特集「始原天体研究のこれまでとこれから:探査を仲介とした異分野交流」 C型小惑星の探査における可視・近赤外分光 の役割

廣井 孝弘¹, 杉田 精司²

(要旨)現在,近地球C型小惑星の探査および試料回収が検討されている.本稿は,それが実現したときに 得られるであろう科学的知見を可視・近赤外反射分光によるリモートセンシングの観点から考えることを 目的とする.まず,小惑星の物質組成の研究意義と地上観測から明らかにされている知見を概観する.次に, C型小惑星に特化して,現在の課題を取り上げる.その上で,C型小惑星の近接観測および衝突探査によっ て得られるであろう,その表面および内部の物質組成および状態に関する新しい知見について解説する.

1. はじめに

小惑星を探査することは、単に1つの小惑星の起源 や進化を知ることに留まらず、太陽系全体の形成のプ ロセスを知ることに繋がる、大まかに言って、以下の 3つの意義があげられる。

- 始原的小惑星の探査からは、太陽系がガス円盤状 だった時代(原始太陽系星雲)でどのような物質輸送 や蒸発凝結過程が起きていたのかを知ることになる。
- 固体微惑星になって以降に物質が太陽系内をどの ように移動したのかについて重要な知見を得ること ができる。
- 3. 小天体(成長途上の原始惑星も含む)の内部進化の 歴史を理解することに繋がる.

これらの研究目的を実現するためには、小惑星の鉱 物組成を調べることが重要である.以下では、小惑星 の可視・近赤外反射スペクトルの地上観測に基づく小 惑星のスペクトル型分類と推定される構成鉱物につい て解説し、その上で、小惑星のスペクトル型の空間分 布およびその分布の問題と母天体内での変成作用につ いての研究の現状を解説する.最後に、これらの現状 分析を基にして、C型小惑星の近接観測と衝突探査か ら期待できる科学的知見について考察する.

2. 小惑星のスペクトル型分類

可視・近赤外領域には、地学的に重要な鉱物の構造 型や化学組成に対応した吸収帯が見られる[1].小惑 星の可視・近赤外反射スペクトルを、隕石のスペクト ルやそれらの鉱物組成であるカンラン石・輝石・長石・ スピネルおよび数々の層状ケイ酸塩のスペクトルと比 較することによって、小惑星の鉱物組成に関する情報 が得られる.その点に着目し、小惑星のスペクトルに 主成分解析などの数学的手法を適用してスペクトル型 に分けることにより、小惑星の組成分類を行う試みが ある.

小惑星の分類を初めて行なったのは、[2]であるが、 主に可視光の反射スペクトル形状を使い、C型とS型 の2種に分けるのみに留まっていた.その後に数多く の反射スペクトル型が提案されることとなったが、最 も一般的に用いられるようになったのは、[3]による 分類である.その14の型の平均スペクトル[4]を図1 に示す.その後、近赤外スペクトルの観測に基づいて K型が加わり、15のスペクトル型が良く知られると ころとなった.このような数多くのスペクトル型が定 義されたのは、主成分解析の手法が取り入れられたか らである.図2に主成分解析の結果の典型例の1つを示 す.一般に主成分解析では、観測量(ここでは各波長

ブラウン大学・地球科学科
東京大学・新領域創成科学研究科 takahiro hiroi@brown.edu



図1: Tholen et al. (1984) [3]による分類別の8色拡張可視小惑 星スペクトル (ECAS) [4]の平均.

の反射率)の線形結合が主成分として使われる. 多数 ある小惑星の観測スペクトルのデータセットの分散を 最大にする線形結合が第1主成分で、この成分を除外 したあとで最大の分散を与える線形結合が第2主成分 と定義される、このように分散を最大化する変数の組 は、調査対象(ここでは小惑星)の間に見られる多様性 を最も良く表す変数の組であると考えることができる. 波長ごとに調べずに、このような主成分を縦軸、横軸 にして作成した図が図2であり, S, A, D, Fなどグルー プごとに分離する傾向が見て取れる.これを第3主成 分以降の他の主成分についても調べて、 互いに別個の 塊に集まるものをグループとして分けたものが小惑星 のスペクトル分類である。小惑星のスペクトル型は、 このように数学的・統計的な処理によって定義されて おり、物質学的な観点を陽に入れて解析した結果では ないので、各スペクトル型がどんな物質に対応するか を推定することは自明ではない.

だが,分けられたグループに見られる具体的なスペ クトルを詳しく見ていくと,小惑星の構成物質につい てのかなり豊富な情報を得ることができる.以下では, それぞれのスペクトルの特徴と相当すると推測されて いる隕石がどれかを概説する.このような拡張可視光 領域における小惑星のスペクトル分類に関しては [5] に詳しい解説があり,また 2.45 µm までの近赤外領 域をも含めた新たな分類が [6] にあるので,それらも



図2: Tholen [3]の14のスペクトル型の第1・第2主成分値および その分布傾向の解釈例.

参照されたい.

