

いよいよ動き出した Hyper Suprime-Cam

Department of Astrophysical Sciences, Princeton University

宮武 広直

miyatake@astro.princeton.edu

東京大学大学院理学系研究科

相原 博昭

aihara@phys.s.u-tokyo.ac.jp

2012年(平成24年)11月19日

1 はじめに

1990年代後半に、複数のグループによる超新星の観測から、宇宙は加速膨張していることが発見された [1, 2]。その後の Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) による宇宙背景放射の高精度観測 [3] や、Sloan Digital Sky Survey (SDSS) を始めとするバリオン音響振動の測定 [4] などから、我々の宇宙は、有限の宇宙定数 Λ を持ち、曲率はゼロ、さらに冷たい暗黒物質 (Cold Dark Matter) を持つ Λ CDM 模型とよく一致することがわかった。宇宙の全エネルギー密度の大部分である約 73% は宇宙定数 (またはより一般化したものとして暗黒エネルギー) に、約 23% が暗黒物質に占められ、既知の物質が占めるのは残りのたった約 4% であることがわかった。暗黒物質は、宇宙物理・素粒子物理の両面から盛んに研究がなされ、その性質や質量の制限が調べられている。一方、暗黒エネルギーは、宇宙のエネルギー密度の大部分を占めているにも関わらず、素粒子物理学的な正体が全くわかっていない。まさに現代物理学の超難問である。現在、暗黒エネルギーの性質を明らかにするための観測が数多く計画されている。

暗黒エネルギーの性質に制限を付けるための有力な手法の一つとして考えられているのが、重力レンズ効果を使う方法である。光は測地線に沿って進むので、質量の存在により曲がった空間を光が通ると、遠方の銀河は歪んで観測される。これが重力レンズ効果である。逆に天球上に散りばめられた銀河の歪みを観測すれば、暗黒物質を含む宇宙の 3次元質量地図を作ることができる。宇宙は遠方に行くほど過去に遡るので、近い宇宙と遠方の宇宙の質量地図を比較することで、宇宙の構造進化を追うことができる。この宇宙の構造進化は暗黒エネルギーの性質に依存する。よって、3次元質量地図から宇宙の

構造進化を紐解くことで、暗黒エネルギーの性質を知ることができる。

Hyper Suprime-Cam (HSC) は、銀河の赤方偏移の平均 $\langle z \rangle \simeq 1$ (宇宙年齢にして約 60 億年に相当) の深いサーベイを行い、約 1 億個の銀河を用いた重力レンズ効果の測定から暗黒エネルギーの性質や宇宙論パラメータに制限をつけることを目的としている。HSC はすばる望遠鏡の次期主焦点カメラであり、直径 1.5 度という広視野をもつ。今年 8 月に完成し、ファーストライトで天体からの光をとらえることに成功した。

本稿では、まず、HSC が目指す物理を解説した後、HSC の行うサーベイについて説明する。その後、HSC 本体やソフトウェアの詳細について述べる。

2 HSC が目指す物理

2.1 宇宙の膨張則

ここでは、宇宙の膨張則について考える。アインシュタイン方程式

$$G_{\mu\nu} + \Lambda g_{\mu\nu} = \frac{8\pi G}{c^4} T_{\mu\nu} \quad (1)$$

は空間 (左辺) とその中にある物質 (右辺) とを関係づける。ここで、 Λ は宇宙定数、 $g_{\mu\nu}$ は 4次元計量、 $T_{\mu\nu}$ は物質のエネルギー運動量テンソルである。よく知られているように、宇宙定数はもとのアインシュタイン方程式にはなかった。当時、宇宙は遠い過去から遙か未来まで変わらないもの、つまり定常的であると考えられており、定常宇宙を実現するためにアインシュタインが後から導入したという経緯がある。ただし、この定常宇宙は不安定解であり、理論的に好ましいものではなかった。その後、1929年にエドウィン・ハッブルがハッブルの法則、つまり宇宙膨張の証拠を発見すると、アインシュタイン

は定常宇宙の考えを「人生最大の過ち」として取り下げた。そしてしばらくの間、宇宙定数は忘れ去られることになる。

一様等方宇宙、つまり宇宙に特別な場所や方向がないと仮定すると¹、アインシュタイン方程式は次の2つの方程式に帰着する:

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3c^2} \sum_A \rho_A - \frac{c^2 K}{a^2} + \frac{c^2 \Lambda}{3}, \quad (2)$$

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3c^2} \sum_A (\rho_A + 3p_A) + \frac{c^2 \Lambda}{3}. \quad (3)$$

とくに式(2)はフリードマン方程式と呼ばれる。ここで、 $a(t)$ は宇宙の大きさを相対的に示すスケール因子と呼ばれる量で、この時間変化は宇宙の膨張・収縮の度合いを表す。現在の値は $a_0 = 1$ と規格化されている。 ρ_A および p_A は宇宙の成分 A のエネルギー密度及び圧力であり、 K は宇宙の曲率である。式(2)は宇宙の膨張速度を表しており、その振る舞いを知るためには、第1項を構成する宇宙の各成分のエネルギー密度の現在の値と時間進化を知る必要がある。時間進化について言えば、非相対論的物質のエネルギー密度は a^{-3} に比例し、相対論的物質のエネルギー密度は a^{-4} に比例する。ここで、非相対論的粒子とは粒子の熱エネルギー(運動エネルギー)がその質量エネルギーに比べて十分小さい粒子を、逆に相対論的粒子とは熱エネルギーに対してその質量エネルギーが無視できる粒子を指す。例えば、現在の宇宙ではフォトンやニュートリノは相対論的粒子である。また、式(3)は宇宙膨張の加速度を表しており、その振る舞いを知るためには、さらにエネルギー密度と圧力の関係式(状態方程式)を知る必要がある。たとえば、非相対論的物質は $p_m = 0$ であるし、相対論的物質は $p_r = \rho_r/3$ である。

