Les Collisions Géantes





Patrick Michel CR1/CNRS Observatoire de la Côte d'Azur UMR 6202 Cassiopée/CNRS

<u>michel@oca.eu</u>

Ecole des Houches 2009 Chronologie de la formation du Système Solaire IV



Les impacts géants pourraient être à l'origine:

- De la perte du manteau de Mercure, expliquant sa densité élevée
- De la période de rotation, et l'inclinaison de l'axe de rotation d'Uranus (97°, rétrograde)
- De l'accrétion planétaire
- De la formation de la Lune
- Des propriétés de certains astéroïdes

Modéliser une collision nécessite:

- Un code hydrodynamique (hydrocode)
 - Equations de conservation
 - Equation d'état: $P=f(\rho,E)$
 - Modèle de fragmentation de corps solide
- Cas des impacts géants:
- La fracture et la résistance matérielle peuvent être négligées, donc le processus est supposé être purement hydrodynamique

Equations de conservation

1) momentum conservation

$$\frac{dv_i}{dt} = \frac{1}{\rho} \frac{\partial \sigma_{ij}}{\partial x_i} + \frac{\partial \phi}{\partial x_i}$$

stress tensor self-gravity

with the stress tensor:

$$\sigma_{ij} = -P \delta_{ij} + S_{ij}$$

iatoric stresses

2) mass conservation

$$\frac{d \rho}{d t} = -\rho \frac{\partial v_i}{\partial x_i}$$

3) energy conservation

$$\frac{du}{dt} = -\frac{P}{\rho} \frac{\partial v_i}{\partial x_i} + \frac{1}{\rho} S_{ij} \dot{\epsilon}_{ij}$$

PdV term

elastic energy

with the strain rate tensor:

$$\dot{\epsilon_{ij}} = \frac{1}{2} \left(\frac{\partial v_i}{\partial x_j} + \frac{\partial v_j}{\partial x_i} \right)$$

La Conservation de la Masse, Energie et Moment conduit à 3 équations.

Une quatrième, l'Equation d'état, est nécessaire pour compléter le système.

L'Equation d'état est cruciale pour comprendre la formation et l'évolution des éjecta à hautes vitesses et caractériser les évolutions en température



Les équations d'Hugoniot relient la Pression, l'Energie Interne et la Densité derrière un choc aux valeurs initiales devant celui-ci. Elles mettent aussi en jeu deux autres inconnues, la vitesse de l'onde de choc et la vitesse des particule. L'Equation d'état relie la pression P à la densité ρ et la température T ou l'énergie interne E

 $P = P(\rho, T) = P(\rho, E)$

De nombreuses Equations d'état sont disponibles pour les calculs numériques:

- Gas parfait
- Grüneisen
- Tillotson (analytique, utilisée dans les premiers modèles d'impact géants mais pas cohérente thermodynamiquement)
- ANEOS
- SESAME

L'équation d'état ANEOS a été développée par Sam Thompson à Sandia National Laboratories pour décrire les métaux

ANEOS débutent en décomposant la pression en trois termes élémentaires

$$P(\rho,T) = P_{cold}(\rho) + P_{nuclear}(\rho,T) + P_{electronic}(\rho,T)$$

Cold pressure (both expanded and compressed)

"Nuclear" contribution from atomic vibrations

Electronic contribution from ionized atoms

Les quantités thermodynamiques sont dérivées d'une fonction d'interpolation de l'énergie libre d'Helmotz, avec la densité et la température comme variables indépendantes. Traitement limité des changements de phase; traitement des Phases mixtes (e.g. liquide-vapeur) à l'intérieur d'une particule SPH en supposant que les phases sont équilibrées en T et P

En compression, ANEOS reproduit très bien la courbe d'Hugoniot du SiO2



ANEOS traitait à l'origine la phase gazeuse (vapeur) comme un gaz parfait monoatomique. L'énergie et l'entropie nécessaires pour la vaporisation était alors surestimées. Pour les matériaux géologiques cela doit être modifié par l'addition de:

- Liaison moléculaire entre groupes
- Formation de vapeur moléculaire diatomique

Courbe de compression froide améliorée et aptitude à décrire les gaz moléculaires

Un diagramme de phase Pression vs Entropie pour l'eau illustre l'importance de la liaison moléculaire



La nouvelle ANEOS fournit une bonne représentation de l'H20 réel pour la limite importante de phase vapeur (courbe noire) et le point critique (CP sur le plot; les étoiles bleues et rouges sont les points critiques de l'ancienne et la nouvelle ANEOS). Les nouveaux ajouts au programme ANEOS (formation de vapeur moléculaire diatomique) donnent une bonne représentation de la courbe de la phase liquide/vapeur du SiO₂



Les températures de choc prédites et observées sont approximativement en accord



Modélisation d'une collision: technique numérique

- Les modèles de collisions utilisent la méthode Smooth Particle Hydrodynamics (SPH)
 - Pas de grille, donc bien adaptée aux grandes déformation
 - Technique lagrangienne permettant de suivre l'histoire du matériau

Modélisation d'une collision: technique SPH

- Un objet est représenté par un grand nombre de particules qui se recouvrent
- Chaque particule contient une quantité de masse de composition donnée, dont la distribution spatiale 3D est spécifiée par une fonction de densité (noyau) et l'échelle radiale caractéristique de la particule (sa longueur de smoothing, h).
- La longueur h est ajustée pour maintenir un recouvrement avec un nombre minimum d'autres particules.

