# 天文観測的手法における小惑星4ベスタの研究

# 長谷川直1

2014年7月24日受領, 2014年8月22日受理.

(要旨)小惑星4ベスタは様々な天文観測的手法に用いて観測し尽くされている天体であり,Dawn探査機が ランデブーした現在,最も物理情報が取得されている小惑星であると言っても過言ではない.筆者はこれま でベスタに関わる天文観測的手法を用いた研究を行い,1)3ミクロン帯の分光観測から,ベスタ表層に含水 鉱物が存在していることを発見,2)内側小惑星帯のV型小惑星のライトカーブ観測から,それらが破片と してベスタから飛び出した年代を示し,3)位相関数の観測から,ベスタ表層の密度を示し,更に衝効果の 原因を明らかにした.

## 過去におけるベスタの観測的研究 の歴史

1807年(江戸時代文化4年)3月29日にH. W. Olbers に発見された小惑星4ベスタは1801~1807年の5年間 の間に発見された4大小惑星(1ケレス・2パラス・3 ジュノー・4ベスタ)の最後に発見された小惑星である. ベスタは地球からみて,一番明るくなる小惑星であり, 条件が良ければ,肉眼で見ることも可能である(筆者 は肉眼で見たことがある).一番明るく見えるが故に, ベスタはこれまで考えられる様々な観測手法で観測が 行われている.

望遠鏡にマイクロメーターを取り付けて、その視直 径を測るという方法を用いて、4大小惑星も発見から 直ぐに天体の大きさを測る物理観測が試みられている。 発見から18年後の1825年(江戸時代文政8年)には、 ベスタの直径が測定されている[1]. 1883年(明治16 年)には、ベスタ表層のアルベドと明るさの変化が観 測されている[2]. その後、1929年(昭和4年)にベスタ の可視光域のスペクトル(太陽光スペクトルで割られ た反射スペクトルの形で掲載されていないが)と自転 周期が測定されている[3]. 1934年には、位相角の変 化によるベスタの偏向度の変化も測定されている[4]. 1945年以前に、ベスタは精度はともかくとして小惑 星の基本物理情報である直径・アルベド・自転周期・ スペクトルが測定されていたことになる。

1951年には、検出器に光電管を用いた非常に精度 の高いライトカーブ観測が行われ、自転周期が高精度 に計測された[5], 1967年には、高精度のライトカー ブデータを用いて、ベスタの自転軸のあり得る2つの 解が示され(小惑星帯の小惑星のライトカーブデータ のみから自転軸を求める場合は原理的に1つの解に絞 ることが難しい)、また、位相角の変化に対する明る さの変化を示す位相関数も示された[6]. Gehrelsの示 した自転軸の解の1つは最終的にDawn 探査機によっ て得られた自転軸の結果とほぼ一致している。1968 年には、ベスタ近傍に近接した他の小惑星の軌道のふ らつきから、その質量が求められた[7]. 1970年には、 中間赤外線で天体の熱輻射量から直径を推定する方法 から、その直径が高精度に求められた[8]. また、同 年にベスタの可視光域の反射スペクトルが高精度に観 測され、その表面が分化隕石と似ていることが示され た[9]. 1973年には、自身で観測したデータに加えて、 それまで得られた高精度のライトカーブデータを用い て、ベスタの南半球に巨大なクレーターがあることが 示唆された[10]. Taylorのこの研究は後にHubble宇 宙望遠鏡の観測やDawn探査機の探査で、その正しさ を証明されることになる。1975年には、近赤外波長

<sup>1.</sup> 宇宙航空研究開発機構宇宙科学研究所 hasehase@isas.jaxa.jp

域の分光観測が行われ、可視光と合わせた研究で、そ の表面が分化隕石のグループの1つであるHED隕石 (ホワルダイト・ユークライト・ダイオジェナイト)と 似ていることが示された[11, 12]. Larson等と Johnson 等のこの研究によって、HED 隕石の隕石学的な研究 とベスタの天文観測的な研究が結びついたことになる. 1977年には、スペックル干渉法により、ベスタを点 源でなく、面光源として、捉えることに成功した[13]. また、同年にマイクロ波でベスタの観測に成功した [14]. 1979年には、自転位相によるカラー差が存在し ていることが示され[15]、自転位相による偏向度の変 化も示された[16]. Blanco等とDegewij等の研究から ベスタ表層の異方性が示され、自転周期が決定された (通常の小惑星は表層のカラー差の影響より形状の効 果の方が大きい為に、ライトカーブ形状は1周期ダブ ルピークであるが、ベスタは表層のカラー差の影響の 方が形状の効果より大きかった為にシングルピークで あった). また、同年にレーダーによる観測も成功し ている(但し、この時点ではレーダーによる3次元形 状は得られていない)[17]. また,同年に小惑星の軌道 データを用いて、個数は少ないが、ベスタ族の存在が 初めて示された[18]. 以上, 1950年以降の電子技術の 発展により、ベスタの様々な物理的情報が高精度で得 られた.