ここでアインシュタイン方程式を眺めてみると、宇宙定数は左辺の空間側にあるものの、これは後から手で加えられたものであるから、右辺の物質側に移項できることがわかる。つまり、宇宙定数は宇宙の一成分であると見なすことができ、

$$\rho_\Lambda = \frac{c^4 \Lambda}{8\pi G}, \quad p_\Lambda = -\frac{c^4 \Lambda}{8\pi G} \quad (4)$$

と表すことができる。宇宙定数は状態方程式 $\rho_\Lambda = -p_\Lambda$ を満たし、「負の圧力」を持つことが分かる。また、式(3)から正の宇宙定数は宇宙を加速膨張させることが分かる。先に述べたとおり、超新星の観測から宇宙の加速膨張が示唆されたのは1990年代後半であり、宇宙定数は、アインシュタインが取り下げた1930年ごろから約70年を経て復活した。

¹もちろん、銀河や太陽系があるように、宇宙は完全には一様等方ではない。しかし、数Gpcのスケール(銀河団スケールの1000倍程度)を考えると一様等方は良い近似である。

宇宙定数の状態方程式は、より一般化すると $\rho_{DE} = w_{DE} \rho_{DE}$ と書くことができる。このような宇宙の成分を暗黒エネルギーという。特に、 $w_{DE} < -1/3$ の時に宇宙は加速膨張する。宇宙背景放射以降の宇宙を考えると、WMAPの観測から宇宙の曲率はゼロ、相対論的物質の効果は無視できるので、 w_{DE} が時間発展しなければ、式(2)は、

$$H^2(t) \equiv \left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = H_0^2 \left(\Omega_m (1+z)^3 + \Omega_{DE} (1+z)^{3(1+w_{DE})} \right) \quad (5)$$

となる。ここで、 H_0 は現在の宇宙の膨張率、つまりハッブル定数である。 Ω_m と Ω_{DE} はそれぞれ非相対論的物質と暗黒エネルギーの密度パラメータと呼ばれるもので、現在のエネルギー密度を臨界密度 $\rho_c = 3c^2 H_0^2 / 8\pi G$ で割ったものである。また、スケール因子と赤方偏移の関係 $a = (1+z)^{-1}$ を用いた。

「暗黒エネルギーの性質を調べる」とは、 Ω_{DE} や w_{DE} を測定することに相当する。 $w_{DE} = -1$ であれば宇宙定数であるし、そうでない可能性もある。また、 w_{DE} が時間発展する可能性もある。現在多くの観測計画は、この w_{DE} を精密測定することを目指している。

宇宙の膨張則は超新星を用いた光度距離の測定やバリオン音響振動スケールの測定を通じて行われてきた。今後、宇宙論パラメータの縮退を解き、さらなる制限をつけるために、次に述べる宇宙の構造形成を測定しようというのが最近の宇宙論観測の流れの一つである。

2.2 宇宙の構造形成

ここまでは一様等方宇宙を見てきたが、宇宙が本当に一様等方であったなら、銀河団・銀河・星など、我々が住む宇宙の豊かな構造ができるはずはない。宇宙背景放射は極めて一様(温度にして約2.725 K)であるがその中にも小さなゆらぎ(約 10^{-5} K)があることが分かっている。この小さな構造形成の「種」が宇宙の進化とともに重力によって成長し、現在の宇宙の構造が出来上がったと考えられている。

非相対論的物質(以後単に物質と呼ぶ)の密度ゆらぎ

$$\delta(\vec{x}, t) \equiv \frac{\rho_m(\vec{x}, t) - \bar{\rho}_m(t)}{\bar{\rho}_m(t)} \quad (6)$$

の時間発展は、線形領域($\delta \ll 1$)では

$$\ddot{\delta} + 2H\dot{\delta} - 4\pi G\bar{\rho}_m\delta = 0 \quad (7)$$

と書くことができる。第2項はハッブル定数に比例しており、宇宙の膨張によってゆらぎの成長が抑制される効果を表す「摩擦項」である。第3項は重力ポテンシャルに起因する項で、物質を寄せ集める効果がある。この方程式からわかるように密度ゆらぎの成長は重力による寄せ集めと、宇宙の膨張による引き離し効果のせめぎ合い

によって決まっていることがわかる。また、この「物質」の密度ゆらぎはバリオンだけでなく、暗黒物質も含まれており、さらにバリオンよりも暗黒物質が多い(エネルギー密度にして約6倍)ことに注意してほしい。

さて、宇宙の密度ゆらぎは観測量である。しかし、宇宙の各位置での密度揺らぎは理論的に予言することはできない。なぜなら、構造形成の最初の「種」は量子力学的なゆらぎなので、原理的に確率的なものだからである。ただし、統計的性質は理論から予言することができる。よく使われるのは2点相関関数

$$\xi(x_{12}) = \langle \delta(\vec{x}_1) \delta(\vec{x}_2) \rangle \quad (8)$$

である。また、これをフーリエ変換したパワースペクトル $P(k)$ もよく使われる。実際の宇宙論観測では、データから計算した統計量と理論予言を比較することによって、暗黒エネルギーの性質を始めとする宇宙論パラメータに制限を付ける。