La Méthode SPH (Lucy 1977)

 Le système d'EDP couplées est transformé en un système d'EDO pour des quantités discrétisées au moyen d'un noyau d'interpolation W:
<f(x)>=∫ W(x-x',h)f(x')dx'

> Estimation SPH de la quantité f à la position **x** W=noyau, h=longueur de smoothing

	1-3/2(r/h) ² +3/4(r/h) ³ , 0 <r h<1<="" th=""></r>	
W(r,h)=	1/4[2-(r/h)] ³ ,	1 <r h<2<="" td=""></r>
	0	r/h>2

La densité en un point est calculée en additionnant les contributions de toutes les particules environnantes qui recouvrent ce point dénotées par *j*:

 $\rho(\mathbf{r}) = \sum_{j} m_{j} W(|\mathbf{r} - \mathbf{r}_{j}|, h_{j})$

Adaptation aux impacts

- Les évolutions des variables cinématiques (position, vitesse), d'état (énergie interne, densité) sont calculées dues à:
 - La gravité
 - L'échauffement par compression
 - Le refroidissement par détente
 - La dissipation de choc
 - Les processus radiatif et la résistance matérielle (partie déviatorique du tenseur des contraintes) sont ignorées dans les impacts géant

Méthode SPH

- La résolution numérique est déterminante pour la précision: SPH est une méthode d'interpolation et est seulement adaptée aux régions contenant de nombreuses particules qui se recouvrent
- Dans les premiers travaux, N=3000 particules: une masse lunaire était représentée par seulement qqs 10 particules
- Maintenant: N=10⁵ particules, assurant que les régions à basse densité n'ont pas de particules isolées. Cependant: un facteur 40 d'augmentation en N correspond à une augmentation linéaire en résolution de seulement 3.4, car dans un run 3D, $h \propto N^{1/3}$
- Une particule à un h initial de 300 km dans le manteau de la proto-Terre (aucun processus n'est résolu à échelle plus petite) ce qui pose un problème pour résoudre le fer en orbite (< 0.1% de la masse totale)

Origine de la Lune par "Impact Géant"

Hartmann and Davis (1975); Cameron and Ward (1976) La Lune s'est formée à partir de débris éjectés quand la jeune Terre est rentrée en collision avec un autre corps planétaire

Constraintes clés:

- La Lune contient 1.2% de la masse de la Terre
- Le moment cinétique du système Terre-Lune L_{T-L} a probablement diminué du fait des effets de marées (un impact produit 1.0 L_{T-L} $< L < 1.2 L_{T-L}$); la distance minimale de formation est 2.9 Rayon Terrestre (Roche)
- La Lune est pauvre en fer (un impact doit laisser 30% de fer en masse dans la Terre et < 10% dans la Lune)
- Les abondances en isotope de l'oxygène de la Lune et la Terre se trouve sur la même ligne fractionnelle (≠ Mars, météorites), ce qui suggère un matériau provenant de la même provenance radiale (idem pour la composition isotopique en chromium)



Croissance collisionnelle des planètes

terrestres

Système Solaire interne après $\sim 10^6$ a:



•Des dizaines de "protoplanètes" avec ~ $0.1M_{\oplus}$ contiennent 90% de la masse totale

• Interactions gravitationnelles -> collisions mutuelles et croissance des planètes finales

•10⁷ à 10⁸ ans: ère des "impacts géants"

Weidenschilling et al., 1997

Espace des paramètres pour produire le système Terre-Lune

• L_{T-L} peut être produit par de nombreuses combinaisons de:

b (paramètre d'impact), M_T, M_{imp}, V_{imp}

- Mais des effets non-ballistiques sont nécessaires pour mettre du matériau en orbite:
 - Couples gravitationels (interactions mutuelles entre matière éjectée ou distorsion non sphérique de la planète cible)
 - gradients de pression associés à la vaporisation (lorsque l'énergie spécifique d'impact > chaleur latente de vaporisation de la roche ($L_v \approx 10^{11}$ erg/g pour V>5km/s)

Modéliser les impacts géants

- A la fois les couples et la vaporisation peuvent être importants nécessitant une approche hydro et une équ. d'état appropriée
- Smooth particle hydrodynamics, "SPH" (Benz, Cameron et al. 1986-1991)
- La matière est décrite par des "particules" qui se recouvrent et dont les évolutions sont suivies pendant l'impact
- Gravité, forces de pression, dissipation du choc

Echantillon de prototerre, impacteur; coeurs en fer (30%) et manteaux en dunite (70%) (couleurs: densité en g/cm³)

(© R. Canup)



<u>Un exemple de collision formant la Lune</u>

(Canup 2004)

- Equation d'état: M-ANEOS (Melosh 2000)
- Impacteur: $0.13M_{\oplus}$ (1.2 masses de Mars)
- Masse totale ~ $1M_{\oplus}$, moment cinétique ~ $L_{\oplus-M}$
- $b' = 0.7 \rightarrow$ angle d'impact de 45 degrés
- $v_{\rm imp} = v_{\rm esc} \sim 10 \ \rm km/sec$

$$v_{esc} = \sqrt{2G(M_1 + M_2)/(R_1 + R_2)}$$
$$v_{imp}^2 = v_{\infty}^2 + v_{esc}^2$$



Fer vs. silicate



Fraction de fer:

0.05% M_{disque} (121/2203 particules)