- E型:明るく、特徴の乏しいスペクトルであり、 エンスタタイトエコンドライト(オーブライト)に 対応すると考えられている。
- S型:Stony(またはSilicatic)の略称であることか ら予想できるように岩石質の小惑星と推定されて いる小惑星である.スペクトルとしては、1µm 付近に幅広い吸収帯が見え、全体的に赤化傾向(長 波長に行くほど反射率が高くなっている)が見ら れることが特徴である.この特徴からFe²⁺を含む ケイ酸塩鉱物が含まれている物質が宇宙風化した ものと推定されている.隕石種としては、普通コ ンドライト(ordinary chondrite),始原的エコン ドライト(primitive achondrite),石鉄隕石(stony iron)などがS型小惑星に対応すると推測されてい る.日本の探査機「はやぶさ」が探査した小惑星 イトカワもこのS型小惑星であった。
- Q型:この型は、S型に似ているが、それよりも 深い1µm吸収帯を持ち、S型のような赤化が見 られないものである.これは、宇宙風化の影響が 非常に少ないことが原因であると推定されている.
 構成物質としては、S型小惑星と同じといえるが、 特に普通コンドライトに対応するものと考えられ ている.
- A型:この型は、カンラン石に特徴的な1μm

吸収帯を持つことが特徴である. 隕石種としては, 赤化傾向を除けば, カンラン石に富むパラサイト (pallasite), ブラチナイト(brachinite), 火星隕 石のシャシナイト(chassignite), CKコンドライ トなどが, スペクトル形状として対応する.

- V型:これは、Vestaの反射スペクトル型に近い ことから名付けられた型であり、主に新鮮な輝石 の吸収帯が見えているものである。玄武岩質隕石 であるハワルダイト(howardite),ユークライト (eucrite)、ダイオジェナイト(diogenite)(これら 3つはHEDと総称される)がこれに対応する。
- R型:紫外にも1 μm帯にも強い吸収を示し、A型 とV型の中間のような1μm吸収帯の中心位置を 持つ. 輝石とカンラン石からなり、やや風化した 表面組成と考えられる [7].
- M型:Metalの略称であり、主に隕鉄に対応する 小惑星と推定されている、スペクトルの形として は、特に吸収帯を示さない、全体に右上がりのも のである、E型よりも暗いが、スペクトルの形と しては区別できない。
- K型:可視領域の赤化の仕方はS型的だが、近赤 外ではC型のような比較的平らなスペクトルなの で、アルファベット順でSとCの中間にあるKを用 いたもの、CVまたはCOコンドライトに対応する と一般には考えられている。
- C(C, G, B, F)型:これらは、C型として大きく分類されていた [2] ものが、Tholen [3] によって細分されたもので、暗く(アルベドが 10% 程度以下)反射スペクトルが比較的平らな小惑星はこれらに分類される。推定構成物質としては大まかには炭素質コンドライトが対応するが、熱変成で脱水したCIやCMコンドライトが最も良くスペクトルが一致する [8]. 粒子サイズがスペクトルの形に大きく影響することも知られている [9]. 最近では、炭素を含む隕石であるUreiliteがF型小惑星から来たとする研究もある [10]. しかし、最近の分類 [5,6] では、F型が存在しないなどの再編成がされており、今後もこの大分類は更なる研究が必要である。
- P型:可視領域ではE型およびM型と区別できないスペクトルを持つが、アルベドがずっと小さい、対応する隕石型は良く分かっていないが、C型と

D型の中間的な物質であるという研究がある [11].

- D型:吸収帯が見られず、C型やP型よりもスペクトルが右上がりで、T型よりも暗いという特徴を持つ.これらの特徴から、炭素に富む組成であると推定されている.なお、Tagish Lake 隕石は、可視近赤外域ではD型小惑星と非常に良く似た反射スペクトルが見られたため、D型小惑星由来の隕石ではないかと期待された[12].ただ、多くのD型小惑星にはTagish Lake隕石が示すような3 μm帯の吸収帯が見られないという違いがある(例えば、[13]).
- T型:スペクトルの形はD型と似ているが、D型よりも明るく、赤化度がやや少ないもの、その一部は Tagish Lake 隕石に対応しても良いと考えられている[14].

以上の解釈を踏まえて、14のスペクトル型の2つの主 成分要素の分布傾向を解釈したのが図2である.ただし、 E, M, Pの3つの型はアルベドの違い以外では区別不可 能であり、図2の解釈はそのうちのP型のみを考慮し ている.

3. 炭素質の小惑星および隕石の分 光測定

図1の右側のスペクトル型(C, G, B, F, T, P, D)はそ の暗さとスペクトル形から炭素を含む隕石に似た物質 と考えられるので、もう一歩踏み込んで、炭素質隕石 (炭素質コンドライトとユレイライト)と比較しながら、 それぞれの推定構成物質を解説する.特に、含水鉱物 の量と種類を示す 3µm 吸収帯および Fe³⁺と炭素の 量に関係すると考えられる近紫外から近赤外にわたる スペクトルを観測することによって分かる内容と、宇 宙風化による変化を中心に詳述する.

3.1 炭素質コンドライト

図3には、代表的な炭素質隕石および加熱された Murchison 隕石粉末試料の近紫外から 3µm 帯までの 反射スペクトルを示した [15]. 炭素質コンドライトは 一般に、組成グループを示すアルファベットと水質変 成度(3から1まで)および熱変成度(3から6または7ま で)を示す番号で分類される. 左側のスペクトルを一 見して分かることは、ケイ酸塩鉱物に特徴的な紫外吸 収があり、構造水による様々な形と強度の 3µm 吸 収帯がある.多くの炭素質コンドライトでは、3.4~ 3.5 μm に有機物の吸収帯が見られる.