銀河団は暗黒物質ハローの中に棲んでいる。よって、銀河団個数も宇宙論パラメータの制限に使われる。銀河団に対応するような非線形領域の密度揺らぎの発展は式(7)のように簡単に表すことができないが、N体シミュレーションを用いて計算することができる。たとえば赤方偏移の関数として、ある質量の銀河団がいくつ存在するかという量は理論的に予言できる。これを質量関数という。この理論予言と観測結果を比較することで宇宙論パラメータに制限を付けることができる。

また、宇宙の構造形成は Λ CDM の枠組み以外にも、修正重力理論にも感度を持つことも言及しておく。宇宙の膨張則はすでに精密に測定されている一方で、宇宙の構造形成の精密測定はまさに「これから」である。思いもかけない発見があるかもしれない。

2.3 弱重力レンズ効果と宇宙論

宇宙の構造形成の観測から宇宙論パラメータに制限を付ける際に問題となるのが、「質量」の測定である。先に述べたように、この「質量」のほとんどは暗黒物質である。これを直接的に測定するのは非常に困難である。この「質量」は天体から来る光の量から推定することはできるが、常に光 \rightarrow バリオン \rightarrow 暗黒物質のモデリングが必要になり、不定性がある。たとえばSDSSなどによる銀河の撮像データから銀河の相関関数は計算されているものの、理論モデルである密度ゆらぎの相関関数と比較するのは簡単ではない。また、銀河団のメンバー銀河の特異速度やX線の光度・温度などから、銀河団質量を推定できるが、これらは常に力学平衡等の物理的仮定を必要とする。

ところが、重力レンズ効果を使えば、暗黒物質を含む全物質の質量を直接的に測定することが可能である。重

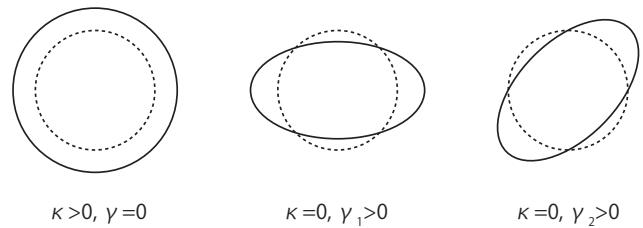


図1: 弱重力レンズが光源に及ぼす効果。点線が元の光源, 実線が弱重力レンズ効果を受けた後の像である。

力レンズ効果は天体と我々との間の質量構造によって、天体からの光路が歪められる効果である。結果として、天体が複数像になったり歪んで観測される。重力レンズ効果の説明に必要なのは一般相対論だけであり、他の物理的仮定は必要ない。

重力レンズ効果は、座標変換

$$d\vec{\beta} = \begin{pmatrix} 1 - \kappa - \gamma_1 & -\gamma_2 \\ -\gamma_2 & 1 - \kappa + \gamma_1 \end{pmatrix} d\vec{\theta} \quad (9)$$

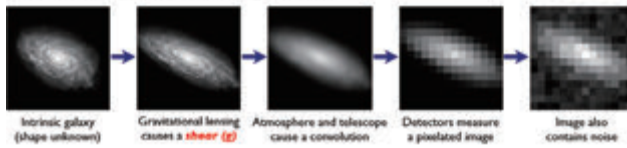
で表される。ここで、 $d\vec{\beta}$ は重力レンズを受ける前の座標系、 $d\vec{\theta}$ は重力レンズを受けた後の座標系である。 κ はコンバージェンス、 $\vec{\gamma} = (\gamma_1, \gamma_2)$ はシアーと呼ばれ、それぞれ図1に示されるような光源を等方的に拡大する効果、光源を歪め、楕円率を誘発する効果を持つ。銀河団の中心では銀河像が分裂したり、大きく引き伸ばされたりするが、ある程度外側にいくとその効果は弱くなる。これは、式(9)の $\kappa, \gamma_i \ll 1$ の極限で表され、弱重力レンズ効果という。

弱重力レンズ効果を使えば銀河団の外側のみならず、天球上に広がる暗黒物質を含む物質の質量の分布を測定することができる。この分布から統計量を引き出せば、理論と比較することが可能である。ここ最近注目されている統計量として、宇宙論的弱重力レンズ効果(コスミック・シアー)がある。これはシアーの2点相関関数である。重力レンズは光源と我々との間の質量構造によって引き起こされるのであるから、この量は直接的に密度ゆらぎの相関関数 $\xi(x)$ 、またはパワースペクトル $P(k)$ と結びつけられる。このように、宇宙論的弱重力レンズ効果は密度揺らぎを直接的に測ることができるという点でユニークである。余計なモデルを使うことなく、理論と観測の比較が直接できることが最大の利点である。

また、弱重力レンズ効果を使えば、銀河団の(暗黒物質を含む)質量も直接測定することができる。メンバー銀河の特異速度やX線の測定に比べて、物理的仮定が必要ないという点で、より少ない系統誤差で質量の測定ができる。銀河サーベイを行って、多くの銀河団の質量を測定し、質量関数を求めれば、理論予言と比較することによって宇宙論パラメータに制限をつけることができる。

The Forward Process.