1980年には、IUE紫外線天文衛星でベスタの紫外 光域のスペクトルが取得された[19]. 1986年には, IRAS赤外線天文衛星の全天サーベイにベスタが検出 された[20]. 1988年には、スペックル干渉法によって、 ベスタの3軸回転楕円体の大きさが示された[21]. 1989年には、マイクロ波観測からベスタ表層がレゴ リスに覆われていることが示された[22]. 1990年には, 小惑星のその当時最新の軌道データを用いて、ベスタ 族のメンバーが本格的に示された[23]. 1991年には, 近地球型小惑星でベスタと似たスペクトルを持つV 型小惑星が見つかった[24]. なお, Cruikshank等は観 測したV型の近地球型小惑星をベスタ起源で無いと 論文では述べているが、後述の様々な発見により、現 在ではベスタ起源であると考えられている.また同年, ベスタの掩蔽現象が観測されている[25]. 1993年には, ベスタ族メンバー、及び、ベスタ近傍の内側小惑星帯 にV型小惑星があることが発見された[26]. 1996年に は、レーダー観測によって、ベスタ表層が玄武岩質的

な物質に覆われていて、レゴリス層は地質学的に未成 熟であることが示された[27].また同年に、補償光学 を用いて、ベスタの撮像が行われている[28].1997年 には、Hubble宇宙望遠鏡によりベスタの観測が行われ、 大きさ・形状・自転軸や北半球のアルベド分布が直接 的に示された[29].南半球にある巨大クレーターが直 接的に確認されたことより、ベスタ上の巨大クレータ ー→クレーターから排出されたV型小惑星群→地球 近傍まで来ているV型近地球型小惑星→地球に落下 してきているHED隕石と、ベスタとHED隕石を結ぶ 線が繋がったことになる.

1998年には、ISO赤外線宇宙天文台で取得された中 間・遠赤外線域測光データと過去得られた測光データ を組み合わせて、ベスタ表層の熱慣性と中間・遠赤外 線域の輻射率が示された[30]. 2010年には, 1997年の Hubble宇宙望遠鏡の観測で得られていなかったベス タの南半球のアルベドマップが得られた[31]. 2011年 には、Swift y 線バースト観測衛星やIUE紫外線天文 衛星. Hubble宇宙望遠鏡の紫外光域のスペクトルから, ベスタの表層が宇宙風化作用を受けていないことを示 した[32]. 2013年には、過去の熱輻射のデータから、 ベスタの表層レゴリスの平均粒径が求められた[33]. そして、2011年には、Dawn探査機がベスタに到着・ ランデブーし、その探査を基にしてベスタの形状・質 量・密度・表面形態・内部構造・表層物質組成・表層 年代等々を調べられ[34],現在も詳細な解析が進んで いる.

ベスタの観測は、地球からみて一番明るく、小惑星 帯で3番目に大きい小惑星(準惑星セレスを小惑星と してみた時に)故に、その時代での最新鋭の観測技術・ 手法を用いて、観測が行われており、その結果、上記 の様に様々な研究成果がでている、ベスタは小惑星帯 の小惑星で一番物理的性質が判明していると言っても 過言ではない.

本論文では、このようなベスタを巡る天文観測的研 究の激しい競争の中で、筆者が進めてきたベスタ及び それに関わる小惑星の研究についてまとめる。

### 最もよく調べられた小惑星である ことを活かした研究

天文観測では天体の明るさの絶対値をどのように決 定しているかと言うと、物差しで長さを測ることと同 様に、標準星と呼ばれる明るさが分かっている星の明 るさと比較することによって、未知の天体の明るさを 決定している. この標準星は可視光・近赤外域では数 多く存在している[e.g., 35]が、中間・遠赤外線域にな ると標準星の数は少なくなる、理由の1つとして、可 視光から波長の長いところまで、明るさを正確に予測 する為には、恒星のモデルが存在しなければならない が、特定のスペクトル型の恒星しかモデルが存在して いないことが挙げられる。また、これらの星は中間・ 遠赤外線域になると明るさが暗くなってくるというの も理由の1つである、更に、もう1つの理由としては、 「ベガ型星 | のようにデブリディスクが付随されてい る天体は中間・遠赤外線域に明るさの超過が見られる ことがある、この超過は過去の観測からどの天体に超 過の有無があるか天体毎にわかっているが、その超過 分をモデルで予測することが事実上不可能の為に、明 るさを正確に予測できない、よって、中間・遠赤外線 域の明るい標準星(例えば100ミクロンで1Jyを超える 天体)は10天体程しか存在していない.

一方で、電波観測では、火星・天王星・海王星といった惑星が、標準星として、使用されている.これら惑星の標準星は標準星としてはとても明るく、例えば、 一番暗い海王星でも、100ミクロンで300 Jy程の明る さがある.即ち、遠赤外線域では、標準星として使用 できる惑星と恒星の明るさに1.5桁ほどのギャップが 出来ていることになる(図1).

この明るさのギャップを埋める為に中間・遠赤外線 域では小惑星を標準星として使用することが提案され, 実際にISO赤外線宇宙天文台では遠赤外線域の標準星 として使用された[e.g., Müller & Lagerros 1998].中 間・遠赤外線域の小惑星は太陽光の反射でなく,太陽 光を吸収してその熱輻射で輝いている.熱輻射による 明るさは見かけの断面積に大きく依存する.しかしな がら,小惑星は一般的に形状が歪であり,自転軸や絶 対的な大きさを正確に測ることが困難な為に,精度高 く明るさを予測することは難しい様に思われる.但し, ベスタのように形状や絶対的な大きさ・自転ベクトル が分かっている小惑星は地球から見た断面積が精度良 く予測できる為に,高い精度で中間・遠赤外線域の明 るさを予測が可能である.