CIIコンドライトは3 µm 帯を含め、そのスペクト ルが非常に特徴的である。CM2コンドライトはBells 隕石のような一部を除いて、層状ケイ酸塩の0.7.0.9. 1.1 µm吸収が見られ、それと相関して特徴的な紫外 吸収、右上がりの近赤外スペクトル、および 3 µm 吸収帯が見られる。B-7904やY-82162のような熱変成 によって脱水したと考えられている特異な (unusual) CI/CM 隕石は、隕石分類上は CI や CM であって も紫外吸収が弱く、0.7 µm付近の吸収も消えており、 より直線的な近赤外スペクトルを示す. さらに. 3 µ m 吸収帯も弱くなり、3.4~3.5 µm の有機物の吸収 帯が見られない. CKコンドライトは一般に熱変成度 が高く、4から6に至るにつれて1.05 µm を中心とする カンラン石の3つの吸収帯が強くなっていく、Allende 隕石は3 µm 吸収帯をほとんど示さないが、他の CV3 コンドライトではより強い吸収を示すものが多 い.1つ注意すべきことは、これらの水、酸化鉄、有 機物の吸収の一部は地球上での風化などの汚染物質に よる可能性もあることである.

図3の右側に示した,Murchison 隕石試料を低圧水 素中で加熱した試料のスペクトルにおいても,特異な CI/CMと同様に,より高い温度に加熱するに従って, 400℃までに 0.7 µm 吸収が消え,それから700 ℃ま では紫外と3 µmの吸収が弱まっていき,それ以降は 紫外吸収がまた強くなり,900~1000 ℃までに近赤 外スペクトルの傾きが平らになる.図に示されてい ないが,反射率は500 ℃くらいまでは低下していき, その後上昇していく.この理由としては,高い反射率 を持つ層状ケイ酸塩が消えるために暗くなった後,高 い吸収率を持つ炭素が消えることによって明るくなり, それらの過程でスペクトルが平らになっていくという 機構が働いていると考えられる.

3.2 炭素質小惑星

これらの炭素質隕石のスペクトルの特徴が,小惑星 の地上望遠鏡による観測においてどのように現れてい るかを見てみよう.図4に示したのは、3つの小惑星に ついて,拡張可視8色[4],近赤外52色[16]、3µm帯 [20]反射スペクトルを組み合わせたものと似た隕石の スペクトルである.小惑星と隕石で共通するのは、近



図3:炭素質隕石および加熱したMurchison隕石粉末試料の反射スペクトル(Hiroi et al. (1996, Meteoritics Planet. Sci.) [15]から転載).



図4:反射スペクトルが類似するC, G, B, F型小惑星と炭素質隕 石の例 (Hiroi et al. (1996, Meteoritics Planet. Sci.) [15]か ら転載).

紫外と3μm帯に強い吸収があり、その間の近赤外は 特徴に乏しく、0.7 および 0.9μm 吸収帯が見られる ものもあることである[17]. ここで注意すべきことは、 小惑星はその時点に従って異なる面を地球に向けて いるので、これら 3 つのスペクトルセットは同じ表 面において取られたとは限らないことである.その ような回転位相による変化を調べる以外は、小惑星表 面物質の非均一性は、その小惑星がかなり大きくない 限り、探査機による近接観測を必要とする。

炭素質隕石について図3をもとに上述したように、 近紫外. 0.7 µm. 3 µm帯の吸収は、その隕石の水質 変成および熱変成の歴史を示唆しているので、もし同 じように水質変成をした後に異なった温度まで熱変成 を経たと仮定すると、その温度をそれら3つの吸収帯 の強度から見積もることが出来る、それを示したの が図5である.これを見ると、G, B, F型小惑星はその 順にだんだん高い温度を経験して、F型になると700 ~1000℃に至った可能性があり、C型小惑星はその点 では幅広い温度を経験している. 多くのCMコンドラ イトは小惑星ほどの高温を経験していなく、特異な CI/CMコンドライトや加熱した Murchison 隕石は小 惑星と同じような温度を経験していることが示唆され る. このような熱変成で脱水したCI/CMコンドライ トは、日本の極地研究所が所蔵するCI/CMの8割以上 を占めるが、米国ジョンソン宇宙センターが所蔵する CI/CMの数パーセントしか占めない. これは南極で の採取地域、すなわち落下してくる隕石群の違いに起 因すると考えられ、隕石母天体の多様性を示唆する非 常に興味深いことであり、日本の隕石試料の貴重さを 物語る. 図5(b)を見ると、CI, CM, CRコンドライト



図5: C, G, B, F型小惑星と炭素質コンドライトの近紫外, 0.7µm, 3µm吸収強度の比較 (Hiroi et al. (1996, Meteoritics Planet. Sci.) [15]から転載). 加熱したMurchison隕石のデータは温度 (℃)を示す数字をつけた四角で示してある.



図6: D, P型小惑星と隕石の可視・近赤外および3µm帯反射スペクトルの比較 [4,11,13,16,20].