Galaxies: Intrinsic galaxy shapes to measured image:



Stars: Point sources to star images:

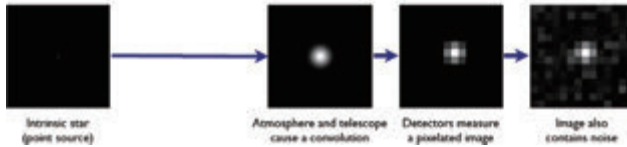


図 2: 銀河が重力レンズ効果を受けて、データになるまで (上) と、星がデータになるまで (下)。[5] より引用。

2.4 弱重力レンズ効果の測定

以上のように、弱重力レンズ効果は理論との比較という点では非常に優れている。しかし、測定の間ではチャレンジングである。図 2 は銀河が重力レンズを受けて、さらに実際我々が目にするデータになるまでを示している。まず天球上に銀河があるとする (左上の銀河像)。それが重力レンズを受けて楕円率が付加される (左上から 2 番目)。大気を通るときに光子は散乱され、望遠鏡を通るときに光学系の影響を受ける。これにより銀河像は広がり、歪む (同 3 番目)。検出器に入ると、銀河像はピクセル化される (同 4 番目)。この 2 つの効果は数学的には畳み込みで表され、そのカーネルを点広がり関数 (Point Spread Function; PSF) という。さらに検出器の各ピクセルに到達した光子数に起因するポアソン・ノイズと検出器の読み出しのノイズが加わり、実際に我々が観測する銀河像となる (右上)。HSC がターゲットにしているような $\langle z \rangle \simeq 1$ の銀河は CCD 上では数ピクセル程度の大きさであり、PSF の大きさと同程度である。よって、弱重力レンズ効果による銀河像の歪みを測定するときには、PSF をうまく補正しなくてはならない。像がぼやけることによって見かけの楕円率は小さくなるし、PSF の歪みを補正しないと、それが偽の重力レンズ信号を生み出すことになる。PSF は星の像を用いることで知ることができる (図 2 下)。星は点源と考えられるので、PSF のインパルス応答である。よって、星像を使って、PSF をモデル化することで、銀河の PSF を補正することができる。

ところで、銀河にはもともとの形があるのに、弱重力レンズ効果とどのように区別するのかと疑問に思われるかもしれない。実際には弱重力レンズ効果は銀河の形状測定の結果得られた楕円率を「平均」することによって求められる。もともとの銀河の向きはランダムだと考えられるので、無限個の銀河を平均すれば銀河固有の楕円率はキャンセルされ、弱重力レンズ効果のみが残る。現

実は観測できる銀河の数は有限なので、もちろん楕円率はキャンセルされず、銀河数の平方根に反比例する統計誤差が生まれる。つまり弱重力レンズ効果を測定するときにはできるだけ多くの銀河の形状を測定することが重要である。

2.5 すばる望遠鏡による弱重力レンズ効果の測定

弱重力レンズ効果の測定において、すばる望遠鏡は多くの成果を残してきた。すばる望遠鏡はハワイ島マウナケア山頂にあり、その主鏡の大きさは 8.2 m である。遠方銀河の形状を測定するためには、まずは光 (フォトン) を多く集める必要がある。すばる望遠鏡はその大きな主鏡によって遠方銀河を効率よくとらえる「深い」観測ができる。

すばる望遠鏡は標高 4139 m にあるので、大気は薄く、PSF は小さい (典型的には 0.7")。また、主鏡は 1 枚鏡であり、背面から 261 本のアクチュエータで支えられている。望遠鏡が姿勢を変えたときに、アクチュエータによって、主鏡の歪みをアクティブに補正することができ、非常に高精度な画像を得ることができる。先に述べたように、弱重力レンズ効果を測定するような銀河は典型的には PSF と同程度の大きさなので、大気の散乱による像の広がりや望遠鏡由来の歪みをできるだけ小さくすることは重要である。

世界の多くの 8 m 級の望遠鏡は主焦点を持たないが、すばる望遠鏡は主焦点を持つ。望遠鏡は鏡の組み合わせによって様々な焦点が作れるが、主焦点は主鏡のすぐ後の焦点を意味する。このおかげで、すばる望遠鏡は「深い」だけでなく、さらに「広視野な」観測ができる、非常にユニークな望遠鏡となった。現行の主焦点カメラ Suprime-Cam の視野は $34' \times 27'$ 、つまりちょうど満月がすっぽり入る程度の大きさであり、またこれは近傍の銀河団程度の大きさである。以上に述べた特徴から、Suprime-Cam は銀河団の弱重力レンズ効果の測定において、世界で最も適した装置の 1 つである [6, 7]。また、宇宙論的弱重力レンズ効果においてもすでに先行研究がなされており、信号が検出されている [8]。

しかしながら、宇宙論パラメータに制限を付けるためにはより広い視野を観測する必要があり、Suprime-Cam の視野では到底サーベイを実行することができない。そこで、すばる望遠鏡の高結像性能を生かしつつ、視野を Suprime-Cam の 7 倍に拡大した新しい主焦点カメラを作ろうということで始まったのが、HSC プロジェクトである。