79% du fer à une orbite à l'intérieur de la limite de Roche

La partie interne de l'impacteur coalesce et ré-impact: cœur en fer

Impact plus rasant=fraction de fer en orbite augmente

© R. Canup

Obtenir une orbite liée: couples gravitationelles



Etat final: Bleu: dans la Terre, Jaune: dans le disque en orbite, Rouge: s'échappe

Changement de température dans le run 119



Changement de température à l'intérieur de la Terre Changement de température dans le disque en orbite

Rouge: particule en fer; bleue: particules en silicate

28% de la proto-Terre a $\Delta T > 5000$ K et 30% a $\Delta T < 2000$ K 18% du disque en orbite a $\Delta T > 5000$ K et 24 % a $\Delta T < 2000$ K



- ProtoTerre: elle est envelopée d'une vapeur de silicate très chaude ,7000-8000K. La plupart du matériau est chauffé à plusieurs milliers de degrés K
- Disque: à la fin de la simulation, le matériau dans le disque a été chauffé à des temperatures de ~ 3000K; ~ 70% est dans deux-phases (vapeur-fluide) (23% vapor, 46% fusionné); de l'ordre de 0.5masses lunaires s'échappent



←Bilan de résultats, tous pour $M_{imp} = 0.13M_{\oplus}$ •Corrélation avec le paramètre d'impact, la vitesse

•Pour $(v_{imp}/v_{esc}) > 1.1$, la masse en orbite décroit, devient trop riche en fer

• $(v_{imp}/v_{esc}) < 1.1$ suggère que l'impacteur avait 0.8AU < a < 1.4AU

 $\leftarrow b' = \sin(\text{impact angle})/(R_1 + R_2)$ impacts rasants ont b' = 1

Origine de la Lune via impact

• Pas de relation direct entre vaporisation et mise en orbite (facteurs dominants: couples gravitationnels et géométrie)

• Cohérent avec l'ensemble des conditions dynamiques qui ont été identifiées pour conduire au système Terre-Lune:

1. Impact simple à Masses planète-disque appropriées, moment cinétique total, et disque vidé en fer (à faible vitesse, la fraction de masse et de fer en orbite augmentent avec le paramètre d'impact jusqu'à b=0.8) *(e.g., Canup & Asphaug 2001, Canup 2004)*

2. Accrétion d'une Lune individuelle (e.g., Canup & Esposito 1996; Ida, Canup & Stewart 1997; Canup, Levison & Stewart 1999; Kokubo, Ida & Makino 2000; Takeda & Ida 2001; Machida & Abe 2004)

• Propriétés de l'impact: b~0.7, V_{imp}/V_{esc} <1.1. Pour un impact tardif avec $M_{Tot}=M_{\oplus}$ et $L_{imp}=L_{\oplus-L}$, 0.1< M_{imp}/M_{tot} <0.15 est nécessaire (Mars) et la Terre a accrété <0.05 M_{\oplus} après l'impact

Origine de la Lune via impact

• Températures prédites du matériau en orbite autour de 3000-4000 K, avec 10-30% de vapeur en masse

•75 à 90% de la masse en orbite provient de l'impacteur et le rayon orbital moyen est autour du rayon de roche; la masse du disque est de 1.5-2 masses lunaires pour $L_{imp} < 1.5 L_{\oplus-L}$.

•Groupe (Clump) versus disque? Les groupes intacts contenant une fraction substantielle de masse lunaire sont observés dans quelques cas. La composition de la Lune ne favorise pas vraiment un scénario; l'utilisation du SPH pourrait favoriser la formation artificielle de groupes (Imaeda&Inutsuka 2002).

Dans la majorité des cas, les groupes larges sont déchirés lorsqu'ils passent à l'intérieur de la limite de Roche, conduisant à un disque intérieur à cette limite et à des groupes extérieurs

• Les simulations SPH sont limitées en résolution pour suivre l'évolution du matériau en orbite du fait de la viscosité numérique trop grande à basse résolution (le transport de moment angulaire artificiel reste minimal sur des temps de simulations courts mais le disque serait vidé à échelle trop longues, qq 10 orbites)

Evolution du disque généré par l'impact (Wada et al. 2006, ApJ 638)



Vaporisation De l'impacteur Et fort chocs Spiraux

Pas de Lune!

Vue de dessus

Vue de côté

Simulations eulériennes (grille) et éq. d'état polytrope

Evolution du disque généré par l'impact (Wada et al. 2006, ApJ 638)



Le disque est plus condensé et mince

Une lune peut se former

L'état final dépend donc fortement du fait que la pression travaille ou non dans le disque

Simulations eulériennes (grille) et éq. d'état polytrope avec

Cut-off sous lequel pression nulle (la plupart de la masse devient liquide au lieu de vapeur) La formation d'une lune ne peut provenir que d'un disque liquide ou solide, dans lequel la pression n'est pas effective, bien avant que la réaccumulation commence. Si les débris sont dominés par de la vapeur, des forts chocs spiraux empêchent le disque de survivre + de qq jours

Fusion lunaire initiale?