ベスタのフラックス予測の確からしさ(大凡5%程 度の確からしさ)は確かめられている[e.g., 36]が,自



図1: 遠赤外線標準星天体のフラックス. フラックスの大きい順 に, 青線:天王星・海王星. 赤線:1ケレス・4 ベスタ・7 イリス・511 ダビダ・47 アグライヤ. 緑線: α Booアーク トゥルス・β Andアンドロメダ座ベータ星・α Cmaシリ ウス・やぎ座オメガ星・Θ Umiこぐま座シータ星

表1: ベスタの中間赤外線域での観測値. モデル値はStandard Thermal Modelによるもの.

band	observed flux	Model
8.7 um	121 Jy	146 Jy
18.8 um	468 Jy	420 Jy

前での小惑星標準星整備の為に,あかり赤外線天文衛 星打ち上げ以前の2003年に国立天文台ハワイ観測所 の8.2mすばる望遠鏡のCOMICS装置で中間赤外線領 域のベスタの測光観測を行った(表1)[37].

8.7ミクロンと11.8ミクロンの観測の結果,それぞ れの観測と簡易熱モデル予測値の差は10-20 %精度あ り,過去行われた研究と比較すると多少大きめな数値 になった.しかしながら,地上の中間赤外線の絶対値 の測光精度は良くても10 %ほどであり,簡易熱モデ ルをしたことによることから考えると観測と予測値は 一致していると考えて良い.

そこで、ベスタも含めた物理的素性のよく分かって いる55個の小惑星を標準星として用いて、筆者を含 めた研究グループでは、あかり赤外線天文衛星の遠赤 外サーベイの恒星カタログ[38]の較正、及び、小惑星 カタログ[39]の較正を行った、異なる手法で較正され たIRAS赤外線天文衛星やWISE赤外線天文衛星で得 られたそれぞれの直径の値とあかり赤外線天文衛星で 得られた小惑星のカタログの直径の値が10%以内の 精度で一致していることが確認されている[40].この

1.05

1.00

0.95

0.90

0.85

Normalized reflectance 1.05 1 0.95 Ţ Î 0.9 0.85 0.8 0.75 2 2.2 2.4 2.6 2.8 3.2 34 3 Wavelength [µm]

図2:過去のベスタの3ミクロン帯の観測. △は[42],○は[43] のデータ.これらのデータだけみると、3ミクロン帯の観 測が無い様に見えるが、◆の[44]と+の[45]のデータと組 み合わせると、3ミクロン帯の吸収があるように見える.

ことはあかり赤外線天文衛星で用いた較正法の正しさ を示している.

このように、小惑星ベスタは明るさの絶対値を決定 する為に、非常に有用な小惑星の1つであるというこ とが出来る、それを裏付けように、ベスタはあかり赤 外線天文衛星以降の天文衛星であるHerschel宇宙望 遠鏡の3つの機器のPACS・SPIRE・HIFIの絶対値較 正にも使用されている[41].

### 3.3ミクロン帯観測に関わる研究

筆者は小惑星の含水鉱物の将来の研究(あかり赤外 線天文衛星による近赤外分光サーベイ観測計画立案の 準備)の為に、その時点で公開されていた3ミクロン 帯の多色測光・分光データを中心に検証を行っていた. 検証のポイントとしては、単純に1つの論文のデータ を眺めるだけでなく、異なる波長域の多色測光・分光 データを組み合わせて、3ミクロン帯の吸収の有無を 調べたことである.ベスタの3ミクロン帯の観測は2 つの論文[42.43]を単独に見てみると(図2の△印と○ 印をそれぞれ単独にみると), それぞれ3ミクロン帯 の吸収は無い様に見える。しかしながら、2.5ミクロ ンまでの連続的なスペクトル[44, 45]を組み合わせて みると、明らかに少なくとも5%程の3ミクロン帯の 吸収があることが判明した(図2). ベスタは序章で紹



1.15

1.10

1.05

1.00

0.95

図3: ベスタの3ミクロン帯の観測.黒線が2003年3月1日,赤線 が2003年3月2日のスペクトルデータ、3月2日のデータに3 ミクロン帯の吸収があることがわかる.

介した様に分化した小惑星として知られていたことも あり、3ミクロン帯の吸収があることは『この当時』は あり得ないことと暗黙の内に考えられていた. それ故. 見いだした結果はそれと矛盾する結果であった。但し、 組み合わせたデータには観測誤差があり、また、ベス タの過去の3ミクロン観測が対象波長帯を同時刻に取 得できない多色測光のデータの為に、ベスタ自身の変 光度(可視光域で最大差で約0.2等くらい)の影響も捨 てきれなかった.この問題を解決する為には3ミクロ ン帯の分光観測を行う以外は方法が無かった.

そこで、筆者は1.9~3.5ミクロンの波長帯での分光 観測を2003年にハワイ・マウナケアにある英国合同 天文センターの3.8mUKIRT望遠鏡のCGS4装置を使 用して行った. 観測の結果, 大凡数%程度の吸収が あることが判明した(図3). この結果はすぐさま雑誌 に投稿したが、吸収レベルが%レベルと言うことと 上述の様な理由から、なかなかすんなりとは受理はさ れなかったが、観測から半年程度で世の中に公開され た[46].

