcleo provavelmente estaria intacto sobre uma camada fina de restício de material pertencente ao manto.

3.4 Integração numérica

Após obter uma família sintética diferenciada, o próximo passo é a evolução temporal desta família no tempo usando um integrador orbital. A integração foi realizada com pacote SWIFT⁵, integrador numérico escrito em FORTRAN 77, com uma de suas rotinas modificada pelo colaborador do projeto Fernando Roig para levar em consideração variações do semi-eixo no tempo devido ao efeito Yarkovsky. A integração de ambos os testes ocorreu no cluster da COAA⁶. O tempo de integração de todas as simulações foi de 3.2×10^8 anos. O tempo de cpu foi calculado utilizando testes prévios, em que amostras integradas tendo ~ 140 partículas demorava entre 5 e 7 dias para ser finalizada, usando para cada teste 7 nodos. Devido ao tempo de conclusão do projeto,

⁵ <https://www.boulder.swri.edu/~hal/swift.html>

⁶ Mais informações sobre cluster podem ser obtidas em www.clustercoaa.on.br, acesso somente na rede interna do Observatório Nacional/MCTI.

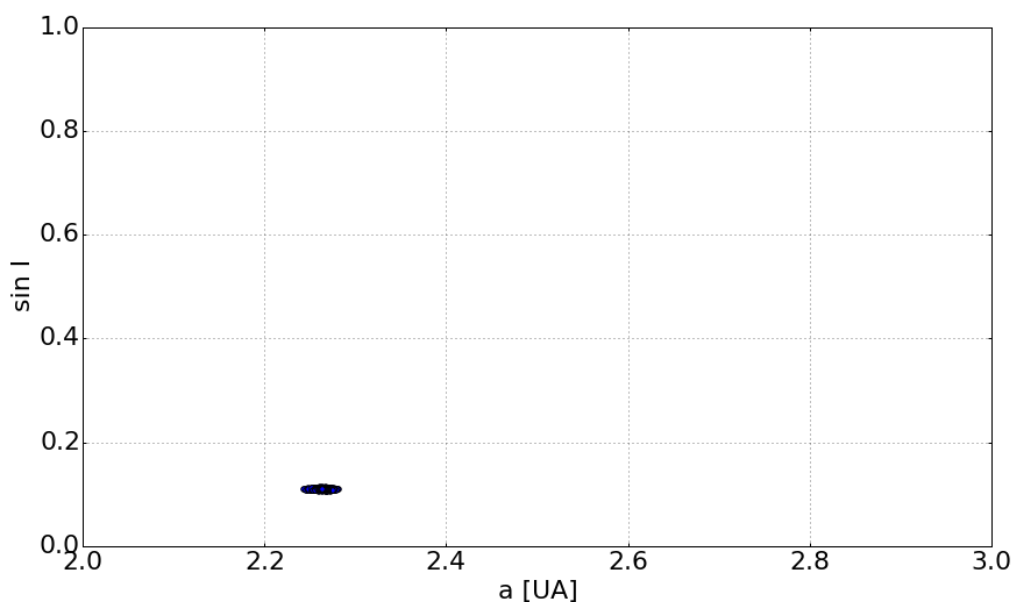


Fig. 3.19: Família sintética diferenciada no espaço de a vs. $\sin I$. Esta figura serve para verificar visualmente como a família sintética se apresenta na região do Cinturão Principal.

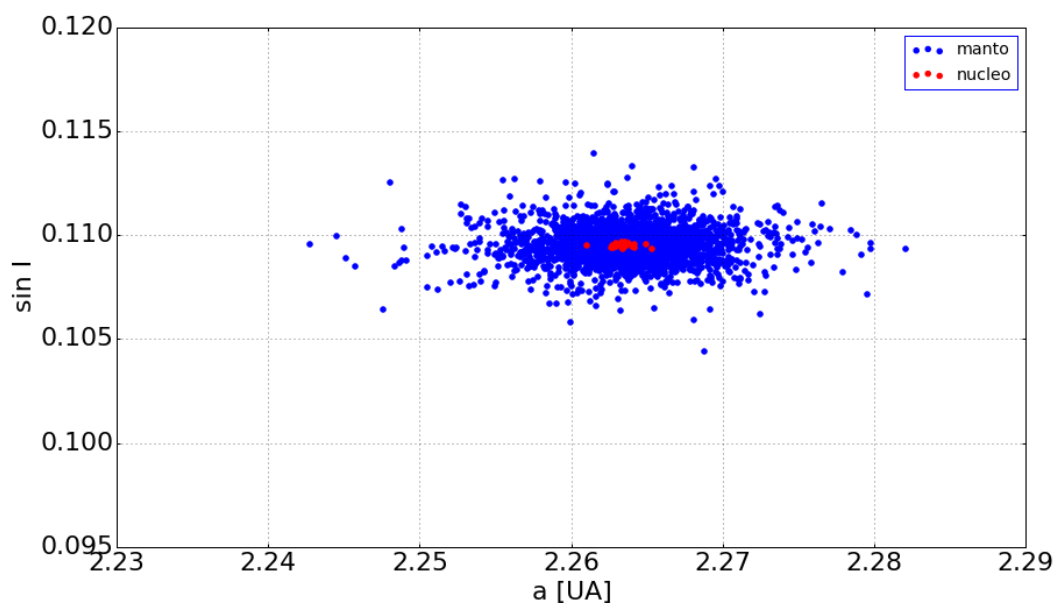


Fig. 3.20: Família Sintética Diferenciada obtida. Os fragmentos em vermelho foram originados pelo núcleo enquanto que os fragmentos em azul foram pelo manto.

fora realizado somente integração de amostras das famílias sintéticas criadas.

Para calcular o efeito Yarkovsky de cada fragmento foi utilizado a teoria desenvolvida por Vokrouhlický (1998a,b). A variação do semi-eixo no tempo, da/dt , é dada como função do albedo esférico, A_b , da inércia térmica, Γ , da densidade, ρ , do raio R ,

do fluxo solar na distância do asteroide, F_* , e da obliquidade, γ :

$$\frac{da}{dt} = -\frac{8(1 - A_b)}{9} \frac{\Phi}{n} \frac{E(x) \sin \delta(x)}{1 + \lambda} \cos \gamma + O(e) \quad (3.52)$$

onde $x = \Gamma R \sqrt{2\omega/k}$, sendo k a condutividade térmica, ω o velocidade de rotação do asteroide; $\lambda = [(\Gamma \sqrt{\omega})/\epsilon \sigma T_{star}^3]/x$, onde T_{star} é a temperatura subsolar, σ é a constante de Boltzmann, ϵ é a emissividade; e $\Phi = \pi R^2 F_*/(m c)$, sendo m a massa do asteroide e c a velocidade da luz. A geometria assumida para o formato de cada asteroide foi a esférica, e partindo desta suposição, calculou-se o raio fornecendo a massa e a densidade de cada asteroide. Por simplificação, foi assumido que a emissividade para ambos os casos, núcleo e manto, é igual a 1. A condutividade térmica assumida foi de $k = 20$ para fragmentos de metal (núcleo), e $k = 1$ para fragmentos compostos de silicatos (manto), de acordo com o Grupo NETZSCH⁷. Pelo modelo de Vokrouhlický, as funções $E(x)$ e $\delta(x)$ são definidas pela igualdade:

$$E(x) \exp(-i\delta(x)) = \frac{A(x) + iB(x)}{C(x) + iD(x)} \quad (3.53)$$

onde $A(x)$, $B(x)$, $C(x)$ e $D(x)$ são funções de x , tais que:

$$A(x) = -(x + 2) - \exp(x)[(x - 2) \cos x - x \sin x] \quad (3.54)$$

$$B(x) = -x - \exp x [x \cos x + (x - 2) \sin x] \quad (3.55)$$

$$C(x) = A(x) + \frac{\lambda}{1 + \lambda} 3(x + 2) + \exp x [3(x - 2) \cos x + x(x - 3) \sin x] \quad (3.56)$$

$$D(x) = B(x) + \frac{\lambda}{1 + \lambda} x(x + 3) - \exp x [x(x - 3) \cos x - 3(x - 2) \sin x] \quad (3.57)$$