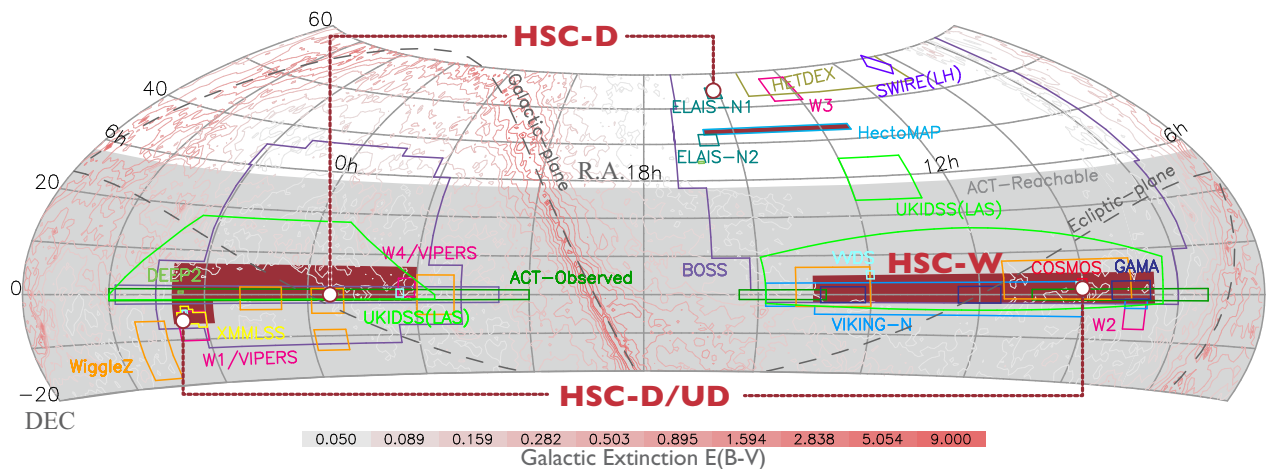


図 3: HSC のサーベイ領域。赤経 0 時から 24 時まで、赤緯 -20 度から 60 度までの天球を展開した図である。HSC 戦略枠提案書より引用。

3 HSC プロジェクト

HSC の特徴について再度まとめておく。それは、1) 直径 1.5 度の広視野、2) 8.2m の主鏡による深い観測、3) 高結像性能である。これらの特徴により、以下に述べるユニークなサーベイが可能となる。

3.1 研究体制

HSC プロジェクトは日本の天文学コミュニティ、台湾の天文学コミュニティ、アメリカのプリンストン大学からなる国際プロジェクトである。特に装置開発は国立天文台と東京大学が中心となっており、ソフトウェア開発はこれらにプリンストン大学が加わった形となっている。後で述べるように、それぞれの経験を最大限に生かしたコラボレーションとなっている。HSC サーベイで取得したデータは即座にコラボレーション内で共有され、解析が行われる。

3.2 HSC サーベイ

すばる望遠鏡は国立天文台の大学共同利用施設であり、共同利用装置である。よって、HSC サーベイのために望遠鏡を占有することはできない。通常、すばる望遠鏡を利用するには観測提案書を書く。それが認められれば通常は最大 5 晩までの観測を行うことができる。しかしながら、たとえ HSC を用いたとしても、たった 5 晩では目覚ましい科学的成果を出すことはできない。そこで、サーベイ用の新しい装置が開発された後にはその装置を使って、300 晩までの観測を行うことができる「戦略枠」を用意されている。現在までに、コロナグラフ観測装置 HiCIAO と補償光学系 AO188 を使って系外惑星探査を行う SEEDS と、多天体分光器 FMOS を使って $z \sim 1.3 - 1.5$ の赤方偏移空間歪みによる暗黒エネルギー探査を行う FastSound が採択されている。HSC サーベ

イもこの戦略枠を利用して実施することを目指しており、2012 年 10 月に戦略枠の提案書を提出したところである。無事に採択されれば、2013 年 8 月からサーベイを開始する予定で、足掛け 5 年でサーベイを終える予定である。HSC サーベイの主目的は弱重力レンズ効果を用いた暗黒エネルギー探査であるが、そのデータは様々なサイエンスに使われる。ただし、本稿では暗黒エネルギー探査に焦点を当てて解説する。

HSC サーベイは観測領域の広さと深さによって、Wide(1400 平方度、限界等級 26 等)、Deep(27 平方度、限界等級 27 等)、Ultradeep(2 平方度、限界等級 28 等)の 3 つのレイヤーに分けられる。深いレイヤーはより遠方の宇宙をターゲットにしている。弱重力レンズ効果を用いた宇宙論には主に Wide レイヤーのデータが使われる。サーベイの 3 分の 2 にあたる約 200 晩を使ってサーベイを行い、1 平方分あたり約 20 個の銀河、合計で約 1 億個の銀河を観測する予定である。これらの銀河の形状測定を行い、弱重力レンズ信号を引き出す。図 3 にサーベイ領域を示す。このサーベイ領域は既存のサーベイと重なるように決められてる。たとえば、SDSS と観測領域が重なっており、SDSS を使って HSC のデータを較正できる。また、Deep レイヤーも Wide レイヤーと重なっている。Deep レイヤーは積分時間が長いので Wide レイヤーに比べてノイズが少ない。よって Deep レイヤーを使って Wide レイヤーの銀河の弱重力レンズ測定の較正を行うことができる。また、Ultradeep レイヤーでは遠方 ($z \sim 1.4$ まで) の超新星を使って暗黒エネルギーの性質に制限をつける計画があることを付け加えておく。

この観測データから期待される宇宙論的弱重力レンズ効果のパワースペクトルを図 4 に示す。Wide レイヤーでは、波長 400nm から 1100nm にわたって 5 つのフィルターで観測を行い、個々の銀河の赤方偏移を推定する。このようにして得られた赤方偏移を測光的赤方偏移

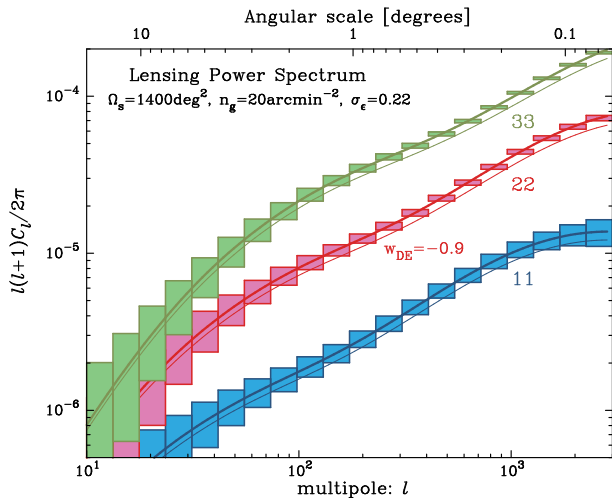


図 4: HSC サーベイから期待される宇宙論的弱重力レンズ効果。11, 22, 33 はそれぞれ 1 番目, 2 番目, 3 番目の赤方偏移ビンの中の銀河同士のシアアの相関。HSC 戦略枠提案書より引用。