- Les modèles suggèrent une accrétion lunaire en quelques mois seulement << temps de refroidissement radiatif de la Lune (300 ans)
- L 'énergie accrétionnelle spécifique est suffisante pour augmenter la température au-delà du point de fusion des silicates
- Ces résultats impliquent donc une Lune initialement chaude et en fusion. Comment une telle Lune a pu éviter plus tard la formation de fissures induites par contraction sur sa surface (absence interprétée comme preuve que l'intérieur au-dessous de l'océan magmatique était froid)?
- Les arguments contre une Lune initialement en fusion basé sur l'absence de convection vigoureuse et de mélange dans la Lune pourraient être affaiblis si la convection du manteau était faible
- L'état initial de la Lune (fusionné ou non) reste un pb ouvert qui nécessite des nouvelles contraintes géochimiques
Perspectives

- Une augmentation sensible de la résolution des simulations et une amélioration du traitement de la phase d'évolution du disque à partir duquel se formera la Lune sont donc nécessaires pour déterminer la fiabilité des résultats actuels et conclure sur ce qui reste incertain.
- Des travaux en cours par W. Benz (Université de Berne) à l'origine des premières simulations de formation de la Lune par impact et son équipe devraient permettre de franchir une nouvelle étape en atteignant des résolutions jusqu'alors inégalées; à suivre ...

Qu'en est-il de l'eau sur Terre?

- Les impacts géants avec des objets riches en eau peuvent-ils apporter l'eau sur Terre?
- L'énergie d'impact spécifique des impacts géants dépasse largement la chaleur latente de vaporisation de la glace d'eau.
- L'efficicacité de la rétention d'eau pourrait avoir été bien affaiblie

Impacts géants et rétention d'eau

(Canup and Pierazzo, LPI 2006)

- Méthode: SPH avec version améliorée de l'équation d'état ANEOS
- Conditions initiales (plusieurs vitesses et angles):
 - protoplanète (90, 000 particules) de 89% masse terrestre (30% de fer, 70% forsterite)
 - Impacteur (2000 particules) en pure glace d'eau contenant 0.08% masse terrestre et 250K de température initiale

Résultats

Les pertes en eau sont substantielles pour 75% des collisions

Lorsque l'impacteur ne contient que 10% d'eau, la perte est encore plus grande car l'eau est située dans les couches externes et est donc plus vulnérable que dans les régions centrales

50% de l'eau de l'impacteur est perdue pour V>1.4V_{esc} et angles > 30°

Le rétention d'eau dépend donc des vitesses relatives mises en jeu entre la Terre et les impacteurs venus de > 2.5 UA



Fraction d'eau sur des trajectoires non-liées ou s'échappant

Mars, solidaire de la Terre?

(Marinova et al. 2008, Nature 453, 1216) (Nimmo et al. 2008, Nature 45, 1220)

- Mars aurait eu aussi son impact géant!
- Celui-ci expliquerait la dichotomie hémisphérique, à savoir de grandes différences entre les plaines hautes du sud et les plaines basses du nord:
 - En élévation
 - En épaisseur de la croûte (réduction de 30 km)
 - En densité de cratères (qui couvrent 42% de la surface)
- Les indices géochimiques et la densité de cratères suggèrent que l'impact s'est produit pendant les premiers 50 Ma du SS avec ensuite peu de mélange de manteau et croûte.

Modélisation de l'impact martien

(Marinova et al. 2008, Nature 453, 1216)

- 200,000 particules SPH (résolution préimpact=118 km)
- Equation d'état semi-empirique de Tillotson (olivine, profile de pression-densité de Mars)
- Epaisseur de la croûte: 140 km (récentes estimations: 5-90 km); les simulations ne résolvent pas cette épaisseur
- Energies d'impact: (0.1-5.9)x10²⁹ J (100 x moins que la Lune); vitesses: 6-50 km/s; diamètres de l'impacteur (basalt): 400-2700 km

Note: Nimmo et al. ont utilisé Zeus, un code 2D; voir les articles pour une comparaison entre SPH et Zeus

Résumé des résultats

(Marinova et al. 2008)

Extensive melt cover= >25% de la surface

Antipode= présence de Destruction de la croûte Antipodale

« Sweet spot » = Conditions de meilleur fit



Conditions compatibles: $E= 3x10^{29}$ J, V=6 km/s, angle=45° Correspondent à des conditions probables dans le SS jeune

Autre Trace d'impact géant

Le couple Pluton-Charon

Caractéristiques physiques

- La masse de Charon est 10-15 % celle de Pluton (la lune a 1% de la masse terrestre)
- Tous les autres satellites ont une masse rapportée à celle de leur planète de moins de 2x10⁻⁴
- Les orbites de Charon et la Lune sont cohérentes avec un scénario de formation plus proche de leur « planète » et les couples dus aux marées produites sur la planète par le satellite sont à l'origine de l'éloignement de l'orbite du satellite.
- Un impact géant oblique avec la planète en croissance peut produire un satellite et le moment cinétique du système.
- Rayon de Pluton: 1150-1200 km (densité: 1.8-2.1)
- Rayon de Charon: 590-620 km (densité: 1.6-1.8)
- Composition: roche (50-80%)-glace

Un impact formant Pluto-Charon

(Canup 2005)



Nb particules SPH: 20,000 à 120,000 (© R. Canup)

Collision: • Objets non différentiés 100% serpentine • b' = 0.85 (angle~60°) •Impacteur: 30% de la masse totale P = 7 hr (rot. pré-impact) <u>Résultat</u>: $q = M_s / M_p = 0.125$ e = 0.34; $a_s = 4.6R_P$ $L_f \approx L_{PC}$