A obliquidade de cada fragmento foi sorteada aleatoriamente de forma uniforme entre 0 e 180 graus, enquanto que o período de rotação foi sorteado, também de forma uniforme, entre 4 e 8. O albedo esférico para os fragmentos do manto e do núcleo foram obtidos convertendo-se albedos geométricos usando a metodologia presente em Hapke (1993). Para os fragmentos do núcleo, é assumido um albedo $p_v = 0.15$ e para os fragmentos do manto $p_v = 0.4$ (Shestopalov *et al.*, 1998; Zellner *et al.*, 1977). O albedo esférico para os fragmentos do núcleo é $A_b = 0.05$, e para os fragmentos do

⁷ O grupo NETZSCH é uma empresa focada na análise e desenvolvimento de materiais de alta precisão térmica para uso industrial e científico. Site: <http://www.netzsch-thermal-analysis.com>

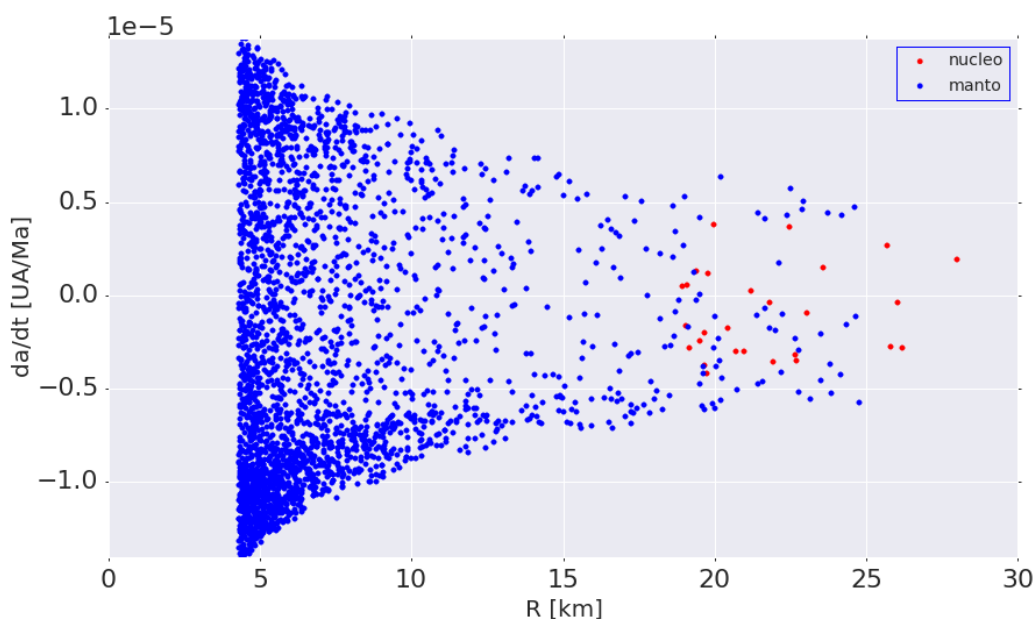


Fig. 3.21: Variação do semi-eixo no tempo devido ao efeito Yarkovsky para a família sintética criada para teste 01.

manto é $A_b = 0.14$. As inércias térmicas de cada asteroide foram calculadas usando o ajuste de Delbo' *et al.* (2007), onde a inércia térmica é dada por $\Gamma = 300/D^{-0.48}$, onde Γ é a inércia térmica e D é o diâmetro do asteroide em km. Delbo' *et al.* comenta que, em uma primeira aproximação, a inércia térmica é uma função do diâmetro.

3.4.1 Teste 01

No teste 01, foi criada uma família sintética diferenciada com 27 asteroides provenientes do núcleo do corpo parental, e 2843 asteroides provenientes do manto, com as características de obliquidade, período de rotação, inércia térmica, albedo geométrico e esférico ditos anteriormente. A variação do semi-eixo no tempo devido ao efeito Yarkovsky para família sintética criada pode ser visualizada na figura 3.21.

A diferença de albedos geométricos assumidos causa um aumento na dispersão de magnitudes absolutas dos fragmentos do núcleo com relação aos fragmentos do manto, como pode ser vista na figura 3.22. As magnitudes absolutas foram calculadas utilizando a relação magnitude absoluta e diâmetro para asteroides (Parker *et al.*, 2008). A relação é dada por:

$$H = 18.1 - 2.5 \log(p_v/0.1) - 5 \log(D) \quad (3.58)$$

onde H é a magnitude absoluta, e D é o diâmetro em km.

A interação considerou todos os fragmentos do núcleo e 100 fragmentos, sorteados

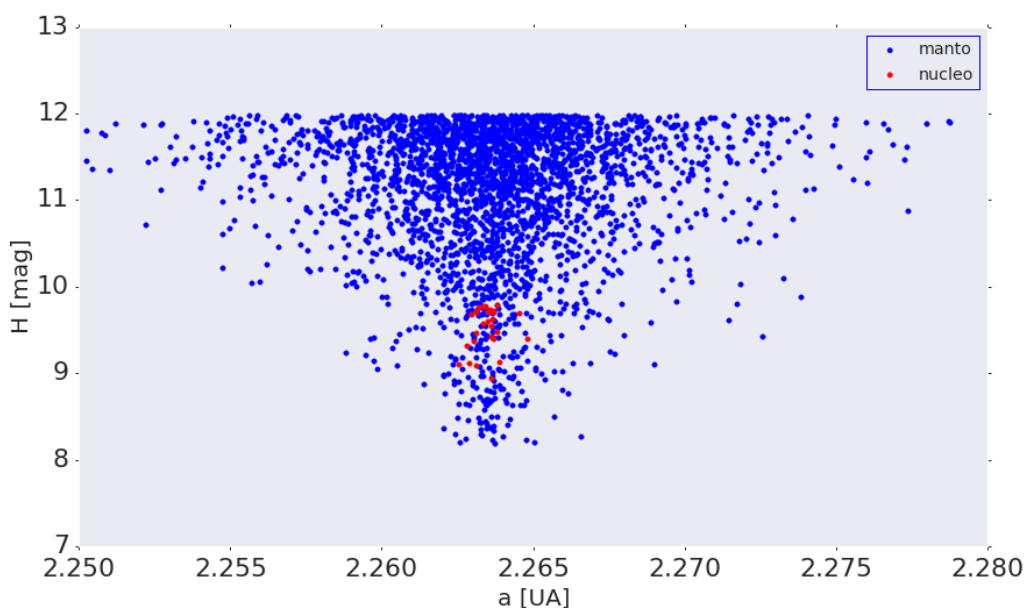


Fig. 3.22: Magnitude absoluta para a família sintética criada para teste 01. Objetos do núcleo possuem ~ 1 magnitude maior do que o mais brilhante objeto entre os fragmentos do manto, uma consequência das diferenças de albedo geométrico assumido para manto e para o núcleo.

aleatoriamente, do manto. A região em V inicial no espaço (a, H) deve-se ao fato da velocidade de ejeção depender da massa do fragmento. A região em V final deve-se, além da relação entre a massa e velocidade, da dispersão gerada pelo efeito Yarkovsky sobre os fragmentos. Para mapear a região em V inicial e final utilizou-se a parametrização no espaço (a, H) de Vokrouhlický *et al.* (2006):

$$0.2 H = \log \left| \frac{a_c - a}{\Lambda} \right| \quad (3.59)$$

onde a_c , que é assumido como sendo o semi-eixo do maior fragmento ou o semi-eixo original do corpo parental, e Λ é um parâmetro de escala⁸. Uma metodologia para definir o valor adequado para Λ é definir um intervalo de possíveis valores e variar até visualmente estar aceitável, como realizado em Bottke *et al.* (2007). Bottke *et al.* (2007) infere que valores de Λ estão em torno de $\sim 10^{-5}$. Usando este valor como referência, foi-se variando até estar visualmente adequado para os fragmentos integrados. A dispersão no espaço entre magnitude e semi-eixo do asteroide, (a, H) , pode ser visualizada na figura 3.23.

Para avaliar se os fragmentos do manto ou do núcleo se dispersaram mais ao final

⁸ Em Vokrouhlický *et al.* (2006), o parâmetro de escala recebe a letra C para designá-lo. Contudo, para não ocorrer ambiguidades com modelo de família diferenciada, estaremos utilizando a letra Λ neste trabalho.