3ミクロン帯の吸収としては成因がいくつか考えら れた. 1つめとしては太陽風による陽子の打ち込みに よるベスタ表層上で含水鉱物の生成説[46]。2つめは 炭素質コンドライトのような天体衝突によってもたら された外因説[46]、3つ目は炭素質コンドライト天体 族起源の惑星間塵がベスタに降り積もったという外因

1.15

1.1

説が考えられた[47]. 論文を書いた当初では3つの説 の内,筆者は2・3つめの説が有力と考えていた.当 時は,他の天体上で陽子の打ち込みによる含水鉱物の 生成が確認されていないこと,ホワルダイト内に CM2コンドライトの欠片が見つかっていること,ベ スタでの衝突速度を考えると衝突圧力的に含水鉱物が 消えないことからである.しかしながら,10年経っ た現在では,研究の進歩があり,必ずしもそうとは言 えない状況にある.

1つ目の重要な研究は2009年に、月での含水鉱物 の発見である[48, 49]. 元々月での含水鉱物の存在は 月起源隕石での炭素質コンドライトの発見から推定し ていた[46]が、成因としてはそれではなく、磁場のな い月表面に太陽風によって陽子が打ち込まれたことが 成因として考えられた. その後の研究で、3ミクロン 帯の含水鉱物の吸収の形が、蛇紋石やスメクタイトと 言った層状珪酸塩鉱物の吸収の位置(ピークが2.7ミク ロン付近)が異なり、太陽風による陽子の打ち込みに よって人工的に作った鉱物と吸収の位置(ピークが2.8 ミクロン付近)が一致していること[50]から、太陽風 起源説が決定的であると考えられている. 2つ目の重 要な研究は、Dawn探査機によって、3ミクロン帯の スペクトルが取得されたことである[51]. ちなみにだ が、実は2003年の筆者の研究結果はそれまでは色眼 鏡で見られていた感はあったが, Dawn 探査機によっ て、その正しさが証明されたことになった[52].

地上望遠鏡で大気吸収がある故に連続的にスペクト ルが取得出来ないないが, Dawn探査機での観測は真 空中下で行われたので、3ミクロン帯のスペクトルが 連測的に取得された. その結果を見ると,実は月の3 ミクロン帯のスペクトルと同様に太陽風による陽子の 打ち込みによって人工的に作った鉱物と吸収に位置が 一致していることが分かった. このことはベスタ表層 の3ミクロン帯の吸収の成因として,太陽風による陽 子の打ち込みもその候補として挙げることができる.

しかし一方で, Dawn探査機に以外の2つの研究: ベスタ表層の可視・近赤外のスペクトルが赤化してい ないことからの磁場の存在を示唆する研究[53]と HEDの磁場測定から現在も磁場が存在する可能性を 示唆する研究[54]からは, ベスタ表層の太陽風の影響 は否定されている.また, Dawn探査機の結果から, ベスタ表面には可視光で見ると局所的にアルベドの暗 い場所が所々に存在し、それらは炭素質コンドライト の衝突の結果と考えられている[55,56]. そのような 衝突の繰り返しで、宇宙風化の蓄積が無くなっている とも考えられている.

但し、Dawn探査機は磁力計を搭載していなかった 為に、ベスタに磁場が存在しているかどうかは現時点 では実際の所はっきりと確定していない.よって、少 なくとも含水鉱物の太陽風成因説をはっきりと否定す る事ができない.3ミクロン帯のスペクトルの形から その起源を考えると、ベスタの磁場が太陽風に影響を 与えるほどは存在していないという説に一票を投じる ことになるかと思われる。

# ライトカーブ観測によるベスタの 巨大衝突に関わる研究

序章でも述べたが、ベスタは族を形成し、その近傍 にはV型小惑星が多く存在しているが、それらV型小 惑星はベスタで起きた巨大衝突によってベスタから飛 び出してきた破片と考えられている[e.g., 29]. よって、 破片であるV型小惑星の研究を行うことによって、ベ スタの衝突に関する情報が得られる可能性がある。そ こで筆者は、ベスタが存在している内側小惑星帯に数 多く存在しているV型小惑星のライトカーブ観測を 行った[57].

2003~2005年の間に東京大学木曽観測所の1.05 m シュミット望遠鏡と0.3 m望遠鏡, 宮坂天文台の0.25 m/0.36 m望遠鏡, 紀美野町みさと天文台の1.05 m望 遠鏡, 国立天文台岡山天体物理観測所の0.5 m望遠鏡, ハワイ・マウナケアにあるハワイ大の2.24 m望遠鏡 の7台の望遠鏡を用いて, 22個のV型小惑星のライト カーブを取得し, その内19個の天体の周期が判明し た(表2). なお, 副産物として, V型小惑星を観測し た視野に写ったV型以外の15個の小惑星が検出され, そのうち, 13個の自転周期が判明した. 自ら取得し た19個のV型小惑星の自転周期に加え, ライトカー ブデータベース[58]に公開されているV型小惑星のデ ータを集めて, 総計59天体のV型小惑星の角速度分 布を調べた(図4).

小惑星の角速度分布は特に直径40 km以上の天体 ではマクスウェル分布と一致することが知られている [59]. 衝突履歴があるとマクスウェル分布になるとい う理論的な研究[60]から,直径40 km以上の天体では



図4: 内側小惑星帯のV型小惑星の角速度分布.実線が観測データ.破線が観測データをマクスウェル分布でフィットした線.一致していないことがわかる.

表2: 観測したV型小惑星. 副次的に観測された小惑星はスラッ シュの後に示す.