Départ chaud (300K à la surface) D'où la vaporisation après l'impact



Impact formant P-C: (Canup 2005) Objets différentiés de masse égale (γ = 0.5) 40% glace H2O, 60% roche

Objets ont un spin prograde initial de 10 hr

 $v = v_{esc}$ b = 0.84 (angle 57°) $J_{imp} = 0.42$

"Planète + Disque" à $t_f \sim 26$ h: prédit q = 0.07

0.8% de la masse totale est transformée en vapeur; le disque est formé entièrement de glace



Impact:(Canup 2005)Objets non différentiés, $\gamma = 0.3$ Pas de spin pré-impact $v = v_{esc}$ b = 0.96 (angle 74°) $J_{imp} = 0.36$

"Planète + Lune": q = 0.13; $e \sim 0.5$; $a \sim 6.5R_p$



Dans ce type d'impact, le matériau du satellite subit peu d'échauffement $(\Delta T=30 \text{ K})$ tandis que la cible est plus chauffée

70 heures

© R. Canup

"Planète + Lune": q = 0.15; e = 0.6; $a = 9.4R_p$

Origine de Pluton-Charon via impact

- Les impacts géants peuvent produire des systèmes planète-satellite avec q > 0.1
- La formation de Charon intact (et non à partir d'un disque) semble le mode le plus probable





© R. Canup



<u>Impacts produisant</u> <u>un disque</u>

- Collisions par objets différentiés tendent à produire des disques
- Un nbre très limité produit P-C, nécessitant:

1) $\gamma \sim 0.5$

2) Spin pré-impact

3) $v_{imp} \approx v_{esc}$

____γ; composition; (v_{imp}/v_{esc}), période (hr)

Impacts produisant des lunes intactes



Les Impacts produisent une variété de systèmes de satellites:



Résultats SPH de Cameron (2000), Canup & Asphaug (2001); Canup (2004, 2005)

Former des satellites par collisions géantes:

 $1 \le (v_{imp}/v_{esc}) \le 1.2; \ 0.08 \le \gamma \le 0.5; \ 0.5 \le b \le 1$



© R. Canup

Quelques implications:

- La génération de satellites via impact était probablement commune (impacts lents et obliques entre objets de taille similaire)
 - Accrétion planétaire tardive par collisions d'objets de taille similaire (e.g., Agnor, Canup & Levison 1999)
 - Orientation aléatoire des impacts = nombreux impacts obliques: 50% impacts ont b' > 0.7; la masse en orbite provient de l'impacteur
- 2. Les planètes terrestres, les cœurs des géantes: pourraient tous avoir des satellites générés par impact
- 3. Le résultat final a été déterminé par les événements tardifs:

Impacts tardifs, forces de marées, ou accrétion du gaz par runaway

Collisions planétaires de type Hit-and-Run





© E. Asphaug

© William K. Hartmann

Ou comment un impacteur survit une collision sans être accrété:

- 1) Décompression depuis la pression hydrostatique conduisant à des fractures, altérations ignées, fusion et pétrogénèse
- 2) Ségragation en densité du matériau lorsque l'impacteur perd ses couches externes du fait des effets de marée, des chocs et des cisaillements.
- Les restes de ces collisions sont communs dans les populations d'astéroïdes et météorites

Rappel du Scénario de formation de la Lune

Un embryon de la taille de Mars entre en collision avec la proto-Terre à la fin de son accrétion, à faible vitesse (v_{imp} =1.05 v_{esc}) et forme une Lune avec ...

- peu de volatiles
 bouillis dans le disque
- peu de fer
 -Il est allé dans le cœur de la Terre
- le moment cinétique du système Terre-Lune correct
- mais..les isotopes de l'oxygène?

Canup, R. M. and E. Asphaug (2001). Origin of the Moon in a giant impact near the end of the Earth's formation. *Nature* 412, 708-712.



Une collision très lente (1.05 v_{esc}). Cela dit, cette modélisation avec un impacteur identique mais 30% plus rapide *s'échappe* avec 70% de sa masse intacte: une planète sévèrement altérée...

Impacts géants: impacteurs et cibles de taille similaire



Important: l'issue est largement dominée par la gravité

A 45°, lorsque r=R, la moitié de l'impacteur "manque" la planète (différent du cas r<<R qui produit un cratère)

© E. Asphaug



Voyons l'impacteur non accrété

- Autour de 50% des impacts géants ne produisent pas d'accrétion, et parmi eux, la plupart sont de type "hit-and-run". Les astéroïdes et les météorites sont ainsi des résidus de ce processus.
- L'impacteur (rayon r) est bien plus sévèrement affecté que la cible (rayon R>r), en proportion inverse de sa masse:
 - 1. La force de marée p/r à l'autogravité se dimensionne avec $(r/R)^{-3}$
 - 2. L'intensité relative du choc se dimensionne avec $(r/R)^{-3}$
 - 3. L'intensité relative de la contrainte de cisaillement se dimensionne avec $(r/R)^{-3}$
- Les impacteurs non accrétés subissent une *décompression globale* depuis l'équilibre hydrostatique



• Collision par effet de marée

- Pas d'effets de choc d'impact
- Impacteur dépouillé
- couples et décompression

• Collision Hit-and-Run

- La plupart de l'impacteur s'échappe comme une masse liée
- L'impacteur perd ses couches externes
- Décompression siginificative
- Effets de choc significatifs

• Collision Directe

- En général, >50% accrète
- Effets de choc profonds

Effets de marée



© E. Asphaug

Planète de taille lunaire rasant une planète de type Mars, différentiées, résultant en perte de masse, accélération rotationnelle et décompression globale

Destruction par effet de marée: décompression

© E. Asphaug



La pression chute pour une rencontre (marée) presque rasante CMB=core mantle boundary Les pressions centrales chutent bien en-dessous de leurs valeurs initiales et se stabilisent à des pressions réduites par la rotation

Les collisions réelles auront une décompression de marée plus grande mais aussi des effets de choc plus élevés.