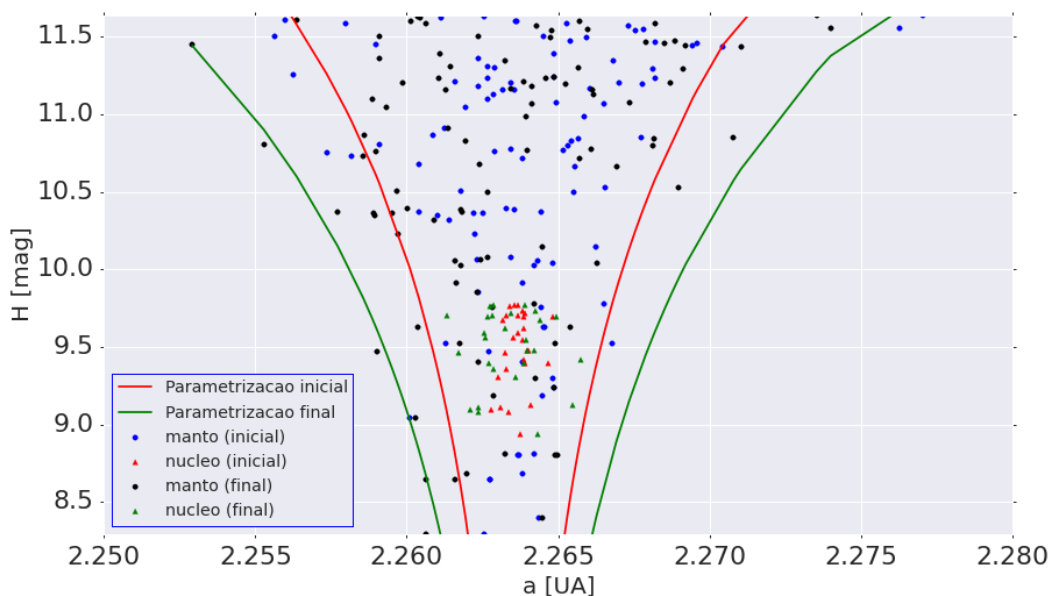


Fig. 3.23: Magnitude absoluta para os objetos integrados do Teste 01. As curvas contínuas são geradas usando o modelo de parametrização de Vokrouhlický *et al.* (2006), delimitando a dispersão inicial (em vermelho) e final (em verde) dos fragmentos. Para a dispersão inicial, $\Lambda = 3.5 \times 10^{-5}$, e para a dispersão final, $\Lambda = 5.5 \times 10^{-5}$.

da integração, foi utilizado diagramas em caixa dos elementos médios dos asteroides integrados, que podem ser visualizados nas figuras 3.25, 3.26 e 3.28. Ao longo da integração, o valor dos elementos osciladores eram salvos a cada 10^4 anos. Para obter os elementos médios, foi dividido o tempo total de integração em 100 partes, e para cada intervalo foi calculado um elemento médio e seu respectivo desvio padrão. Para a distribuição inicial e final foi-se calculado também o desvio-padrão com relação a dispersão de todos os fragmentos integrados, e este pode ser visualizado na tabela 3.7.

A dispersão da família também pode ser confirmada a partir da visualização no espaço de elementos médios na figura 3.29.

3.4.2 Teste 02 e 03

A família sintética para teste 02 teve 3010 asteroides, e a família para teste 03 teve 2980. De cada família foram selecionados aleatoriamente 140 asteroides para integração ao longo de 3.2×10^8 anos.

Os testes 02 e 03 tiveram as mesmas suposições iniciais de obliquidade, período de rotação, albedo geométrico, magnitude absoluta e parametrização no espaço (a, H) . A diferença entre o teste 02 e 03 foi a densidade assumida para seus fragmentos. Enquanto que no teste 01, tratamos uma família diferenciada de asteroide, no teste 02 e 03 são integrados duas famílias homogêneas. O teste 02 trata-se de uma família homogênea

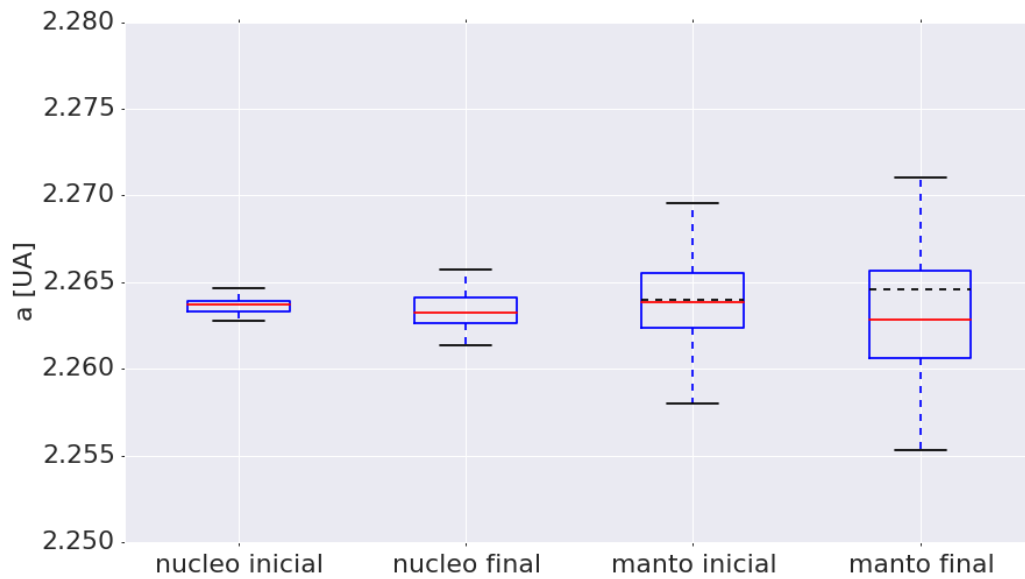


Fig. 3.24

Fig. 3.25: Comparação entre a dispersão dos fragmentos do núcleo e do manto para a distribuição em semi-eixo final e inicial. A linha tracejada mostra o valor médio da distribuição, a linha em vermelho a mediana, a caixa delimita a região onde existe de 25 a 75 % de todos os fragmentos analisados. Podemos visualizar que a dispersão dos fragmentos do manto foi maior do que a dos fragmentos do núcleo.

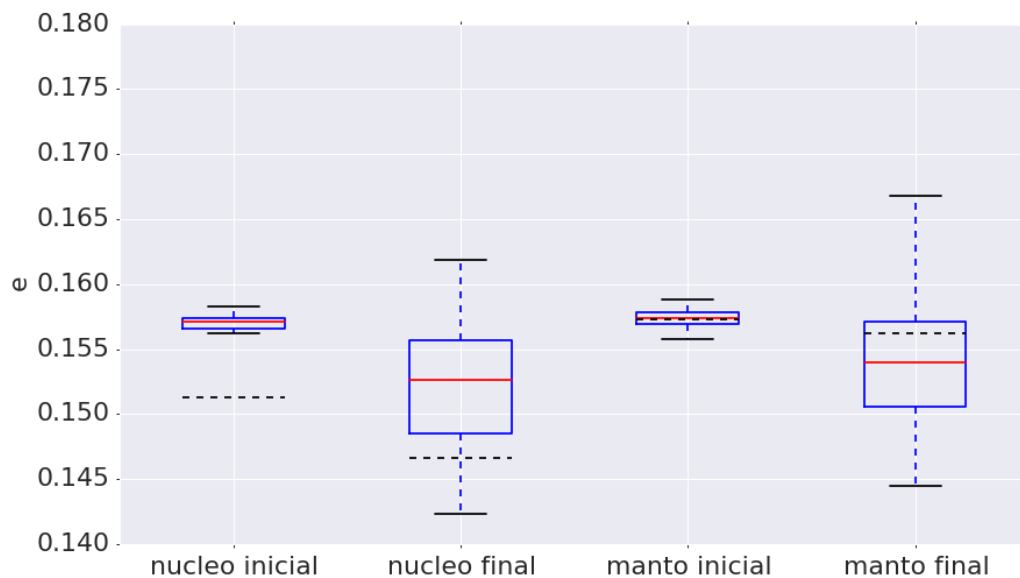


Fig. 3.26: De forma análoga à figura 3.25, os fragmentos do manto dispersaram-se mais do que os fragmentos do núcleo. A média inicial difere bastante da mediana, e isto deve-se ao fato de estarmos selecionando aleatoriamente uma amostra da família sintética para a integração.