については、近紫外と3 µm 帯の吸収強度に良い相関 があることが分かるので、観測が困難な3 µm 帯の代 りに近紫外吸収強度を見ることでC, G, B, F型小惑星 の含水鉱物の量が見積れそうである. もちろん、実験 室で調整した粉末試料のようなレゴリスが小惑星表面 にあると仮定してであるが. このように小惑星表面の 物理状態を二次元的に見るためにも、探査機による近 接観測が有効である.

では、C.G.B.F型より始原的と考えられているP. D型小惑星について隕石との関連を見てみよう.図6 には、D型小惑星と可視・近赤外スペクトルが似てい る2つの隕石と、上述したような熱変成したCIコンド ライトのスペクトルをP. D型小惑星のスペクトルと 比較したものである.図6aで分かるように、Tagish Lake や WIS91600 隕石はD型小惑星と近赤外スペク トルにおいて類似しており、P型小惑星は、熱変成し たCI/CMと Tagish Lake 隕石などとの中間的なスペ クトルを示す. このことは、P型小惑星が、C, G, B, F型小惑星とD型との中間的な組成を示すことを示唆 し、図2の主成分値図と整合的である。その原因は、 P型が炭素の量において中間的なものから出来ている か、それら2群の物質の混合である可能性がある、こ の解釈は単純で良いのであるが、図6bの3 µm 帯ス ペクトルを見ると, Tagish Lake や WIS91600 隕石は D型小惑星773 Irmintraud よりもC型小惑星に似てい る. D型小惑星の3 µm 帯スペクトルはその観測数が 少ないので統計性に欠けるところはあるが、この事実 は、少なくともこれらの隕石とは違う物質で出来てい

るD型小惑星があることを示している.

3.3 宇宙風化

そのような問題の原因として、小惑星表面で起こっ ているはずの宇宙風化が考えられる。図7は、2つの 炭素質隕石について、その粉末試料と、ペレットにし たものと、ペレット表面に 7 ns 程度のパルスのレー ザーを照射して宇宙風化シミュレーション [18.19] を したものの反射スペクトルを示す。これを見ると、粉 末をプレスしてペレットにした場合は、明るさの変化 だけのように見えるが、宇宙風化によってスペクト ルの傾きと 3 µm 吸収帯強度が減少することが分か る.しかしながら、前記の熱変成による脱水と異なり、 3 µm 吸収帯の形は変化していないように見える. こ の結果、3 μm 吸収帯を除く可視・近赤外域では、 宇 宙風化によってG型的なスペクトルを持つCMコンド ライト母天体が表面だけB型に見えたり(図7a),D型 に似た Tagish Lake 隕石 [12]に似た物質で出来た小 惑星がC型に見えるようになり得る (図7b)ことが示唆 される[11]. つまり、1つのC型小惑星に探査機を飛ば した場合、その内部に非常に始原的な物質がある可能 性もあり、それはどのC型小惑星に行くかに依存する であろう.

3.4 分光測定条件

以上で言及したような鍵となる吸収帯を観測する際 には、どのような分光測定条件が必要であろうか?図 8に示したのは、CIコンドライトOrgueilの3 µm 吸収



図7: 炭素質隕石の宇宙風化シミュレーション[18,19]による反射スペクトル変化[11].

帯を異なる波長分解能で測定した反射スペクトルであ る.一般には、0.35~3.6 µmの波長域を10 nm 程度 の分解能で分光測定することが望ましく、この分解能 を用いれば、鋭い吸収などの細かいスペクトル形から 水氷か構造水かなどまで判別することができる.しか し、細かい吸収形状にこだわらずに水分の総量を半定 量的に調べるだけであれば、30~50 nm の分解能で も可である.一方、3.4~3.5 µm にある有機物のC-H結合による吸収は、その含有量に依存するが、反射 スペクトルにおけるその吸収帯の深さは普通 0.5% 程



図8: 炭素質CI1コンドライト Orgueil の 3µm 波長領域におけ る水および有機物の吸収帯を異なる波長解像能で測定し た場合のシミュレーション. NASA/Keck RELABデータ ベースのFT-IR反射スペクトルから作成. 有機物に特に富 むOrgueil隕石でも, C-H吸収帯は 0.6% 程度と非常に浅 い. 他のタイプの炭素質隕石では, 有機物吸収帯はさら に弱くなるので, 正確な計測には高いS/N比が必要.

度以下しかないので、C-H結合吸収帯の計測には高い S/N比が要求される.ノイズが吸収強度の1/5以下と いう要求をすれば、炭素質隕石の反射率10% 程度に 対して100以上が必要となる.ただし、波長分解能 は20~30 nmの広めの値で十分である.

この波長範囲やS/N要求が難しければ、有機物は計 測せず、含水鉱物の計測に限るならば、熱輻射成分を うまく除く工夫をすることによって、3.4 um程度ま での測定でも可である。ただし、熱輻射成分は、小惑 星表面の自転周期・熱慣性・形状に左右される複雑な ものであり、その除去は一筋縄に行かない、地上望遠 鏡では、地球大気による吸収のためにどうしても2.7 um 近辺で良い測定が出来ないが、「あかり」などの 宇宙望遠鏡の分光器にはそのような問題はなく、3 μ m 帯スペクトルの連続分光によって図3や図7の炭 素質隕石と対応するような炭素質小惑星の分類をでき る可能性がある、探査機による近接観測をすれば、更 に小惑星表面の組成分布を調べることが出来る. その 際には、その表面に岩肌が出ているのか、レゴリスが あるのかなどの物理状態を調べることが出来るが、太 陽高度や表面の微妙な傾きの違いによって熱輻射成 分が変化することを考慮して 3 µm 帯スペクトルを 解析する必要がある、近接観測でのもう1つの利点は、 日の出の状態で低温の部分の小惑星表面を測定するこ とによって熱輻射成分を考慮しなくても良い運用がで きる可能性があることであろう.