望遠鏡	V型小惑星/副次的に観測された小惑星
Kiso 1.05m	1933 2011 2508 2511 2640 2795 3307 3657 3900 4005 4147 4977 8645 10285 10320 / 477 1455 3192 6664 10389 10443 11321 18950 22034 29976 41051 46121
Kiso 0.3m	2511 2653 4796 6331
Miyasaka 0.25m	2653
Miyasaka 0.36m	1933 2011 3900 4005 4434 4796 6331 8645 / 477 11321 89481
Misato 1.05m	4383 4796
Okayama 0.5m	6331
UH 2.28m	4383

天体衝突の履歴が残っているということが知られてい る.しかしながら、V型小惑星の角速度分布はマクス ウェル分布とKolmogorov-Smirnov検定で凡そ90%の 確率で一致しない結果になった.このことから、これ らV型小惑星達が衝突時に獲得した衝突履歴が消え てしまったことが考えられる.

他の族の角速度分布と比較してみると、コロニス族 [61]、フローラ族[62]、マリナ族[63]も同様にマクスウ ェル分布と一致しない結果になっている.それぞれの 論文で、マクスウェル分布と一致しない理由として、 YORP(Yarkovsky-O'Keefe-Radzievskii-Paddack)効 果によって、角速度分布がマクスウェル分布から外れ たと述べられている.実際に、これらの族の多くの天 体はYORP効果が効くとされる40 km以下で構成さ れており、また、衝突破壊年代もそれぞれ2.5 Gyr、3 Gyr、1 Gyとされており、YORP効果が十分働くだけ のタイムスケールである.

V型小惑星の殆どが直径40 kmという事実と前述の 他の族と要因から考えると、V型小惑星の角速度分布 のマクスウェル分布と一致しない結果の要因はGy く らいのタイムスケールでYORP効果が効いた結果と 推定することができる.

ベスタ上で大規模な衝突破壊が何時行われたかとい う研究は幾つかある。1996年にベスタ族の数値シミ ュレーション研究が行われ、族形成年代が大凡1 Gv 前とされた[64]. 2003年に小惑星帯にあるダストバン ドは5-250 Mvr前に衝突破壊された族がその源とされ たが、ベスタ族にはそれに対応するダストバンドがな いので、それより古いと考えられている[65]、2005年 に小惑星帯のサイズ分布の再現研究から約20%の確 率で3.5 Gyr前にベスタ族が形成されたとされた[66]. 2007年にベスタに近接する小惑星の軌道シミュレー ションを行い族形成年代を大凡1.2 Gvr前とした[67]. 2008年に軌道進化シミュレーションから少なくとも1 Gy前にベスタ族が形成されているとした[68]. Dawn 探査機で観測された南半球の巨大クレーターのクレー ター個数の観測から、2つの巨大クレーターが1 Gyr 前に形成されたと見積もった[69]. これらの結果は内 側小惑星帯のV型小惑星がGy くらいの年代で現在の サイズの小惑星となり、その結果YORP効果が働い たという結論と矛盾しない.

### 5. 衝効果に関わる研究

位相角が0度に近づいた時に急激に明るくなる現象 「衝効果」は1895年に土星のリングで確認されており [70], 1922年に月[71]で, 1967年に火星で確認されて いる[72]. 小惑星での衝効果の現象は1956年に確認さ れ[73], ベスタ自身も1967年に確認されている[74].

衝効果の原因として影効果と干渉性後方散乱の2つ が考えられている[e.g., 74]. 影効果は表面にある凸凹 が明るさに寄与するという効果であり,小惑星では位 相角が7.8度から現れる現象である.干渉性後方散乱 は表層が明るく,かつ,位相角が1~2度以内の場合 に現れる現象である[75].衝効果による干渉性後方散

望遠鏡	位相角 [度]
Sagamihara 0.064m	0.2, 0.3, 0.8, 0.9, 1.1, 1.2, 1.3, 3.1, 3.2, 4.1, 4.2, 6.0, 6.1, 6.8, 6.9, 7.0, 9.4, 9.5, 10.2, 10.3, 10.4, 12.4, 12.5, 12.8, 12.9, 15.3, 22.6, 22.7, 22.8, 23.2, 23.7, 23.8
Miyasaka 0.36m	0.1, 0.2, 0.4, 0.8, 0.9, 1.1, 1.2, 1.3, 1.4, 1.6, 1.7, 2.6, 2.7, 10.3, 10.6, 10.7, 10.8, 13.5, 13.6, 16.0, 17.8, 17.9, 21.0, 21.1, 21.2
Nishiharima 0.076m	0.2, 0.4, 18.1, 19.4, 23.2, 23.7, 23.8
Maidanak 0.6m	0.1
Nishiharima 2.0m	20.3, 20.9
Okayama 1.88m	24.9

表3: ベスタの測光観測と分光観測.

表4:ベスタの反射率とHapkeモデルによる空隙率および密度.

波長帯	アルベド	空隙率	密度 [kg/m³]
B(CB有)	0.353	0.575	1300
B(CB無)	0.321	0.7	900
Rc(CB有)	0.407	0.4	1900
Rc(CB無)	0.335	0.5	1600
z'(CB有)	0.305	0.65	1100
z'(CB無)	0.298	0.7	900

乱の有無を調べる為には位相角が1度以内の観測が必 須である.但し、ベスタの低位相角の観測は位相角が 1.2度までの観測しか無く、そもそも1.2度未満での位 相関数の変化が分からなかった.序章でも述べたが、 ベスタはあらゆる観測手法で観測が行われ、Dawn探 査機のランデブーも行われ、それらによってベスタの 知りうる物理情報は殆ど分かっているが、実は1度以 下の低位相角での位相関数の振る舞いが実は判明して いなかった.