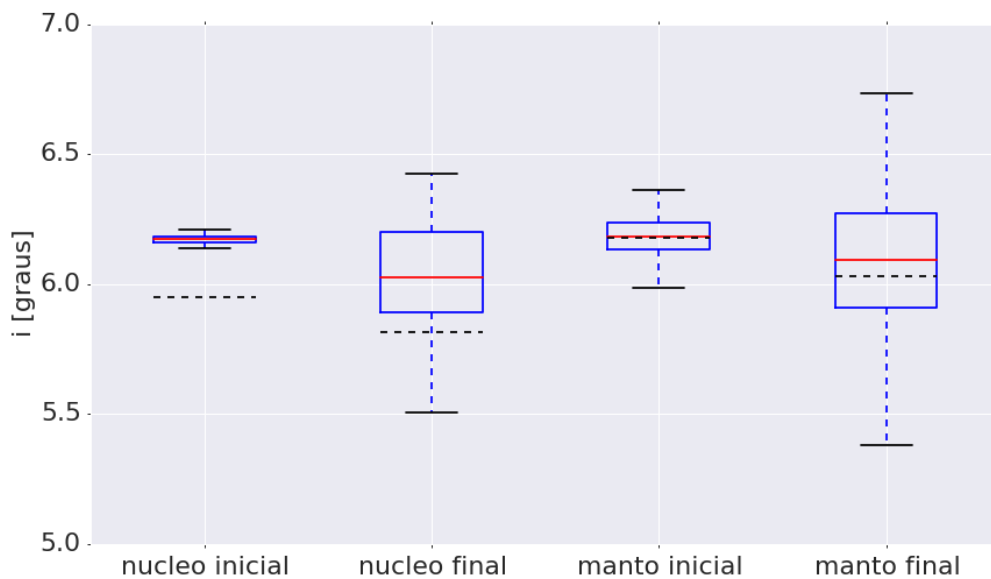


Fig. 3.27

Fig. 3.28: De forma análoga à figura 3.25, os fragmentos do manto dispersaram-se mais do que os fragmentos do núcleo.

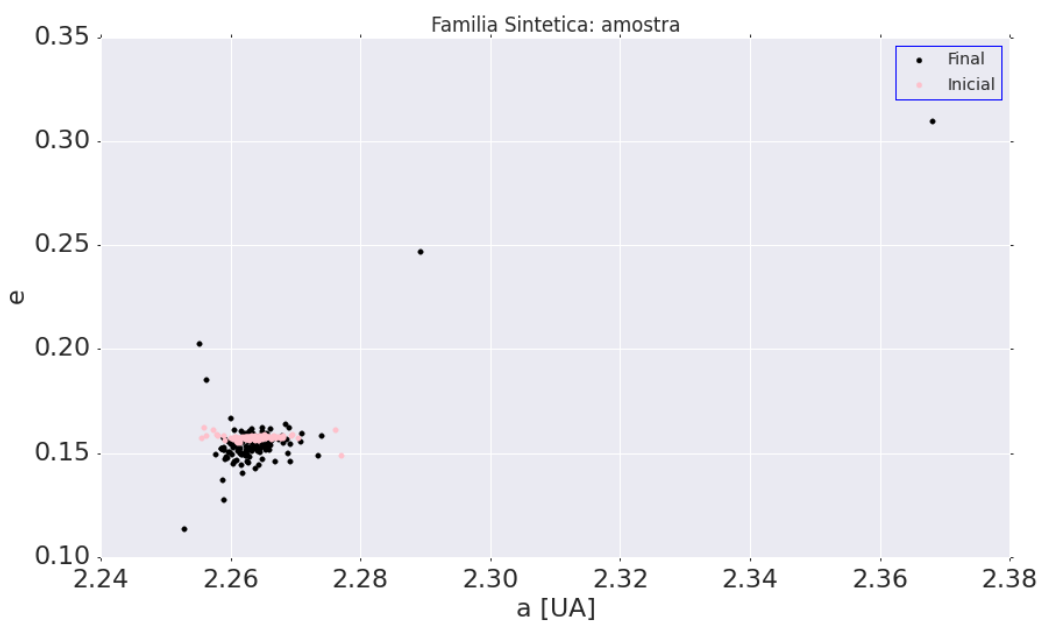


Fig. 3.29: Comparação, no espaço de elementos médios (a, e) , da posição dos asteroides integrados, no tempo inicial e final.

Teste	Inicial					
	manto			núcleo		
	σ_a	σ_e	σ_i	σ_a	σ_e	σ_i
01	0.00336	0.00129	0.08441	0.4275	0.02968	1.16664
02	-	-	-	0.00214	0.00065	0.06655
03	0.00295	0.00176	0.08782	-	-	-
04	0.00319	0.00089	0.04542	0.00062	0.00049	0.01261

Teste	Final					
	manto			núcleo		
	σ_a	σ_e	σ_i	σ_a	σ_e	σ_i
01	0.01134	0.02008	0.49365	0.42745	0.02912	1.16133
02	-	-	-	0.00337	0.01325	0.24109
03	0.00404	0.01803	0.35222	-	-	-
04	0.00368	0.00154	0.11499	0.00095	0.00139	0.11593

Tab. 3.7: Desvio padrão das distribuições de elementos médios inicial e final das integrações realizadas.

com a composição semelhante aos fragmentos do núcleo do teste 01, e o teste 03 possui uma composição semelhante aos fragmentos do manto do teste 01.

Verificando a dispersão entre o teste 03 com relação ao teste 02, observamos que o comportamento descrito no teste 01 com relação a fragmentos do manto e do núcleo se mantém. A dispersão entre os fragmentos do teste 03 (composição semelhante ao manto) dispersam-se mais do que os fragmentos do teste 02, e pode ser visualizado no diagrama em caixa na figura 3.30. Os desvios-padrões para as distribuições iniciais e finais pode ser visto na tabela 3.7. De forma análoga ao teste 01, foi definido visualmente a região em V de cada família usando-se a parametrização no espaço (a, H) , que pode ser visualizada na figura 3.31.

3.4.3 Teste 04

No teste 04, simulamos outra família diferenciada com os valores de albedo geométrico, obliquidade, inércia térmica são assumidos de forma análoga aos testes anteriores. Contudo, a diferença neste teste é a posição do corpo parental, que é numa região sem ressonâncias orbitais. Nos testes 01, 02 e 03, a ressonância $7 : 2$ com Júpiter provoca o aumento de alguns asteroides, tornando suas órbitas excêntricas. O teste 04 foi feito para visualizar o comportamento da evolução da família diferenciada sem a ação de ressonâncias. A posição assumida do corpo parental para o teste 04 é $a_p = 2.35$ UA,