Les fragments de SL9 ont produit de la poussière énergétique, probablement du fait de l'exposition soudaine de volatiles de sous la surface soulagée d'une pression de 0.001 bar. Un embryon planétaire aurait décompressé depuis des pressions des millions de fois plus grandes!



Collision hitand-run typique

Projectile: o.1 M_⊕ Cible o.2: M_⊕ Vitesse d'impact: 2.0 v_{esc}

 coupe au travers du plan de symétrie

- Vue pleine montrant une plaque d'éjecta du manteau

L'impacteur émerge +/- intact mais dénudé de ses couches externes et sa rotation est accélérée

Collision directe: pas de prix pour la "2nd place"...



© E. Asphaug

Suppression des Manteaux

Des indices sont en faveur de ~100 corps parents des météorites de fer...

Comment supprimer totalement les manteaux de ces astéroïdes différentiés tout en préservant celui de Vesta?

Si les astéroïdes métalliques et leur reste ont débuté comme un ou plusieurs impacteurs détruits par des objets plus gros (et non vice-versa), alors Vesta n'avait qu'à éviter les collisions avec des corps plus gros jusqu'à ce que tous ces embryons soient éjectés.

Asteroid 4 Vesta



"If you can keep your head while those around you are losing theirs..." - Kipling

Corollaire: les objets assez massifs pour détruire Vesta étaient relativement rares et le bombardement subit par Vesta (un énorme cratère formé durant toute son histoire) était typique plutôt que chanceux

Concentrons-nous sur l'Impacteur, pas la Cible!

Soit devastateur pour l'<u>impacteur</u>, ou alors quasirien ne se produit

L'époque du "hit-and-run" finit quand le plus gros embryon quitte la Ceinture Principale



© E. Asphaug



Thermodynamique de la Destruction



La Comète Shoemaker-Levy 9 par Jupiter... les fragments cométaires étaient exposés subitement d'une pression interne de ~1 bar au vide spatiale.

- Production anormalement élevée de poussières (Rettig & Hahn 1995)

Que ce passe-t-il quand le matériau planétaire dépouillé est soudainement dépressurisé depuis des *kilobars*? "Cas du Manteau Manquant": est-ce que le manteau chaud, bien excavé <u>fut altéré au-delà du reconnaissable</u> durant une décompression complète? Energie par unité de masse du produit de la décompression:

$$E = \int_{P_i}^{P_f} dP \,/\, \rho \approx P \,/\, \rho \approx G \rho a^2$$

Un matériau décompressé depuis la base du manteau d'un objet de type Mars dégagerait ~2·10¹¹ erg/g (enthalpie spécifique dH=TdS+VdP), e.g. TNT. Pour un objet de la taille de Vesta: un ordre de grandeur audessous, e.g. feu d'artifice & champagne...

Les solides dépressurisés seraient <u>brisés</u> comme du verre! Taux de déformation caractéristique:

$$\dot{\varepsilon}_{unloading} = G^{3/2} \rho^{5/2} R^2 / E$$
$$L_{GK} \approx 6c_g \alpha^{-1/m+3} \dot{\varepsilon}^{-m/m+3} / (m+2)$$

© E. Asphaug



≈ 200m pour une sphère en basalt de 500 km, et 70 m pour D=1000 km, donc aucun gros monolithe ne survit (une solution au « missing mantle paradox »?)

Dégazage



Pression à laquelle le dégazage commence vs densité du silicate fondu initialement à pression du CMB

Une éq. d'état d'équilibre pour le dégazage de 10wt% H₂o soluble dans (Mg_{0.9}Fe_{0.1})SiO₃ liquide (Q. Williams)

© E. Asphaug

Quand le manteau décompresse sous une valeur donnée, 6kbar pour 10 wt% H2O), le matériau fondu est sursaturé d'eau et commence à dégazer, augmentant La densité du matériau fondu restant

> Comment incorporer cela dans un hydrocode?



Fusion globale des astéroïdes suggérée par l'homogénéisation de l'isotope de l'Oxygène dans les corps parents des météorites

- Les impacts ne provoquent pas un échauffement globale des astéroïdes (les chocs associés ne délivre que peu de chaleur, et localement)
- La fusion globale par décroissance radioactive reste controversée, du fait des contraintes en échelle de temps
- La décompression gravitationnelle peut fusionner un corps par décompression jusqu'en ses profondeurs (à examiner plus en détail)
Conclusions sur les impacts géants

- 1. Le "Hit-and-run" est L'ISSUE LA PLUS COMMUNE des collisions d'objets de taille similaire par rapport à l'accretion des masses qui "enterre les indices". *Les populations non accrétées (astéroïdes, météorites) en sont riches.*
- L'accrétion est favorisée p/r au "hit and run" dans les impacts à faibles vitesses et angles -> excentricités et taux de rotations plus bas pour les planètes réussies en accrétion.
- 3. Les impacteurs peuvent être dénudés de manteau, d'atmosphère, et sont thermophysiquement altérés par la décompression et le choc.
- 4. Le manteau enlevé ne pourrra plus être identifié, selon la profondeur du déchargement

Et maintenant ... (que vais-je faire ? ...)