小惑星のスペクトル型分布からみた 太陽系内での物質進化と移動

4.1 太陽系内での物質移動の痕跡

炭素質コンドライトに高温起源のコンドリュールと 低温起源のマトリックスが小さいスケールで混在して いることは、その隕石が形成された時に生成温度がは るかに異なる物質の混合が大規模にあったことを物語 る. NASAの Stardust ミッションで回収された試料は、 水星より内側でないと発生しないような非常に高温の 物質が外側太陽系にまで供給されていることを示した [e.g., 21]. これと同様の結果は Deep Impact ミッショ ンによっても得られているので [e.g., 22], たまたま1 つの変わった彗星を観測したということではなさそう である.

このような物質移動がどのように起こったかを解き 明かすことは、小惑星ひいては惑星の原料物質をより 良く定義することになり、それと小惑星帯での力学進 化および小惑星内での物質進化を定量的に解明するこ とにつながるはずである.これは、純粋に天体力学の 問題としても重要であるし、惑星形成理論上の問題と しても非常に重要である.特にC型のように水を含む 小惑星群の力学進化を理解することは、地球への水の 供給を考える上でも非常に重要な意義を持つ.地球へ の水の供給メカニズムには、幾つかの説が出されて いるが(地球近傍の微惑星由来 [23]、late-veneer仮説 [24,25]、彗星由来 [e.g., 26])、量とD/H比の両方の観測 的制約を満たす定説の合意はないように思われる.小 惑星領域での物質移動の歴史の痕跡が分かれば、この 問題の解決に進展が見込めるかもしれない.

4.2 小惑星のスペクトル型のゾーニングとその起源

小惑星のスペクトル型の代表的なものの数をその 軌道長半径に対してプロットした分布図が図9であ る [27]. この図は[3]の型分類以前に出版されたもので, C, G, B型がすべてC型に含まれている. そこでは,太 陽からの距離が離れるにつれて,E型などの火成的物 質からS型やC型などの熱変成的物質を経てP型やD型 という水質変成物質や始原的物質へと言う具合に,高 温生成物質から低温生成物質へと変化していくゾーニ ングが見られる.この物質分布が太陽系星雲が固化し た時の初期組成をどれだけ反映しているのか,その後 の物質の動径方向の移動,小惑星表面への外来物質の 混合や宇宙風化,そして小惑星内部での物質進化の影 響はどの程度であろうか,という疑問が投げかけられ る.このゾーニングの起源についての諸説をここで簡 単に紹介する.

(a) 初期組成 まず大まかに言えば、太陽系星雲 の温度は太陽からの距離と共に減少していくので、水 の氷が生成できる最近地点(Snow line)が存在する. そのSnow lineよりも近いところで集積した微惑星に は水が取り込まれず、それ以遠での微惑星には水が取 り込まれるという初期条件の違いが出来てくる. 有機 物のようなその他の低温物質についても同様である. その初期組成の違いによって、E型やS型のような無 水の小惑星になるか、C型のような含水小惑星になる かの大きな違いができると考えることができる. さら に、高温で短時間の加熱で出来たとされるコンドリュ ールの成因については、太陽付近に落ちた塵が瞬間加



図9: 小惑星のスペクトル型の分布の太陽からの距離依存性 (Gradie and Tedesco (1982, Science) [27]から転載). (a) は観測された小惑星(薄い影部分)とそのうちでスペクト ル型が分かっているもの(濃い影部分)の数であり, (b)は それから観測系統誤差を除いた後でスペクトル型別の相 対比率にしたもの.

熱によって溶融し、太陽からの双極流で遠くへ吹き飛 ばされて急冷したとか [e.g., 28]、太陽系星雲内にまだ ガスが存在した時に太陽からの衝撃波によって限られ た範囲の粒径の物質が瞬間加熱されたという説があり [e.g., 29]、どの説が正しいかによって、太陽系固体物 質の初期組成が変わってくる。

(b) 天体内での変成作用 微惑星構成物質が太陽 の重力によってケプラー運動をしているとすれば、太 陽に近いものほど周期が短いので、微惑星は太陽に近 いほどより早く材料物質を集積でき、より早く成長す ることになる. 隕石中の放射性元素の研究から.²⁶Al の壊変がそれらの母天体内で起こったことが知られて おり、その寿命よりも早く天体がその発熱を有効に 利用できるだけ十分に大きく成長していたかどうか が、その構成物質が水質変成・熱変成・溶融のどの段 階まで達したかに大きく影響したと考えられる [e.g. 30.31.32]. 天体が取り込む熱源としての放射性元素の 量はその体積に比例し、放熱量はその表面積に比例す ると大まかに考えられ、単位体積あたりの表面積は天 体の半径に反比例するので、大きな天体ほどその構成 物質を有効に加熱できることになる. ただし、Snow line 以遠で生成して大量の水の氷を取り込んだ場合. 水の潜熱によって熱エネルギーの大半が消費されると. 水質変成までは進んでも、そこから熱変成および溶融 の段階まで進むだけのエネルギーが残されない可能性 がある. それが、小惑星 Vesta と準惑星 Ceres の組 成の違いの原因かもしれない.太陽からの距離の違い によって加熱の程度が変る他の原因としては、電磁誘 導加熱が考えられる.その場合は表面積で効いてくる はずなので、内部熱源の場合とは逆に天体が小さいほ ど有効に加熱される [e.g., 33].