(photo- z) という。この photo- z に基づいて全観測体積を $0 \leq z_1 \leq 0.6$, $0.6 \leq z_2 \leq 1$, $1 \leq z_3$ の 3 つの赤方偏移のビンに分けることで、暗黒エネルギーの性質に強い制限を課すことを目指している [9]。太線は $w_{\text{DE}} = -1$ のときに期待されるパワースペクトルを誤差棒とともに示している。細線は $w_{\text{DE}} = -0.9$ のときに期待されるパワースペクトルである。 $w_{\text{DE}} = -1$ の場合と区別できることがお分かりいただけると思う。

HSC では $10^{14} h^{-1} \text{M}_{\odot}^2$ の銀河団が $z \lesssim 1.4$ に 10^4 個以上見つかることが期待されている。これらの銀河団の質量を重力レンズを用いて測定し、質量関数を求めることで、暗黒エネルギーの性質に制限をつけることができる。先行研究では多くて 100 個程度の銀河団しか使っておらず、また X 線などの銀河団の質量推定に系統誤差が残る手法しか使われていなかった。よって、HSC では統計誤差も系統誤差も抑えることができる。

図 5 に HSC サーベイから期待される w_{DE} と Ω_{DE} の制限を示す。実線が現在の WMAP 7-year result と SDSS の弱重力レンズ効果解析を組み合わせた制限である。現在運用中の宇宙背景放射観測衛星 Planck のデータと HSC の弱重力レンズ効果解析を組み合わせると、点線まで決定精度が良くなると期待されている。また、超新星の解析も加えた測定精度も示してある。 w_{DE} が時間変化すると仮定し、 $w_{\text{DE}}(z) = w_{\text{DE},0} + w_{\text{DE},a} [z/(1+z)]$ とパラメータ化したとき (つまり、 $w_{\text{DE},a} = 0$ であれば w_{DE} は時間変化しない)、重力レンズのみの場合は $\sigma(w_{\text{DE},a}) = 0.86$ 、超新星も組み合わせた場合は $\sigma(w_{\text{DE},a}) = 0.60$ なる制限が期待されている。

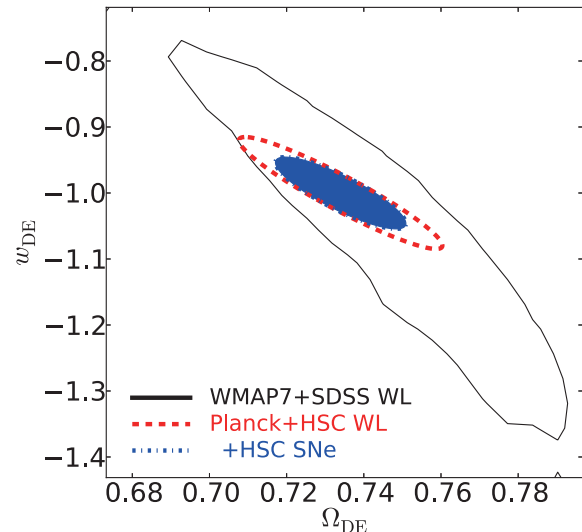


図 5: HSC サーベイから期待される w_{DE} と Ω_{DE} の 68% 信頼区間。HSC 戦略枠提案書より引用・一部改変。

3.3 他のサーベイとのシナジー

前節で述べたように、HSC のサーベイ領域は、他のサーベイとのシナジーを最大化するように決められている。観測領域が重なっている主なサーベイとして、大規模分光サーベイ SDSS-III/BOSS、等級限界分光サーベイ HectoMap、X 線サーベイ XMM-LSS などが挙げられる。これらの中でも特に Atacama Cosmology Telescope (ACT) とその後継サーベイ ACTPol とのシナジーについて詳しく説明したい。

ACT/ACTPol は、高感度・高角度分解能の CMB 望遠鏡であり、Sunyaev-Zel'dovich (SZ) 効果による銀河団サーベイを目的としている。SZ 効果とは CMB 光子が銀河団内の高温ガスと逆コンプトン散乱することによって起こる効果で、218 GHz 以下では CMB の強度が下がり、逆にそれ以上の振動数では強度が上がる。銀河団が CMB という「バックライト」に照らされた結果起こる効果であるから、その強度は銀河団の赤方偏移に依存しない。これは X 線など他の観測量と違う大きな特徴であり、SZ 効果を用いれば原理的にどんな遠方の銀河団であっても検出することができる。ACT で発見された遠方 ($z \simeq 1$) 銀河団の重力レンズ質量を HSC を用いて測定すれば、宇宙が暗黒エネルギーによって加速膨張に転じる時期の宇宙論を精密に調べることができる。これは他のサーベイでは実現できない、非常にユニークな組み合わせである。また、HSC コラボレーションの一員であるプリンストン大学は ACT/ACTPol の中心メンバーであり、スムーズな連携が期待できることも付けて加えておきたい。