2006年初頭にベスタの位相角が0.1度になる事に気 がついた筆者はベスタの低位相角から高位相角まで広 い範囲の位相関数を取得する為の観測を行った. なお, ベスタは軌道傾斜角が地球の軌道傾斜角と異なってい る為に,位相角が0.1度近くになるのは百年に1回程 しかない.

JAXA宇宙科学研究所屋上に仮設置した0.064 m望 遠鏡と宮坂天文台の0.36 m望遠鏡,兵庫県立大学西 はりま天文台の0.6 m望遠鏡にガイド望遠鏡として同 架されている0.076 m望遠鏡、ウズベキスタン・マイ ダナク天文台にある0.6 m望遠鏡を用いて測光観測を, 兵庫県立大学西はりま天文台の2.0 mなゆた望遠鏡と 国立天文台岡山天体物理観測所の1.88 m望遠鏡を使 って分光観測を行った[76](表3).測光観測はB, Rc, z'



図5:ベスタのRバンドの位相関数.点は観測データ,点線は フィットした影効果のみのHapkeモデル,実線はフィッ トした影効果と干渉性後方散乱のHapkeモデル,点線は フィットした影効果と干渉性後方散乱(Bc0=0)のHapkeモ デル.影効果と干渉性後方散乱のHapkeモデルが良く一致 しているのがわかる.

の3バンドで行った. 位相角0.1~23.8度の間で, 測光 データを取得したが, Rosetta 探査機とDawn 探査機で, 位相角30度を超えるデータを取得されているので, それらのデータも位相関数導出に用いた[77, 78].

観測によって得られた結果は図5に示す.物理情報の取得の為に干渉性後方散乱が考慮されたHapkeモデルでフィットしている[e.g., 79].

$$\begin{split} \frac{I_{\lambda}}{F_{\lambda}} = \left[ \left( \frac{w_{\lambda}}{8} \left[ \left( 1 + B_{SH_{\lambda}}(\alpha) \right) P_{\lambda}(\alpha) - 1 \right] + \frac{r_{0_{\lambda}}}{2} (1 - r_{0_{\lambda}}) \right) \left( 1 - \sin \frac{\alpha}{2} \tan \frac{\alpha}{2} \ln \left[ \cot \frac{\alpha}{4} \right] \right) \right. \\ \left. + \frac{2}{3} r_{0_{\lambda}}^{2} \left( \frac{\sin \alpha + (\pi - \alpha) \cos \alpha}{\pi} \right) \right] (1 + B_{CB_{\lambda}}(\alpha)) K_{\lambda}(\alpha, \bar{\theta}_{\lambda}), \end{split}$$

ここで、 $w_{\lambda}$ は単粒子散乱能、 $P_{\lambda}(\alpha)$ はHenyey-Greenstein位相関数、 $K_{\lambda}(\alpha, \theta_{\lambda})$ は表面の凸凹に関する 補正項、 $r_{0,\lambda}$ は下記の式で示される。

$$r_{0_{\lambda}} = \frac{1 - \sqrt{1 - w_{\lambda}}}{1 + \sqrt{1 - w_{\lambda}}},$$

*B*<sub>SHλ</sub>(α)と*B*<sub>CBλ</sub>(α)は下記の式で示される.

$$B_{SH_{\lambda}}(lpha) = rac{B_{S0_{\lambda}}}{1+rac{1}{h_{S_{\lambda}}} anrac{lpha}{2}},$$

$$B_{CB_{\lambda}}(lpha) = B_{C0_{\lambda}} rac{1 + rac{1 - \exp\left(-rac{1}{h_{c_{\lambda}}} \tan rac{lpha}{2}
ight)}{rac{1}{h_{c_{\lambda}}} \tan rac{lpha}{2}}}{2\left(1 + rac{1}{h_{c_{\lambda}}} \tan rac{lpha}{2}
ight)^2},$$

 $B_{S0\lambda} と h_{S\lambda}$ は影効果の項の振幅と半値幅であり,  $B_{C0\lambda} と h_{C\lambda}$ は干渉性後方散乱の項の振幅と半値幅である.

フィットして得られたパラメータからまず, Hapke

モデルより空隙率を求めることができる.

$$h_{S_{\lambda}} = -\frac{3}{8} \frac{\sqrt{3}}{\ln\left(\frac{d_{l}}{d_{s}}\right)} \ln \rho_{\lambda},$$

*p*<sup>λ</sup>は空隙率, *dl/ds*は構成粒子の最大・最小直径比で ある.空隙率と構成粒子の最大・最小直径比を用いる と表層レゴリス層の空隙率を求めることが出来る.

各バンドで異なるが0.4~0.7の間での空隙率であった(表4). ベスタのレゴリス層の真密度をユークライトと同程度と仮定するとその密度は900 - 1900[kg m<sup>3</sup>]となった.

各バンドのアルベドが下がると、各バンドのバルク 密度が小さくなることもわかった(表4). レゴリスの バルク密度は表面に近いほど、小さくなることが分か っている[80]. よって、アルベドが低いバンドでのバ ルク密度の情報は、より表面付近のバルク密度を示し ている可能性がある.

次に衝効果の成因について探った.衝効果で,影効 果のみ・影効果と干渉性後方散乱の2パターンでフィ ットをおこなった.その結果,影効果と干渉性後方散 乱でフィットした方が良く一致していることが分かり, 影効果のみだと,特に位相角1度未満のデータを説明 できなかった.このことからベスタは位相角1度未満 では干渉性後方散乱の効果が色濃く出ることが分かっ た.