- Les impacts ne sont plus « géants »
- La résistance matérielle n'est plus négligeable
- Ils sculptent les populations des petits corps et nous en envoient quelques fragments ...

Why do we need to understand the collisional process?

• Small bodies of our Solar System have various sizes and shapes as a result of their individual collisional history



Asteroid Mathilde 253



 1.3 g/cm^{3}

Asteroid Itokawa

Comet Temple 1



 0.6 g/cm^{3}



They also have a wide diversity of material properties which can have a great influence on their response to impacts and collisional lifetime

 1.9 g/cm^{3}

Rocks:

A Modeling Challenge



Numerical Simulations

- Solve conservation equations (using your favorite numerical method)
- mass conservation
- momentum conservation
- energy conservation

Define material properties

- equation of state
- elasticity/plasticity model
- damage model
- porosity model
- ...
- Testing and testing
- analytical solutions
- laboratory experiments
- code comparisons
- observations/measurements in situ

laboratory experiments + characteristics of small bodies

- ..

Equations

1) momentum conservation

$$\frac{dv_i}{dt} = \frac{1}{\rho} \frac{\partial \sigma_{ij}}{\partial x_i} + \frac{\partial \phi}{\partial x_i}$$

stress tensor self-gravity

with the stress tensor:

$$\sigma_{ij} = -P \delta_{ij} +$$

pressure

 S_{ij} deviatoric stresses

2) mass conservation

$$\frac{d\rho}{dt} = -\rho \frac{\partial v_i}{\partial x_i}$$

3) energy conservation

$$\frac{du}{dt} = -\frac{P}{\rho} \frac{\partial v_i}{\partial x_i} + \frac{1}{\rho} S_{ij} \dot{\epsilon}_{ij}$$

PdV term

elastic energy

with the strain rate tensor:

$$\dot{\epsilon_{ij}} = \frac{1}{2} \left(\frac{\partial v_i}{\partial x_j} + \frac{\partial v_j}{\partial x_i} \right)$$

Equations

4) elasticity: Hooke's law

$$\Delta \frac{l}{l} = \epsilon = \frac{\sigma}{E}$$
 E: Young's modulus

$$\frac{dS_{ij}}{dt} = 2\mu \left(\dot{\epsilon}_{ij} - \frac{1}{3} \delta_{ij} \dot{\epsilon}_{kk} \right) + S_{ik} R_{jk} + S_{jk} R_{ik}$$

deformation terms rotation terms

with the rotation rate tensor: R_{ij} =

$$=\frac{1}{2}\left(\frac{\partial v_i}{\partial x_j} - \frac{\partial v_j}{\partial x_i}\right)$$

Equations

5) stress limiters

- von Mises (plasticity)

$$\sqrt{3}\,\bar{\sigma} - Y_0 = 0$$
 Y_0 : Yield strength
 $\bar{\sigma} = \sqrt{\frac{S_{ij}S_{ij}}{2}}$ equivalent stress

6) equation of state: $P = f(\rho, u, \alpha, x, ...)$ with

α: porosity*x*: chemical composition

- multi-material
- multi-phase description

Fracture

Fracture model:

\rightarrow inherent flaw concept

- solids have flaws that grow if local strain is big enough
- flaws organize into cracks that grow until stress is released
- cracks grow at finite speed (~40% sound speed)

\rightarrow explicit flaw distribution: Weibull distribution

- $n(\epsilon) = k \epsilon^m$ with: $n(\epsilon)$: nb density of active flaws at strain ϵ k, m: material constants
- \rightarrow flaw activation threshold

$$\epsilon_i = \left(\frac{i}{kV}\right)^{1/m} i=1,...,N$$



Les collisions à l'origine de la croissance puis de la destruction des corps

Expériences d'impact au Japon

Destruction d'une cible (6 cm) constituée de billes de verre, à 5 km/s





Canon à double étage au Japon (ISAS) Prof. Fujiwara et votre serviteur (plus doué devant un ordi. que devant une manip. expérimentale …)

Comparison with impact experiments on basalt

 \rightarrow SPH simulations using 3.5×10⁶ particles





Benz & Asphaug 1994 High-res. Runs by M. Jutzi

largest fragment as a function of impact angle



Internal structure

• size of computational element



→ the internal structure will determine the ability to survive an impact
→the structure within some depth will determine
-size and geometry of crater
-amount of ejected mater
-velocity of ejected matter

 \rightarrow momentum transfer

Modeling porous material

(Jutzi, Benz, Michel, Icarus 198, 2008)

Type of porosity:

- macroscopic scale: modeled explicitly
- microscopic scale: modeled using the so-called P- α model (Herrmann 1968)
- → assumes uniform and homogeneous porosity...