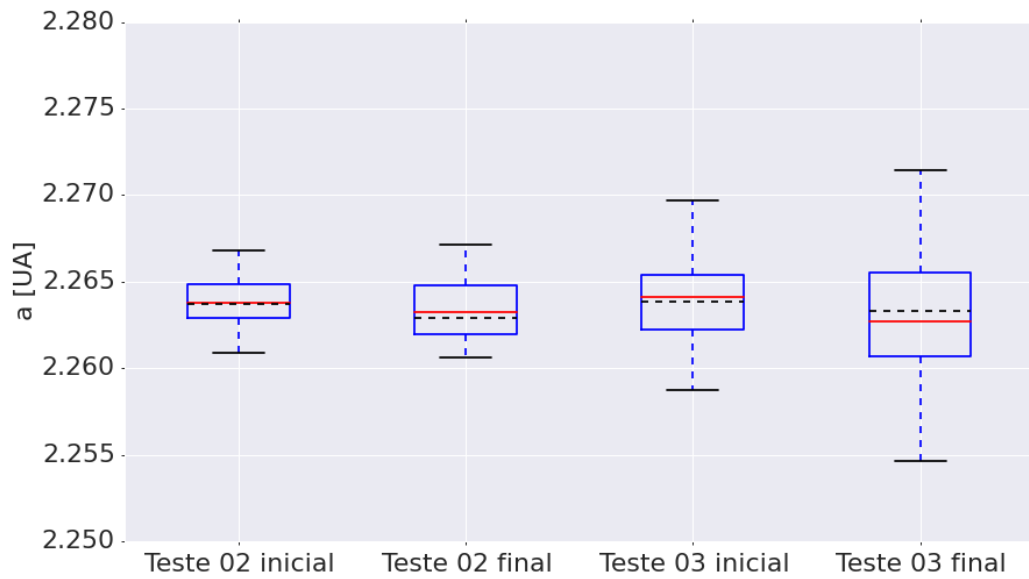
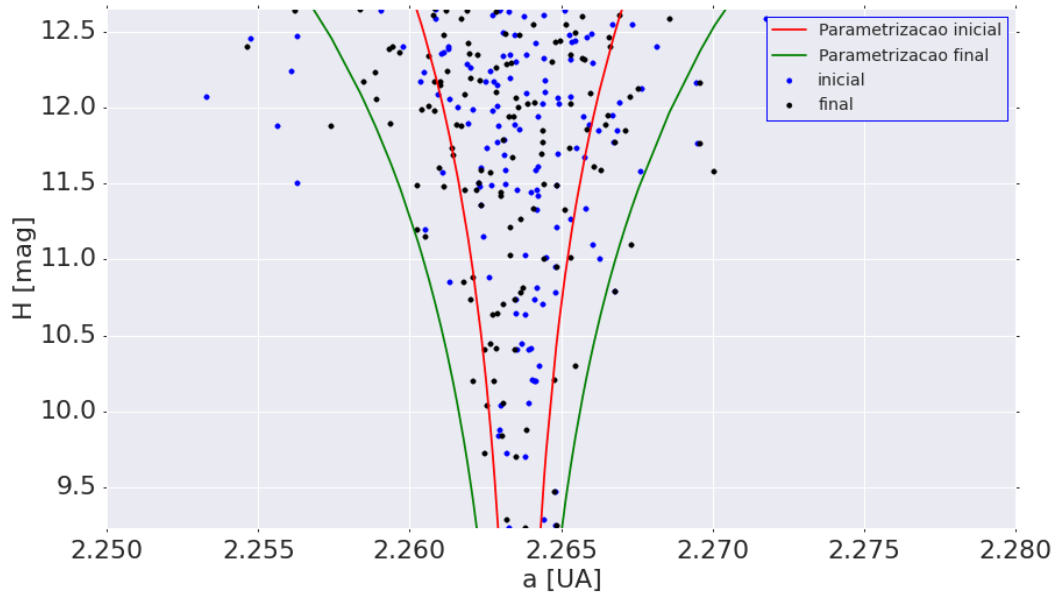


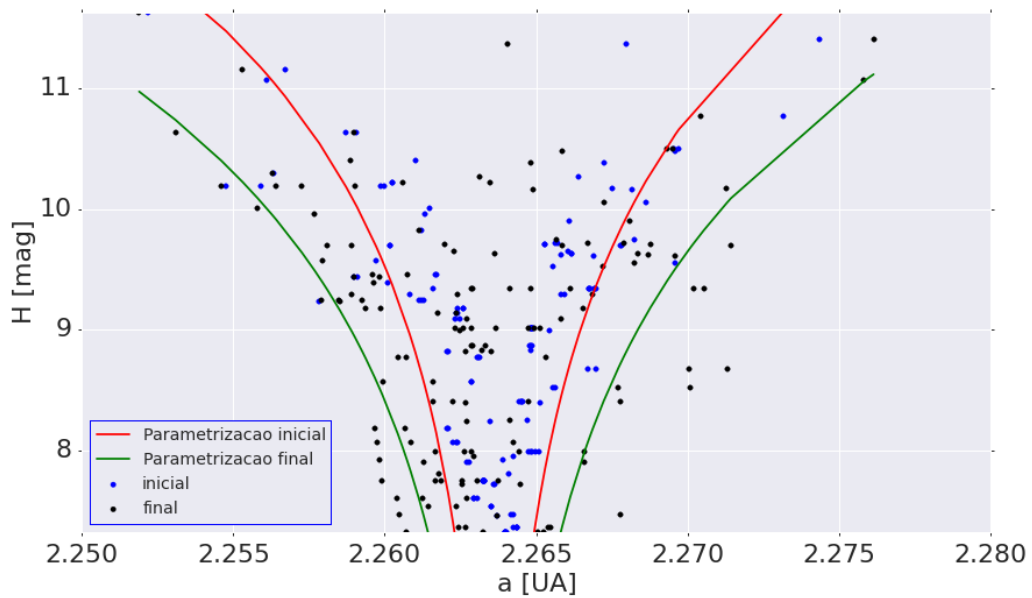
Fig. 3.30: Comparação da dispersão do semi-eixo no teste 02 e do teste 03. A dispersão dos fragmentos do teste 03 foi maior do que a dispersão dos fragmentos do teste 02, corroborando resultados encontrados no teste 01.

$e_p = 0.075$ e $i_p = 5$ graus.

De forma análoga, a dispersão dos fragmentos do manto aparenta ter sido maior do que a dispersão dos fragmentos do núcleo, como pode ser visualizada nas figuras 3.32, 3.33, 3.34, 3.35. Os desvios padrões das distribuição inicial e final dos elementos médios pode ser visualizada na tabela 3.7.



(a) Teste 02. Para dispersão inicial, $\Lambda = 1 \times 10^{-5}$, e para dispersão final, $\Lambda = 2 \times 10^{-5}$.



(b) Teste 03. Para dispersão inicial, $\Lambda = 4.5 \times 10^{-5}$, e para dispersão final, $\Lambda = 7.5 \times 10^{-5}$.

Fig. 3.31: Magnitudes absolutas para (a) teste 02, e (b) teste 03. De forma análoga ao teste 01, foram calculados os valores da constante de escala de parametrização Λ .

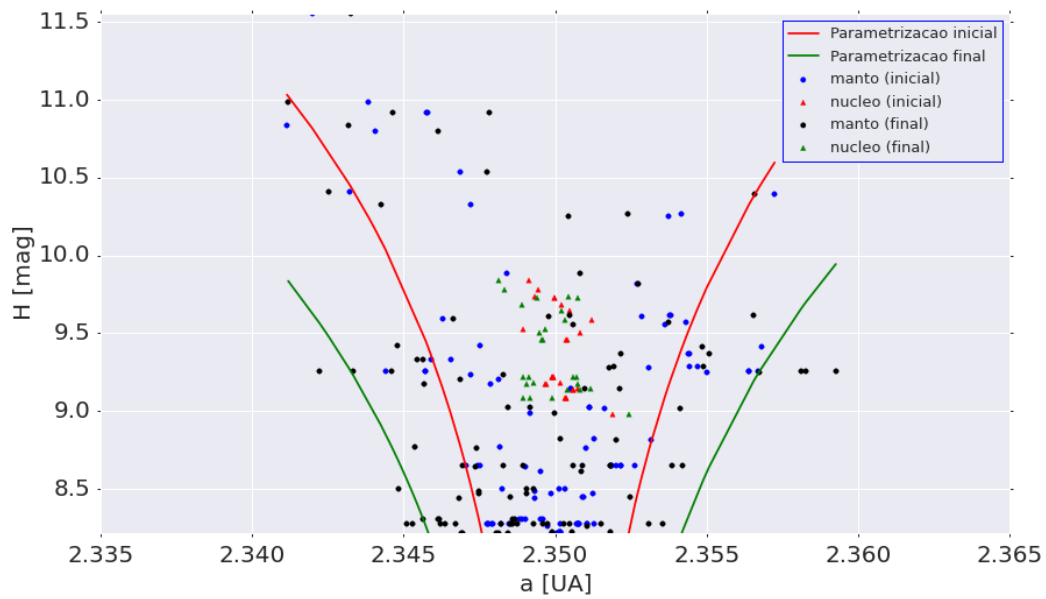


Fig. 3.32: Magnitude absoluta por semi-eixo médio para Teste 04. $\Lambda = 5.5 \times 10^{-5}$ para a dispersão inicial, e $\Lambda = 9.5 \times 10^{-5}$ para a dispersão final.