干渉性後方散乱の強度はベスタの場合はアルベドと 相関があることが分かった.このことは干渉性後方散 乱が,アルベドが高い粒子,即ち,透明度の高く,反 射率の高い粒子の多重散乱で引き起こされている事を 示している.

#### 6. まとめ

筆者は天文観測的手法観測的手法で、

- 3ミクロン帯の分光観測から、ベスタ表層に含水 鉱物の吸収があることを発見した。
- 2) V型小惑星の観測で、それらが破片として、ベス タから飛び出した年代を示した。
- 位相関数の観測から、ベスタ表層の密度を示し、 衝効果の原因を明らかにした。

筆者が行ったこれらの研究結果は,最新の観測技術 を用いての王道の研究というよりかは,既知のデータ から未知であることを探しだし,それに対して,観測 を行ったアイデア勝負の王道から外れた研究であった と言えよう.しかしながら,これら研究がベスタの物 理的性質解明に一役買ったということは言うことがで きるかと思う.

#### 謝 辞

本研究は様々な方にサポートされて実行された. 標準星の研究を進めるにあたっては,藤原英明氏, 片 坐 宏 一 氏,藤 吉 拓 哉 氏,T. G. Mueller 氏,M. Cohen 氏,R. Moreno 氏,大坪貴文氏,関口朋彦氏, 山村一誠氏にお世話になった.

3ミクロンの研究を進めるにあたっては村川幸史氏, 石黒正晃氏,野中秀紀氏,高遠徳尚氏,Chris J. Davis氏,上野宗孝氏,廣井孝弘氏にお世話になった. V型小惑星の研究を進めるにあたっては,宮坂正大氏, 三戸洋之氏,猿楽祐樹氏,小澤友彦氏,黒田大介氏, 吉田道利氏,柳澤顕史氏,清水康広氏,長山省吾氏, 戸田博之氏,沖田喜一氏,河合誠之氏,北里宏平氏, 吉住千亜紀氏,西原説子氏,縫田明理氏,森真知子氏, 関口朋彦氏,石黒正晃氏,阿部琢美氏,安部正真氏に お世話になった.

衝効果の研究を進めるにあたっては, 宮坂正大氏, 時政典孝氏, 十亀昭人氏, M. A. Ibrahimov氏, 吉田 二美氏, 尾崎忍夫氏, 石黒正晃氏, 安部正真氏, 黒田 大介氏にお世話になった.

過去の入手困難な文献検索と本原稿執筆と校正にお いて,臼井文彦氏には大変お世話になった.

査読者として,原稿を丁寧に読んでいただき,大変 有益なコメントをくださった廣井孝弘氏に心より感謝 いたします.

本研究はJAXAあかり赤外線天文衛星と国立天文 台すばる望遠鏡によって実施された観測結果を使用し た.英国合同天文センターと国立天文台との国際協力 の枠組みによって英国UKIRT望遠鏡を使用させてい ただいた.また,宮坂天文台,東京大学木曽観測所, 国立天文台岡山天体物理観測所,兵庫県立大学西はり ま天文台,紀美野町みさと天文台,ハワイ大学天文学 研究所,ウルグベク天文研究所マイダナク天文台の望 遠鏡を使用して,観測が行われた.

本研究はJAXA宇宙科学研究所スペースプラズマ 共同利用のサポートを受けている.

## 参考文献

- Aspin, J. 1825, A Familiar Treatise on Astronomy: Explaining the General Phenomena of Celestial Bodies (London: Samuel Leigh).
- [2] Harrington, M.W., 1883, Amer. J. Sci. 26, 464.
- [3] Bobrovnikoff, N.T., 1929, Lick Obs. bull. 407, 18.
- [4] Lyot, B., 1934, Bull. Astron. 67, 3.
- [5] Stephenson, C.B., 1951, AJ 114, 500.
- [6] Gehrels, T., 1967, AJ 72, 929.
- [7] Hertz, H.G., 1968, Science 160, 299.
- [8] Allen, D.A., 1970, Nature 227, 158.
- [9] McCord, T. et al., 1970, Science 168, 1445.
- [10] Taylor, R.C., 1973, AJ 78, 1131.
- [11] Larson, H.P. & Fink, U., 1975, Icarus 26, 420.
- [12] Johnson, T.V. et al., 1975, ApJ 197, 527.
- [13] Worden, S.P. et al., 1977, Icarus 32, 450.
- [14] Conklin, E.K. et al., 1777, in: Comets, asteroids, meteorites (Toledo: University of Toledo), 261.
- [15] Blanco, C. & Catalano, S., 1979, Icarus 40, 359.
- [16] Degewij, J. et al., 1979, Icarus 40, 364.
- [17] Dickel, J.R., 1979, in Asteroids, ed. T. Gehrels (Tucson: University of Arizona Press), 212.
- [18] Williams, J.G., 1979, in Asteroids, ed. T. Gehrels (Tucson: University of Arizona Press), 1040.
- [19] Butterworth, P.S. et al., 1980, Nature 287, 701.
- [20] Matson, D.L., 1986, Infrared Astronomical Satellite Asteroid and Comet Survey (Pasadena: Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology).
- [21] Drummond, J.D. et al., 1988, Icarus 73, 1.
- [22] Johnston, K.J. et al., 1989, AJ 98, 335.
- [23] Zappalà, V. et al., 1990b, AJ 100, 2030.
- [24] Cruikshank, D.P. et al., 1991, Icarus 89, 1.
- [25] Dunham, D.W. et al., 1991, in: Comets, asteroids, meteorites 1991 (Houston, Lunar and Planetary Institute), 54.
- [26] Binzel, R.P. & Xu S., 1993, Science 260, 186.
- [27] Mitchell, D.L. et al., 1996, Icarus 124, 113.
- [28] Dumas, C. & Hainaut, O.R., 2006, in Workshop on Evolution of Igneous Asteroids: Focus on Vesta and the HED Meterorites, ed. D. W. Mittlefehldt & J. J. Papike

(Houston: Lunar and Planetary Institute), 7.