² h はハッブル定数を $100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ で割ったもの

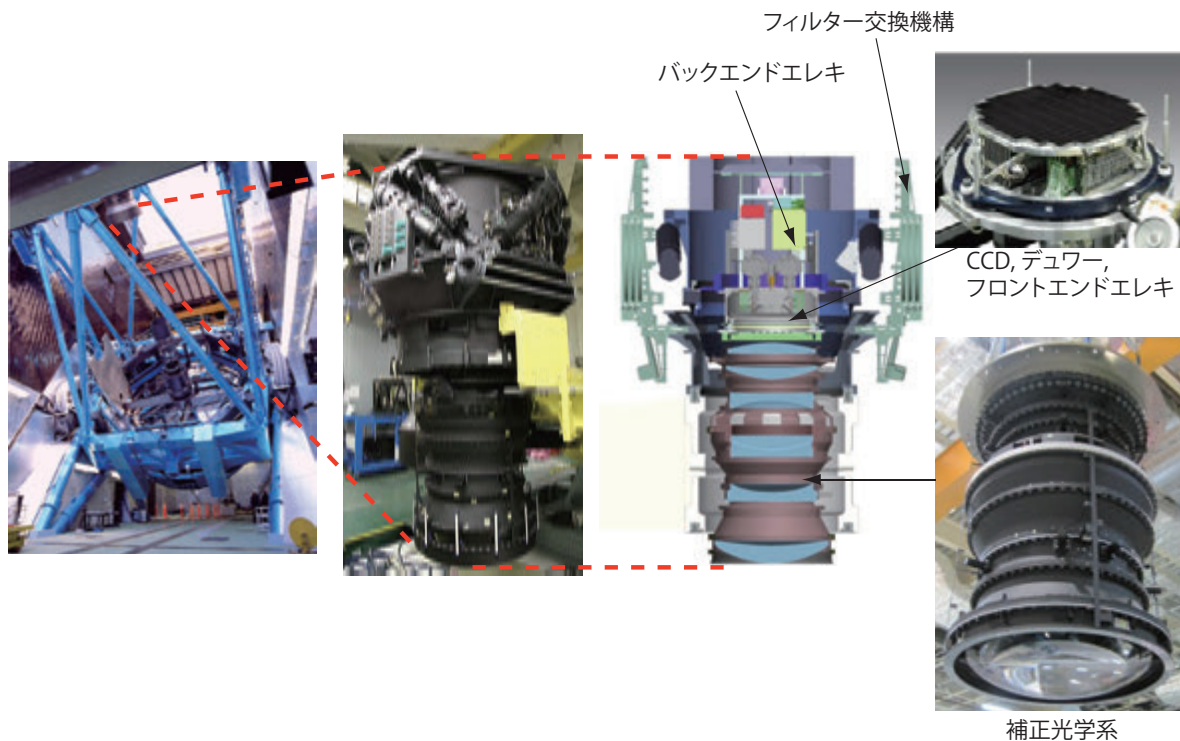


図 6: HSC の概観。

3.4 世界情勢

弱重力レンズ効果による暗黒エネルギー探査は、いくつかは既に行われ、また世界中で多く計画されている。すばる望遠鏡と同じハワイ島マウナケア山頂にある 3.6m CFHT 望遠鏡では CFHTLens という、154 平方度、限界等級 24.8 等のサーベイが行われ、今まさにヨーロッパを中心とした解析チームによる解析結果が公表されようというところである。これからのサーベイは、まずは CFHTLens の結果を超えることが目標となる。

HSC と競合するサーベイとして、北米を中心としたプロジェクト Dark Energy Survey (DES) が挙げられる。チリの 4m CTIO 望遠鏡に約 3 平方度の新広視野カメラ DECam を取り付け、5000 平方度を限界等級 25 等でサーベイする。HSC と比べると、広いが浅いサーベイとなっている。この意味で HSC とは相補的な関係である。早ければ 2012 年中にもサーベイを開始する予定である。

地上望遠鏡の究極のサーベイは 2022 年に運用を開始する LSST である。LSST は北米を中心に進められており、まさに次世代版 SDSS といえる計画である。チリに 8.4m の専用望遠鏡を新たに建設し、9.6 平方度の視野を持つカメラで 20000 平方度以上を限界等級 27 等で観測する予定である。また、同時期に開始されるサーベイとして、宇宙望遠鏡の Euclid(ヨーロッパ中心)と WFIRST(北米中心)が挙げられる。宇宙では大気の影響を受けないため、それだけ画像が鮮明になるという点で弱重力レンズ解析に有利である。ただし、地上ほどの

大型望遠鏡は宇宙には持ち込めないため、必然的に浅いサーベイとなる。Euclid は昨年 ESA に承認され、正式にプロジェクトとして発足した。可視光と近赤外領域にまたがり、15000 平方度を限界等級 25 等でサーベイする予定である。WFIRST は、現在 NASA から 2 基の望遠鏡が与えられたところで、それをどのように使うか議論がなされているところである。

4 HSC の詳細

4.1 ハードウェア

HSC の概観を図 6 に示す。HSC の高さは約 3m、質量約 3 トンの巨大なカメラである。望遠鏡によって集められた光は、まず補正光学系に入る。直径約 1m のレンズ 7 枚からなる巨大な光学系で、主焦点の光学収差および大気分散を補正する。この補正光学系はキヤノンによって開発された。Suprime-Cam の 7 倍の視野を提供するにも関わらず、同程度の結像性能を維持している。

光は次にフィルターを通る。HSC は青側から g, r, i, z, y という名前を持つ 5 つのフィルターを搭載している。これは SDSS のフィルターセット u, g, r, i, z から u を取り除き、赤側に y を追加したもので、より赤方偏移された遠方銀河の撮像に最適化されている。各フィルターの透過率を図 7 に示す。フィルターはフィルター交換機構の中に収納され、一晩の観測の中で交換することができる。