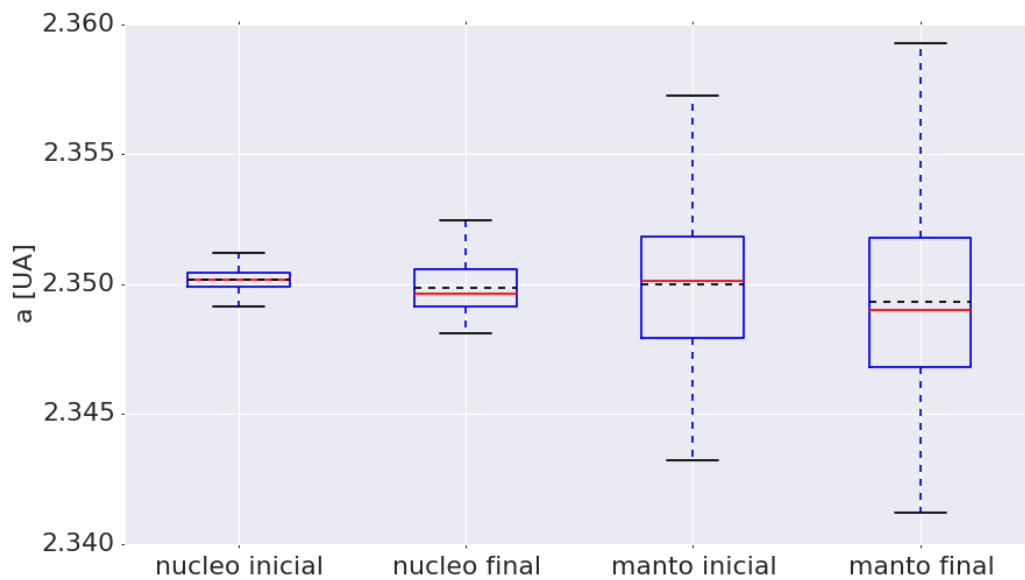


Fig. 3.33: Dispersão do semi-eixo para Teste 04.

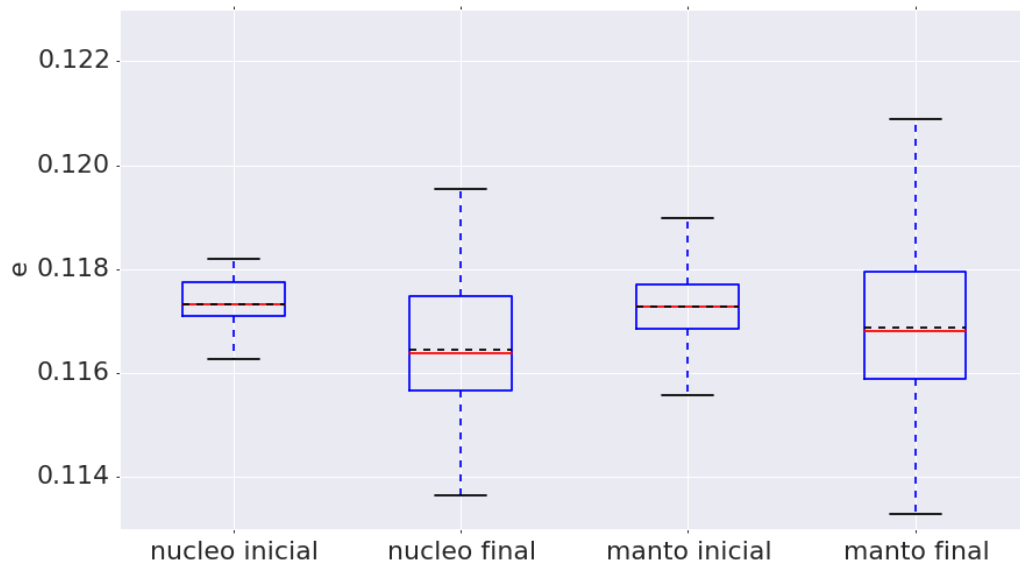


Fig. 3.34: Dispersão em excentricidade para Teste 04.

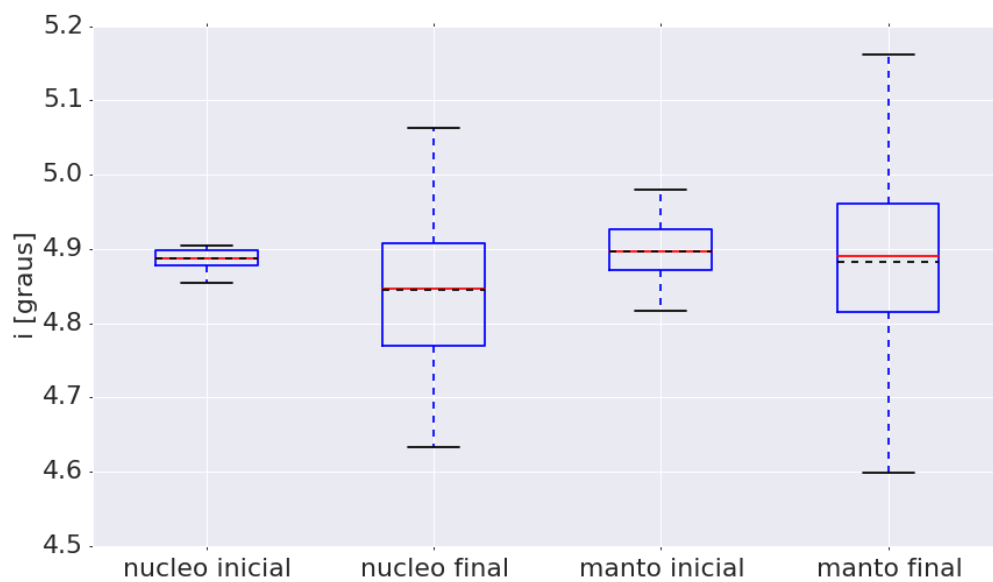


Fig. 3.35: Dispersão em inclinações para Teste 04.

4. CONCLUSÕES

Obtemos um modelo simples que cria uma família sintética diferenciada de asteroides. Em geral, as famílias criadas tem entre 2200 a 3200 fragmentos, e os fragmentos do núcleo não ultrapassam um total de 50 fragmentos. Percebemos que conforme a massa do maior fragmento sorteado se aproxima da metade da massa do corpo parental, a quantidade de fragmentos do núcleo diminui, não importando qual a composição condrítica inicial suposta para considerar a razão entre o raio do núcleo e o raio do corpo parental.

Contudo, a dispersão de velocidades de ejeção fica concentrada em torno do valor médio muito mais do que os resultados obtidos pela simulação numérica de Jutzi *et al.* (2010). Acreditamos que isto deve-se ao fato de que na simulação numérica é levada em conta uma reacumulação e a força gravitacional atua mesmo com as partículas distante uma das outras. No modelo analítico, a suposição que a distribuição de velocidades é Maxwelliana centrada no valor médio de ejeção parte do pressuposto que as após a formação dos fragmentos, os asteroides não seriam influenciados mutuamente. Para uma representação mais adequada, possivelmente devem-se utilizar uma distribuição Maxwelliana modificada para levar em consideração uma ação à distância.

Os resultados da integração mostram que a dispersão dos fragmentos provenientes do manto foi maior do que a a dispersão dos fragmentos do núcleo. Na figura 3.23, vemos que mesmo que tenha ocorrido uma certa dispersão dos fragmentos do núcleo, a região em V é caracterizada pelos fragmentos do manto.

Os valores de velocidade de ejeção de utilizados por Bottke *et al.* (2007) são uma ordem de grandeza menor do que os valores de velocidade de ejeção obtidos para as famílias sintéticas. Contudo, os valores obtidos estão dentro de um intervalo razoável de valores (Cellino, 1999). Uma perspectiva futura é a investigação melhor deste caso, para verificar os motivos da discrepância na ordem de grandeza das velocidades de ejeção.