- [29] Thomas, P.C. et al., 1997, Science 277, 1492.
- [30] Müller, T.G. & Lagerros, J.S.V., 1998, A&A 338, 340.
- [31] Li, J.-Y. et al., 2010, Icarus 208, 238.
- [32] Li, J.-Y. et al., 2011, Icarus 216, 640.
- [33] Gundlach, B. & Blum, J., 2013, Icarus 223, 479.
- [34] Russell, C.T. et al., 2012, Science 336, 684.
- [35] Landolt, A.U., 1992, AJ 104, 340.
- [36] Müller, T.G. & Lagerros, J.S.V., 2002, A&A 381, 324.
- [37] Fujiwara, H. et al., Private Comm..
- [38] Yamamura, I. et al., 2010, http://www.ir.isas.jaxa.jp/ ASTRO-F/Observation/PSC/Public/RN/AKARI-FIS\_ BSC\_V1\_RN.pdf.
- [39] Usui, F. et al., 2011, PASJ 63, 1117.
- [40] Usui, F. et al., 2014, PASJ 66, 56.
- [41] Müller, T.G. et al., 2013, Exp. Astron. 37, 253.
- [42] Lebofsky, L.A., 1980, AJ, 85, 573.
- [43] Feierberg, M.A. et al., 1985. Icarus 63, 183
- [44] Bell, J.F. et al., 1988, Proc. Lunar Planet. Sci. Conf. XIX, 57.
- [45] Le MouÈlic, S. et al., 2001, Proc. Lunar Planet. Sci. Conf. XXXII, 1094.
- [46] Hasegawa, S. et al., 2003, Geophys. Res. Lett. 30, 2123
- [47] Hasegawa, S. et al., 2004, Proc. Lunar Planet. Sci. Conf. XXXV, 1458.
- [48] Clark, R.N., 2009, Science 326, 562.
- [49] Pieters, C.M. et al., 2009, Science 326, 568.
- [50] Ichimura, A.S. et al., 2012, EPSL 345-348, 90.
- [51] De Sanctis M.C. et al., 2013, Metrotit. Planet. Sci. 48, 2166.
- [52] Clark, B.E., 2012, Nature 491, 45.
- [53] Marchi, S. et al., 2010, ApJ 721, L172.
- [54] Fu, R.R. et al., 2012, Science 338, 238.
- [55] McCord, T.B., 2012, Nature 491, 83.
- [56] Reddy, V. et al., 2012, Icarus 221, 544.
- [57] Hasegawa, S. et al., 2014a, PASJ 66, 53.
- [58] Warner, B.D. et al., 2009, Icarus 202, 134.
- [59] Pravec, P. et al., in Asteroids III, ed. W.F. Bottke, A. Cellino, P. Paolicchi, & R.P. Binzel (Tucson: University of Arizona Press), 113.
- [60] Salo, H., 1987, Icarus 70, 37.

- [61] Slivan, S.M. et al., 2008, Icarus 195, 226.
- [62] Kryszczyńska, A. et al., 2012, A&A 546, A72.
- [63] Kim, M.-J. et al., 2014, AJ 147, 56.
- [64] Marzari, F. et al., 1996, A&A 316, 248.
- [65] Nesvorný, D. et al., 2003 ApJ 591, 486.
- [66] Bottke, W.F. et al., 2005, Icarus 175, 111.
- [67] Carruba, V. et al., 2007, A&A 465, 315.
- [68] Nesvorný, D. et al., 2008, Icarus 193, 85.
- [69] Marchi, S. et al., 2012, Science 336, 690.
- [70] Seeliger, H., 1895, Abh. Bayer. Acad. Wiss. Math. Naturwiss. Kl. 18, 1.
- [71] Barabashev, N.P., 1922, Astron. Nachr. 217, 445.
- [72] O'Leary, B.T., 1967, AJ 149, 147.
- [73] Gehrels, T., 1956, ApJ 123, 331.
- [74] Muinonen, K. et al., 2002, in Asteroids III, ed. W.F.Bottke, A. Cellino, P. Paolicchi, & R.P. Binzel (Tucson: University of Arizona Press), 123.
- [75] Mishchenko, M.I. et al., 2006, Appl. Opt. 45, 4459.
- [76] Hasegawa, S. et al., 2014b, PASJ 66, 89.
- [77] Fornasier, S. et al., 2011, A&A 53, L9.
- [78] Li, J.-Y. et al., 2013, Icarus 226, 1252.
- [79] Hapke, B., 2002, Icarus 157, 523.
- [80] Houston, W.N. et al., 1974, Proc. fifth Lunar Planet. Sci. conf. Suppl.5, Geochim. Cosmochim. Acta 3, 2361.