(c)太陽系外縁天体物質の混入 D型などの太陽 から遠い領域に豊富な小惑星の構成物質またはその表 面物質がその場所で生成されたのでなく、小惑星帯が 生成された後にエッジワース・カイパー帯にあるよう な太陽系外縁天体物質が惑星大移動に伴って、小惑星 帯に混入してきた可能性がある [e.g., 34]. これが正し い場合、地球の水の供給源にも太陽系外縁物質が大き く寄与している可能性が大きくなる.

太陽と木星の重力に対して安定な領域(ラグランジ ュ点の内の2つ)に存在するトロヤ群小惑星は大部分が D型であり,主ベルト帯にあるいくつかのD型小惑星 と違って水または含水鉱物の 3 µm 帯が検出されて いない. Tagish Lake 隕石のような物質ならば必ず含 水鉱物の吸収が見えるはずなので,トロヤ群小惑星は 何か別の暗い物質で出来ているか,それで覆われてい るかもしれない.特に,安定軌道にあるためにそれら の小惑星表面は長く宇宙空間にさらされており,ダス トなどの外来物質の混入やそれに伴う宇宙風化がスペ クトルに有意な影響を与えているかもしれない.

4.3 小惑星帯における含水鉱物の分布

図10に示したのは、C, G, B, F型小惑星の近紫外吸 収強度が3µm 吸収帯強度と正の相関があること(図 5b)を利用して、含水鉱物の量と小惑星の太陽からの 距離や直径の関係に傾向があるかどうかを調べたもの である [15]. これを見ると、太陽から約 3.2 AUの距 離でその吸収が強くなっているように見えるが、図に 示されている3個という限られた数の小惑星の傾向に 頼るのは危険かもしれない、それより明らかな傾向と して、直径が 60~120 km のところで吸収が最強に なっており、そこから直径が増えるにつれて、直径 約 900 km のCeresを除けば、最大吸収強度が減少し ていることが分かる。それより小さい小惑星について は、C.G.B.F型小惑星の暗さによる観測バイアスに よって統計性が失われていると思われるが、非常に小 さい小惑星のデータは隕石データで代替して議論する こともできる.具体的には,隕石の近紫外吸収は最強 で-1.2程度と非常に強いので(図5b),非常に小さい小 惑星の近赤外吸収は非常に強いと推論され、小惑星が 大きいほど最大近紫外吸収強度が減少する傾向は小さ い天体から続いている可能性が高いことが示唆される.

この傾向を見る限り,含水鉱物の量の多様性は,太 陽からの距離による初期組成や過熱過程よりも,その 天体の大きさに起因するように思われる.この近紫外 吸収強度は,水質変成の程度が高ければ増加し,その 後の熱変成度が高ければ減少する.小惑星が大きいほ ど,その内部で様々な程度の水質変成と熱変成を経験 した層に富み,それらが壊れてより小さな小惑星が作 られた時に,そのような多様な変成度の物質が露出し てきた可能性がある (Ceresはおそらく生成時から大 きく破壊されてはいない [e.g, 35]).また,大きな小 惑星ほど表面の宇宙風化が進んだために,近紫外の吸 収が弱くなる傾向(図7)を示しているのかもしれない.



図10: C, G, B, F型小惑星の近紫外吸収強度をその軌道長半径および直径に対してプロットしたもの (Hiroi et al. (1996, Meteoritics Planet. Sci.) [15]から変更を加えて転載).

このような内容を明らかにするには、やはりその天体 に探査機を送って調べることが必要であろう.その理 由や方法については次節で議論する.

5. C型小惑星の衝突探査および試料 回収に期待される内容

現在,はやぶさ後継機として,探査対象のC型小惑 星に10cm程度の大きさの弾丸を衝突させることによ って小惑星の内部を観測しようという計画が検討され ている.ここでは,衝突前後の画像分光観測および試 料回収によって解明される可能性のある科学的内容を 段階に分けて考察する.