Outra perspectiva futura é a integração total da família de asteroides diferenciada sintética, com consequente avaliação desta pelos métodos de identificação de famílias de asteroides.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Alí-Lagoa, V., J. de León, J. Licandro, M. Delbó, H. Campins, N. Pinilla-Alonso, and M. S. Kelley 2013. Physical properties of B-type asteroids from WISE data. *Astronomy & Astrophysics* **554**, A71.
- Bendjoya, P., and V. Zappalà 2002. Asteroid family identification. *Asteroids III*, 613–618.
- Benz, W., and E. Asphaug 1999. Catastrophic disruptions revisited. *Icarus* **20**, 5–20.
- Binzel, R. P. 2002. An overview of the asteroids. *Asteroids III*, 3–15.
- Bottke, W. 2006. Supplementary Discussion for: Iron Meteorites As Remnants of Planetesimals Formed in the Terrestrial Planet Region. *Nature* **439**, 1–14.
- Bottke, W. F., D. Nesvorný, R. E. Grimm, A. Morbidelli, and D. P. O'Brien 2006. Iron meteorites as remnants of planetesimals formed in the terrestrial planet region. *Nature* **439**(7078), 821–4.
- Bottke, W. F., D. Vokrouhlický, and D. Nesvorný 2007. An asteroid breakup 160 Myr ago as the probable source of the K/T impactor. *Nature* **449**(7158), 48–53.
- Burbine, T., T. McCoy, A. Meibom, B. Gladman, and K. Keil 2002. Meteoritic parent bodies: Their number and identification. *Asteroids III* **1**, 653–667.
- Burbine, T. H., A. Meibom, and R. P. Binzel 1996. Mantle material in the main belt: Battered to bits? *Meteoritics & Planetary Science* **31**(5), 607–620.
- Bus, J., F. Vilas, and M. A. Barucci 2002. Visible-Wavelength Spectroscopy of Asteroids. *Asteroids III*, 169–182.
- Bus, S. J., and R. P. Binzel 2002. Phase II of the Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey. A Feature-Based Taxonomy. *Icarus* **158**, 146–177.
- Cellino, A. 1999. The Velocity–Size Relationship for Members of Asteroid Families and Implications for the Physics of Catastrophic Collisions. *Icarus* **141**(1), 79–95.

- Davis, A. M., H. D. Holland, and K. K. Turekian 2005. *Meteorites, Comets and Planets: Treatise on Geochemistry, Volume 1*. Elsevier Science.
- Davis, D., and E. Ryan 1990. On collisional disruption: Experimental results and scaling laws. *Icarus* **182**, 156–182.
- de Pater, I., and J. J. Lissauer 2010. *Planetary Sciences*. Cambridge University Press.
- Delbo', M., A. Dell'Oro, A. W. Harris, S. Mottola, and M. Mueller 2007. Thermal inertia of near-Earth asteroids and implications for the magnitude of the Yarkovsky effect. *Icarus* *190*(1), 236–249.
- Elkins-Tanton, L. T., B. P. Weiss, and M. T. Zuber 2011. Chondrites as samples of differentiated planetesimals. *Earth and Planetary Science Letters* *305*(1-2), 1–10.
- Farinella, P., and D. Davis 1992. From asteroid clusters to families: A proposal for a new nomenclature. *Asteroids, Comets, Meteors*, 165–166.
- Fujiwara, A., G. Kamimoto, and A. Tsukamoto 1977. Destruction of basaltic bodies by high-velocity impact. *Icarus* **288**, 277–288.
- Fujiwara, A., and A. Tsukamoto 1980. Experimental study on the velocity of fragments in collisional breakup. *Icarus* *44*(1), 142–153.
- Gaffey, M. 2002. Meteoritic and Asteroidal Constraints on the Identification and Collisional Evolution of Asteroid Families. *Lunar and Planetary Science Conference* **33**, 12–13.
- Gaffey, M., J. Bell, R. Brown, and T. Burbine 1993. Mineralogical variations within the S-type asteroid class. *Icarus* **106**, 573–602.
- Gaffey, M. J. 2010. Space weathering and the interpretation of asteroid reflectance spectra. *Icarus* *209*(2), 564–574.
- Gaffey, M. J., E. a. Cloutis, M. S. Kelley, and K. L. Reed 2002. Mineralogy of asteroids. *Asteroids III* **1**, 183–204.
- Gault, D. E., and J. A. Wedekind 1969. The destruction of tektites by micrometeoroid impact. *Journal of Geophysical Research* *74*(27), 6780–6794.
- Greenberg, R., J. Wacker, W. Hartmann, and C. Chapman 1978. Planetesimals to planets: Numerical simulation of collisional evolution. *Icarus* **26**, 1–26.

- Gupta, G., and S. Sahijpal 2010. Differentiation of Vesta and the parent bodies of other achondrites. *Journal of Geophysical Research E: Planets* 115(October 2009), 1–15.
- Haghighipour, N., and E. R. D. Scott 2012. on the Effect of Giant Planets on the Scattering of Parent Bodies of Iron Meteorite From the Terrestrial Planet Region Into the Asteroid Belt: a Concept Study. *The Astrophysical Journal* 749(2), 113.
- Hapke, B. 1993. *Theory of reflectance and emittance spectroscopy*. Cambridge, UK: Cambridge University Press.
- Hirayama, K. 1918. Groups of asteroids probably of common origin. *The Astronomical Journal* 31, 185.
- Holsapple, K. 1993a. The size of complex craters. *Lunar and Planetary Science Conference* 24, 665.
- Holsapple, K. 1994. Catastrophic disruptions and cratering of solar system bodies: a review and new results. *Planetary and Space Science* 42(12), 1067–1078.
- Holsapple, K., and K. Choe 1987. Impact Spall as a Mechanism for Surface Material Ejection. *Lunar and Planetary Institute Science Conference* 18, 431.
- Holsapple, K. a. 1993b. The Scaling of Impact Processes in Planetary Sciences. *Annual Review of Earth and Planetary Sciences* 21(1), 333–373.
- Holsapple, K. A., and R. M. Schmidt 1987. Point source solutions and coupling parameters in cratering mechanics. *JGR* 92, 6350–6376.
- Housen, K. 1983. Crater ejecta scaling laws. *Lunar and Planetary Institute Science Conference* 14, 333–334.
- Housen, K. 1991. Scaling of fragmentation experiments conducted at elevated pressure. *Lunar and Planetary Institute Science Conference* 22, 593–594.
- Housen, K., and K. Holsapple 1999. Impact cratering on porous low-density bodies. *Lunar and Planetary Institute Science Conference* 30(1228).
- Housen, K. R., and K. A. Holsapple 1990. On the fragmentation of asteroids and planetary satellites. *Icarus* 84(1), 226–253.
- Housen, K. R., R. M. Schmidt, and K. A. Holsapple 1991. Laboratory simulations of large scale fragmentation events. *Icarus* 94(1), 180–190.

- Ieva, S., E. Dotto, D. Perna, M. a. Barucci, F. Bernardi, S. Fornasier, F. D. Luise, E. Perozzi, and A. Rossi 2014. Low Delta-V near-Earth asteroids : A survey of suitable targets for space missions *. *A&A*, 1–10.
- Ivezic, Z., R. H. Lupton, M. Juric, S. Tabachnik, T. Quinn, J. E. Gunn, G. R. Knapp, C. M. Rockosi, and J. Brinkmann 2002. Color Confirmation of Asteroid Families. pp. 18.
- Jones, E., and C. Lineweaver 2010. Pressure-temperature Phase Diagram of the Earth. *Pathways Towards Habitable Planets ASP Conference Series* **430**, 145–151.
- Jutzi, M., and P. Michel 2009. The formation of the Baptistina family by catastrophic disruption: Porous versus non porous parent body. *Meteoritics & Planetary Science* *1887*(12), 1877–1887.
- Jutzi, M., P. Michel, W. Benz, and D. C. Richardson 2010. Fragment properties at the catastrophic disruption threshold: The effect of the parent body’s internal structure. *Icarus* *207*(1), 54–65.
- Jutzi, M., P. Michel, K. Hiraoka, A. M. Nakamura, and W. Benz 2009. Numerical simulations of impacts involving porous bodies. *Icarus* *201*(2), 802–813.
- Knezevic, Z., A. Lemaitre, and A. Milani 2002. The determination of asteroid proper elements. *Asteroids III* (1979), 603–612.
- Lazzaro, D. 2000. Discovery of a Basaltic Asteroid in the Outer Main Belt. *Science* *288*(5473), 2033–2035.
- Lissauer, J. J., and I. de Pater 2013. *Fundamental Planetary Science*. Cambridge, UK: Cambridge University Press.
- Marzari, F., P. Farinella, and D. Davis 1999. Origin , Aging , and Death of Asteroid Families. *Icarus* **142**, 63–77.
- McCord, T. B. 2005. Ceres: Evolution and current state. *Journal of Geophysical Research* **110**, 1–14.
- McCoy, T., D. Mittlefehldt, and L. Wilson 2006. Asteroid differentiation. *Meteorites and the Early Solar System II*, 733–745.
- McSween Jr., H. Y. M., A. Ghosh, R. E. Grimm, L. Wilson, and E. D. Young 2002. Thermal Evolution Models of Asteroids. *Asteroids III* **1807**, 559–571.