Definition:

 $\rightarrow \text{ porosity: } \phi = \frac{V - V_S}{V} \rightarrow \frac{V_V}{V}$ $\rightarrow \text{ distension: } \alpha = \frac{\rho_s}{\rho} \quad 1 \le \alpha \le \alpha_0$ $\rightarrow \phi = 1 - \frac{1}{\alpha}$

with Vv: Volume of voids Vs: Volume of matrix V: total volume Qs: density of matrix Q : bulk density

Distention is defined as a function of pressure: $\alpha = \alpha(P)$

Modeling porous material

Distention is used to modify the following equations:

- \rightarrow equation of state: $P \longrightarrow \frac{1}{\alpha} P(\alpha \rho, u, ...) = \frac{1}{\alpha} P(\rho_s, u, ...)$
- \rightarrow deviatoric stresses: $S_{ij} \longrightarrow S_{ij}(\dots, \alpha)$
- \rightarrow fracture model: $D \longrightarrow D(\dots, \alpha)$

Time evolution of distention:
$$\dot{\alpha}(t) = \frac{\dot{u}\left(\frac{\partial P_s}{\partial u}\right) + \alpha \dot{\rho}\left(\frac{\partial P_s}{\partial \rho_s}\right)}{\alpha + \frac{d\alpha}{dP}\left[P - \rho\left(\frac{\partial P_s}{\partial \rho_s}\right)\right]} \cdot \frac{d\alpha}{dP}$$

Damage and porosity

As the pores are crushed, the material is slowly turned into sand (at the scale of the numerical resolution element).

Since both damage D and distension α are volume ratios, we can relate the two by (linear relation)



Distention a

total damage = tension damage (Weibull flaws) + *compression damage* (breaking pores)

Simulation of laboratory impacts

(Jutzi, Michel, Hiraoka, Nakamura, Benz, Icarus, in press, 2009)

Simulation of 4 shots:

Projectile					Target	
	Material	Diameter	Mass	Velocity	Mass	Porosity %
		111111	9	KIII/S	9	70
418-4	Nylon	7	0.21	2.58	147.8	71
824-6	Glass	3.2	0.04	4.47	40.1	73
825-4	Nylon	7	0.21	3.28	38.7	75
70427	Nylon	3.2	0.02	3.94	37.3	75

Same material parameters for all simulations: m = 9.5, k = 2e37 → consistent with the measured tensile strength (~1MPa)

Number of particles: 1.4 10⁶

Simulation of laboratory impactsExperimentT = 1.5 msSimulation

© M. Jutzi et al.





Simulation of laboratory impacts on pumice Experiment Simulation





Porous versus non-porous!

Application to asteroid scales: First complete simulations of asteroid disruption

Simulations of asteroid disruptions suggest that objects > 100 m are rubble piles



Impact energies and outcomes depend strongly on the internal structure of asteroid



Michel et al., *Science* 294 (2001) Michel et al., *Nature* 421 (2003)



Implications

- Aux grandes échelles, la phase gravitationelle d'une destruction abouti à de nombreuses réaccumulations et la formation d'agrégats
- Le champ de vitesse initial des fragments produit par la phase de fragmentation (avant réaccumulation) dépend des propriétés physiques de l'astéroïde (porosité, résistance à la traction, etc ...)
- Les simulations utilisent les propriétés matérielles de roches terrestres en attendant celles d'astéroïdes réelles ...
- Un retour d'échantillon d'un astéroïde serait donc aussi très utile pour les modèles collisionels!

Prochaine étape: déterminer la nature des géocroiseurs de composition primitive

 Mission MARCO POLO soumise au Programme *Cosmic Vision 2015-2025* de l'ESA et sélectionnée en Octobre 2007 pour la phase d'étude de faisabilité (prochaine phase de sélection: automne 2009): retour d'échantillon d'un astéroïde primitif, partenariat Europe-Japon.



Références Bibliographiques

- Benz W., Cameron G.W. & Melosh H.J. 1989. The origin of the Moon and the single impact hypothesis. III. Icarus 81, 113-313 (avec référence des articles I et II).
- Asphaug E. & Agnor C.B. 2006. Hit-and-run planetary collisions. Nature 439, 155-160.
- Canup R.M. 2004. Simulations of a late lunar-forming impact. Icarus 168, 433-466.
- Canup R.M. 2004. Dynamics of lunar formation. Annu. Rev. Astro. Astrophys. 42, 441-475.
- Canup R.M. 2005. A giant impact origin of Pluto-Charon. Science 307, 546.
- Canup R.M. & Pierazzo E. 2006. Retention of water during planet-scale collisions. LPSC 37, 1246.
- Canup R.M. 2008. Lunar-forming collisions with pre-impact rotation. Icarus 196, 518-538.
- Jutzi M., Benz W. & Michel P. 2008. Numerical simulations of collisions involving porpous bodies I. Implementing sub-resolution porosity in a 3D SPH hydrocode. Icarus 198, 242-255.
- Jutzi M., Michel P., Hiraoka K., Nakamura A.M. & Benz W. 2009. Numerical simulations of collisions involving porpous bodies II. Confrontation with laboratory experiments. Icarus, sous presse.
- Marinova M., Aharonson O. & Asphaug E. 2008. Mega-impact formation of the Mars hemispheric dichotomy. Nature 453, 1216-1219.
- Michel P., Benz W., Tanga P. & Richardson D.C. 2001. Collisions and gravitational reaccumulation: forming asteroid families and satellites. Science 294, 1696-1700.
- Michel P., Benz W. & Richardson D.C. 2003. Fragmented parent bodies as the origin of asteroid families. Nature 421, 608-611.
- Nimmo F., Hart S.D., Korycansky D.G. & Agnor C.B. 2008. Implications of an impact origin for the martian hemispheric dichotomy. Nature 453, 1220-1224.