5.1 ミッションの各段階で取得が期待される情報

以上で解説したように、C型小惑星はその炭素量お よび含水鉱物の種類と量によって異なる近紫外・0.7 µm・3µm吸収帯およびスペクトルの全体的傾きを 示す.衝突前の近接分光観測においては、それらの情 報を特に炭素質隕石と比較し、また測定している表面 に岩肌が出ているのかレゴリスで覆われているのかと いう情報から、初期組成・水質変成度・熱変成度およ び宇宙風化度を見積もれる可能性がある。特に、宇宙 風化度は表面の暴露年代に相関があると期待されるの で、クレーターなどの画像情報と連携して、宇宙風化 によるスペクトル変化の傾向が同定できるであろう。 人工衝突によって試料回収機で掘り起こすよりもずっ と深いところの物質を掘り起こしてクレーターを作る ことができれば、その内部の層序構造(物質種・水質 変成度・熱変成度の分布)および掘り起こされた物質 について非常に価値ある観測ができるであろう、その 結果が、衝突前の小惑星表面の物質の1つと対応すれば、 その小惑星の組成が均一であるか、既に表面が露頭と なっているということである.また.宇宙風化が深く まで浸透しており、衝突前の近接観測や試料回収時に は風化していない物質を検出できていない場合や、表 面がレゴリスで覆われていて岩肌が出ていない場合は, 人工衝突後のクレーター内を観測することで新鮮な物 質が検出される可能性が非常に重要となる.以上の観 測において、クレーター内部およびエジェクタという 区分の分光だけでなく、クレーターの中心から壁に至 る物質分布を見られるほどの空間解像能を分光器が持 っていれば更に確実な情報を得られるであろう.

空間分解能は、クレーターの内部と外部を明確に分 けて分光観測できることが最低必要条件であるが、ク レーターの深さ方向に浅部・中部・底部と3つ程度に 分けて議論ができることが望まれる、クレーターの深 さが直径の約1/3であるとすれば、クレーターの直径 の1/10程度の空間分解能を分光器に持たせられるよう に光学設計と近接観測運用設計がなされることが期待 される.分光計の実効的な空間分解能は、探査機の小 惑星への最接近距離によって大きく影響される.人工 クレーターの内部やイジェクタの試料を捕獲できれば 最高に価値があるが、実行には困難が予想される.そ うした場合にも、なるべく小惑星に最接近してクレー ター内部の詳細観測をすることは、非常に価値がある. 小惑星内部物質の取得を別にすれば、人工クレーター 形成の後に近接観測をする最大意義は、このクレータ ー内の層状構造の有無の観測にあると筆者らは考えて いる.このような近接観測は、上述のような物質科学 的な意義に加え、実際の小惑星への天体衝突の物理過 程を理解する上でも非常に大きな意義を持っている.

5.2 太陽系の物質分布の起源に関する情報抽出へ

上記のように取得した情報からC型小惑星および太 陽系の起源と進化に関してどのように科学的知見を得 ればよいだろうか?これについて,探査対象の小惑星 が単一の岩の場合と,大きな岩石の集合体(ラブルパ イル)である場合に分けて考えてみる.

(a) 探査天体が単一の岩である場合

- 宇宙風化などの表面効果を除いた後に見える組成的構造が概ね均質であれば、初期平均組成の影響が小惑星の間に見られる大きな多様性の最も大きな起源である可能性が高まる.ただし、直径1kmとかの小さなC型小惑星の場合、たまたまその母天体内部の層構造の内の1つの層からのみ来たために均一に見えている可能性も否定できない.
- 2. 形成したクレーターの内側と外側で構成物質に 大きな違いがあれば、天体内での変成作用が大き な影響を与えて小惑星の多様性を生み出している 可能性が高まる.内部ほど含水鉱物が多いのであ れば、水質変成が起きつつある段階で変成が終了 した可能性が高くなる.逆に、内部ほど含水鉱物 が少ないのであれば、熱変成が起きつつある段階 で変成が終了した可能性が高くなる.
- クレーターの内側と外側よりも天体の表側と裏 側など水平方向に構成物質のより大きな違いがあ れば、その小天体はかなり大きな母天体内部の2 つの異なる物質層の中間から来た可能性がでてく

る. その場合, 宇宙風化度や密度の情報などから, どちらの部位が母天体のより深い部分にあったか が分かれば,上記2の項目と同じ推論が可能とな る.もし母天体内での深浅関係が分からない場合 には,このような推論はできないが,内部変成の 浸透深さスケールについての新しい制約条件は得 られるはずである.

- (b) 探査天体がラブルパイルだった場合
 - 宇宙風化などの表面効果を除いた後に見える 構成物質を異なるブロック間で比較した結果、概 ね均質であれば初期平均組成の影響が最も大きな 起源である可能性が高まる。
 - 含水鉱物と無水鉱物の混合率が異なる様々な ブロックが見られるならば、天体内での変成作用 が大きな影響を与えて小惑星の多様性を生み出し ている可能性が高まる。

6. 次期始原天体探査に向けて

現在「はやぶさ2」として計画されている, C型小 惑星の衝突探査および試料回収は、太陽系の始原的 物質の起源と進化に関して、S型小惑星に行って帰っ てくる「はやぶさ」と彗星のダスト試料を持ち帰った Stardustおよび衝突探査を行ったDeep Impactの間に 橋架けをするような知見を与えてくれる可能性がある. 「はやぶさ2」は成功した「はやぶさ」の技術的ノウハ ウを基盤としており、Stardustのように高速の塵をシ リカゲル中に捕獲したような微小粒子でかつ衝撃加熱 を受けている様な試料でなく、C型小惑星表面および 内部からの試料をほぼそのままの形で回収することが 期待できる.本稿で解説したように、可視・近赤外反 射分光による近接観測および衝突探査によっても太陽 系の材料物質とその進化に関して多くの知見が得られ るが、持ち帰られたC型小惑星試料によって桁違いの 多くの科学成果が挙げられることは間違いない.