- Melosh, H., and E. Ryan 1997. Asteroids: Shattered but not dispersed. *Icarus* **564**, 562–564.
- Melosh, H. J., E. V. Ryan, and E. Asphaug 1992. Dynamic fragmentation in impacts: Hydrocode simulation of laboratory impacts. *Journal of Geophysical Research* *97*(E9), 14735.
- Michel, P., W. Benz, P. Tanga, and D. C. Richardson 2001. Collisions and gravitational reaccumulation: forming asteroid families and satellites. *Science (New York, N.Y.)* *294*(5547), 1696–700.
- Morbidelli, A., V. Zappala, M. Moons, A. Cellino, and R. Gonczi 1995. Asteroid families close to mean motion resonances: Dynamical effects and physical implications. *Icarus* **118**, 132–154.
- Mothé-Diniz, T., and J. Carvano 2005. 221 Eos: A remnant of a partially differentiated parent body? *Astronomy and Astrophysics* *442*(2), 727–729.
- Mothé-Diniz, T., F. Roig, and J. Carvano 2005. Reanalysis of asteroid families structure through visible spectroscopy. *Icarus* *174*(1), 54–80.
- Nakamura, A., K. Sugiyama, and A. Fujiwara 1992. Velocity and spin of fragments from impact disruptions. *Icarus* *100*(1), 127–135.
- Nakamura, A. M., K. Hiraoka, Y. Yamashita, and N. Machii 2009. Collisional disruption experiments of porous targets. *Planetary and Space Science* *57*(2), 111–118.
- Okamoto, C., and M. Arakawa 2008. Experimental study on the impact fragmentation of core–mantle bodies: Implications for collisional disruption of rocky planetesimals with sintered core covered with porous mantle. *Icarus* *197*(2), 627–637.
- Okamoto, C., M. Arakawa, and S. Hasegawa 2011. Impact Experiments of Metal Core-Rocky Mantle Targets Simulating Collisional Disruption of Iron Meteorite Parent Bodies. *Lunar and Planetary Institute Science Conference* **42**, 4–5.
- Paolicchi, P., P. Farinella, and V. Zappalà 1982. The critical energy density and the inelasticity coefficient for asteroidal catastrophic collisions. *Advances in Space Research* *2*(12), 235–238.
- Parker, A., v. Ivezić, M. Jurić, R. Lupton, M. Sekora, and A. Kowalski 2008. The size distributions of asteroid families in the SDSS Moving Object Catalog 4. *Icarus* *198*(1), 138–155.

- Petit, J. M., and P. Farinella 1993. Modelling the outcomes of high-velocity impacts between small solar system bodies. *Celestial Mechanics & Dynamical Astronomy* 57(1-2), 1–28.
- Roig, F., D. Nesvorný, R. Gil-Hutton, and D. Lazzaro 2008. V-type asteroids in the middle main belt. *Icarus* 194(1), 125–136.
- Ryan, E., E. Asphaug, and H. Melosh 1992. Hydrocode Simulation of Explosive Disruption: External Pressure and Gravity. *Lunar and Planetary Science Conference* 23, 1193.
- Ryan, E., and H. Melosh 1998. Impact fragmentation: From the laboratory to asteroids. *Icarus* 24, 1–24.
- Ryan, E. V. 2000. Asteroid Fragmentation and Evolution of Asteroids. *Annual Review of Earth and Planetary Sciences* 28(1), 367–389.
- Scott, E. R. D. 2002. Meteorite evidence for the accretion and collisional evolution of asteroids. *Asteroids III*, 697–709.
- Scott, E. R. D., and J. T. Wasson 1975. Classification and properties of iron meteorites. *Reviews of Geophysics* 13(4), 527.
- Shestopalov, D. I., F. Golubeva, M. N. Taran, and V. M. Khomenko 1998. Optical Spectrometry of Meteorites: Carbonaceous Chondrites and Low-Albedo Asteroids. *Solar System Research* 32(I).
- Shukolyukov, A., and G. Lugmair 1996. ^{60}Fe - ^{60}Ni Isotope System in the Eucrite Caldera. *Meteoritical Society*, A129–A130.
- Stewart, S. T., and Z. M. Leinhardt 2009. Velocity-Dependent Catastrophic Disruption Criteria for Planetesimals. *The Astrophysical Journal* 691(2), L133–L137.
- Takagi, Y., H. Mizutani, and S.-I. Kawakami 1984. Impact fragmentation experiments of basalts and pyrophyllites. *Icarus* 59(3), 462–477.
- Taylor, G. J. 1992. Core formation in asteroids. *Journal of Geophysical Research* 97(E9), 14717.
- Vokrouhlický, D. 1998a. Diurnal Yarkovsky effect as a source of mobility of meter-sized asteroidal fragments. *Astron. Astrophys* 1100, 1093–1100.
- Vokrouhlický, D. 1998b. Diurnal Yarkovsky effect as a source of mobility of meter-sized asteroidal fragments. *Astron. Astrophys* 363, 353–363.

- Vokrouhlický, D., M. Brož, W. Bottke, D. Nesvorný, and a. Morbidelli 2006. Yarkovsky/YORP chronology of asteroid families. *Icarus* **182**(1), 118–142.
- Vokrouhlický, D., and M. Broz 1999. An improved model of the seasonal Yarkovsky force for regolith-covered asteroid fragments. *Astronomy and Astrophysics* **1084**, 1079–1084.
- Vokrouhlický, D., and P. Farinella 1999. The Yarkovsky seasonal effect on asteroidal fragments: A nonlinearized theory for spherical bodies. *The Astronomical Journal* **3049**.
- Warner, B. D., A. W. Harris, D. Vokrouhlický, D. Nesvorný, and W. F. Bottke 2009. Analysis of the Hungaria asteroid population. *Icarus* **204**(1), 172–182.
- Weiss, B. P., and L. T. Elkins-Tanton 2013. Differentiated Planetesimals and the Parent Bodies of Chondrites. *Annual Review of Earth and Planetary Sciences* **41**(1), 529–560.
- Zappalà, V. 1996. Reconstructing the Original Ejection Velocity Fields of Asteroid Families. *Icarus* **124**(1), 156–180.
- Zappala, V., P. Bendjoya, and A. Cellino 1995. Asteroid families: Search of a 12,487-asteroid sample using two different clustering techniques. *Icarus* **116**, 291–314.
- Zappalà, V., a. Cellino, a. Dell’Oro, and P. Paolicchi 2002. Physical and dynamical properties of asteroid families. *Asteroids III* (1989), 619–631.
- Zappala, V., A. Cellino, P. Farinella, and Z. Knezevic 1990. Asteroid families. I - Identification by hierarchical clustering and reliability assessment. *The Astronomical Journal* **100**, 2030.
- Zappala, V., A. Cellino, P. Farinella, and A. Milani 1994. Asteroid families. 2: Extension to unnumbered multiopposition asteroids. *The Astronomical Journal* **107**, 772.
- Zellner, B., T. Lebertre, and K. Day 1977. The asteroid albedo scale. II - Laboratory polarimetry of dark carbon-bearing silicates. *Lunar Science Conference, 8th, Houston, Tex.*, 1091–1110.