しかし,回収試料が探査対象天体をどのように代表 しているかを知らなければ,回収試料の科学的価値は 大きく減じてしまいかねない.試料の代表性を明確に 知るためには,分光観測による詳細な地質調査が不可 欠である.もう少し具体的に言えば,小惑星の表面に どの程度の不均一性があるのか(地域差),また深さ方 向にどの程度の変化があるのか(成層度)を知ることが 非常に重要である、上述のように、C型小惑星にお いては1~2 µm 付近のケイ酸塩鉱物の吸収帯が見ら れず. のっぺりと平らなスペクトルを示す. そのた め、3~3.5 µm 付近の水氷や含水鉱物と有機物(C-H 結合)の吸収帯を指標として物質分布をリモセン調査 することが非常に貴重な手段となる、そのためには、 3.4節で述べたような充分な波長分解能・範囲とS/N比 を持った分光計を搭載することが必須となる.また. 反射スペクトル計測の邪魔となる熱輻射を最小限に抑 えるために小惑星上の日の出直後の地域のみを集中的 に観測するなどの方策も検討に値すると考えられる. ただし、全ての条件を満たした理想的な測器や運用計 画は,実現に困難が伴う.どの科学目標を最後まで残 してどれを落として,実現可能な仕様の装置・運用計 画を選ぶかは、判断が大変に難しい問題である. ここ には、惑星科学分野の多くの研究者を巻き込んだ議論 が望まれる.

JAXAが設立されてから現在まで惑星探査計画が新 規にプロジェクト化された例がないという現実は、始 原天体探査計画の実現にも不安を感じさせないわけに はいかない.しかし、「はやぶさ」で成功を収めた我 が国は他国に先んじてC型小惑星の試料回収探査を最 も実現しやすい立場にいる.また、国民の期待も高く、 ぜひ実現すべき探査計画である.本稿が、惑星科学分 野からより多くの研究者が探査計画検討に参画するき っかけになれば、幸いである.

参考文献

- Burns, R. G., 1970, Mineralogical Applications of Crystal-Field Theory (Cambridge: Cambridge Univ. Press).
- [2] Chapman, C. R. et al., 1975, Icarus 25, 104.
- [3] Tholen, D. J., 1984, Ph.D. thesis, Univ. of Arizona.
- [4] Zellner, B. et al., 1985, Icarus 61, 355.
- [5] Bus, S. J. et al., 2002, in Asteroids III, Univ. Ariz. Press, 169.
- [6] DeMeo, F. C. et al., 2009, Icarus 202, 160
- [7] Hiroi, T. and Sasaki, S., 2001, Meteoritics Planet. Sci. 36, 1587.
- [8] Hiroi, T. et al., 1993, Science 261, 1016.
- [9] Johnson, T. V. and Fanale, F. P., 1993, J. Geophys. Res.

78, 8507.

- [10] Jenniskens, P. et al., 2009, Nature 458, 485.
- [11] Hiroi, T. et al., 2004, Lunar Planet. Sci. 35, 1616.
- [12] Hiroi, T. et al., 2001, Science 293, 2234.
- [13] Kanno, A. et al., 2003, Geophys. Res. Lett. 30, 1909.
- [14] Hiroi, T. and Hasegawa, S., 2003, Antarctic Meteorite Res. 16, 176.
- [15] Hiroi T. et al., 1996, Meteoritics Planet. Sci. 31, 321.
- [16] Bell, J. F. et al., 1988, Lunar Planet. Sci. 19, 57.
- [17] Vilas, F. and Gaffey, M. J., 1989, Science 246, 790.
- [18] Yamada, M. et al., 1999, Earth Planets Space 51, 1255.
- [19] Sasaki, S. et al., 2001, Nature 410, 555.
- [20] Jones, T. D. et al., 1990, Icarus 88, 172.
- [21] Zolensky, M. et al., 2006, Science, 314, 1735.
- [22] Sugita, S. et al., 2005, Science 310, 274.
- [23] Drake, M. J. et al., 2005, Proc. IAU Symp. 229, 381.
- [24] Kimura, K. et al., 1974, Geochim. Cosmochim. Acta 38, 683.
- [25] Dreibus, G. and Wänke, 1989 H., in Origin and evolution of planetary and satellite atmospheres, Univ. Ariz. Press, 268.
- [26] Delsemme, A. H., 1992, Adv Space Res. 12, 5.
- [27] Gradie, J. and Tedesco, E. F., 1982, Science 216, 1405.
- [28] Shu, F. et al., 1994, Ap. J. 429, 781.
- [29] Yasuda, S., H. Miura, and T. Nakamoto, 2009, Icarus 204, 303.
- [30] Miyamoto, M. et al., 1981, Proc. Lunar Planet. Sci. 12B, 1145.
- [31] Miyamoto, M., 1991, Meteoritics 26, 111.
- [32] Grimm, R. E. and McSween, H. Y. Jr., 1993, Science 259, 653.
- [33] McSween, H. Y. Jr. et al., 2002, Asteroids III, Univ. Ariz. Press, 559.
- [34] Levison, H. et al., 2009, Nature 460, 364.
- [35] Asphaug, E. et al., 2006, Nature, 439, 155.