その後、光は撮像面に到達する。直径 1.5 度の視野を 104 枚の CCD で撮像する。CCD はダークカウントを抑

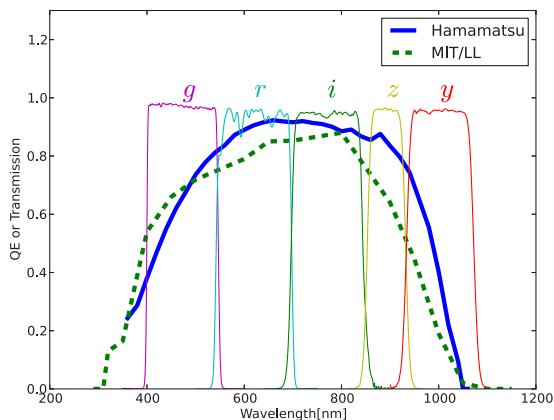


図 7: CCD の量子効率とフィルター透過率。

えるためにデュワーの中に入れられ、摂氏 -100 度まで冷やされる。1 枚の CCD は 2048×4096 ピクセル、総ピクセル数は約 10 億ピクセル、1 枚の画像は約 2 GB である。また、ガイド用 CCD 4 枚、オートフォーカス用 CCD 8 枚も備えている。参考までに Suprime-Cam に搭載している CCD は 10 枚である。カメラとしていかに大きくなったかを実感していただけたらと思う。HSC は浜松エレクトロニクス社と国立天文台が共同開発した裏面照射完全空乏型 CCD を搭載している。この CCD の量子効率を図 7 に示す。参考までに Suprime-Cam に搭載されていた MIT/LL 製 CCD の量子効率も点線で示してある。新しい CCD はより長い波長側に最適化されていることが分かる。これは $200 \mu\text{m}$ もの厚みを持つシリコンのおかげである。CCD もフィルターと同様、遠方銀河の撮像に最適化されている。

CCD で電子に変換された光は、エレクトロニクスでデジタル化され、DAQ コンピュータに送られる。ここでは、まず CCD の裏側に配置されたフロントエンドエレクトロニクスによって、各ピクセルは 16bit にデジタル化される。この処理はすべての CCD に対して平行に行われる。その後データはバックエンドエレクトロニクスによってシリアル化され、2 本のギガビットイーサネットに送られる。これにより、すべての CCD を約 20 秒で読み出すことができる。ギガビットイーサネットによるデータ転送には、高エネルギー業界で開発され、スーパーカミオカンデや COPPER-Lite ボードで用いられている SiTCP[10] が用いられていることも強調しておきたい。高エネルギー分野の技術が他に応用された好例である。

4.2 ソフトウェア

HSC の解析ソフトウェア (以下 HSC パイプラインという) は東京大学と国立天文台、プリンストン大学が開発に関わっている。プリンストン大学は SDSS の解析ソ

フトウェア開発の経験があり、大規模天文データ解析の豊富な経験がある。HSC パイプラインはプリンストン大学が中心に開発を行っている LSST 向けのパイプラインをもとに作られている。計算速度を要求される箇所は C++ で書かれ、それを Python でラップすることにより、ユーザーフレンドリーな仕様を実現している。また、このパイプラインは既に Suprime-Cam の画像を用いてテストされており、ほぼ実用段階にある [11]。

HSC パイプラインでは、まず各画像の較正を行う。ここではエレクトロニクスによって付加されたオフセット電圧の除去、撮像面内の位置による明るさの違いを補正するフラット・フィールドイング、CCD 内で光子が作る干渉縞を取り除くフリッジ補正、サチュレーション・ピクセルや宇宙線の検出などが行われる。ここまでの解析の一例を図 8 の左に示す。天体として検出されたピクセルは青 (白黒印刷では灰色) で示される。左側にあるスパイクがサチュレーション・ピクセルである。2 重丸で囲まれた天体が明るい星であり、これを用いて PSF の決定を行う。PSF は CCD 内で変化するので、PSF を位置の関数として表現することが必要である。このために主成分分析を用いて経験的に基底を求め (図 8 真ん中)、それを撮像面内で内挿する。これにより、PSF を CCD 内の任意の位置 (つまり解析したい銀河の位置) で再構築することができる (図 8 右)。

次に、この PSF の情報を用いて、測光及び形状測定を行う。銀河の形状測定には複数のアルゴリズムを用いて、クロスチェックしながら解析を進めて行く。形状測定アルゴリズムは大きく 2 種類に分けられる。一つは銀河像のモーメントを測定する方法、もう一つはモデル関数を用いて、銀河像をフィットする方法である。前者のグループとして、現在までに広く使われてきた KSB 法、SDSS の重力レンズ解析で用いられてきた regaussianization 法、高次のモーメントを用いる E-HOLICS 法、フーリエ空間でのモーメントを用いる手法が実装されている。後者のグループとしては、銀河像を 2 次元直交関数系でフィットする Elliptical Gauss-Laguerre 法、バルジとディスクのモデル関数でフィットする Spergel 法が実装されている。現在は上に述べた手法の系統誤差を理解しようと研究を進めている。今までは、銀河像の簡単なモデル関数を用いて、形状測定アルゴリズムの系統誤差を理解しようという研究が多かった。我々は、ハッブル宇宙望遠鏡で得られた高解像度の画像に地上の PSF を畳み込むことで、地上望遠鏡で得られる銀河像をシミュレーションし、これを用いて形状測定アルゴリズムの系統誤差を調べる [12]。これにより、現実的な形状測定アルゴリズムの評価が可能となる。

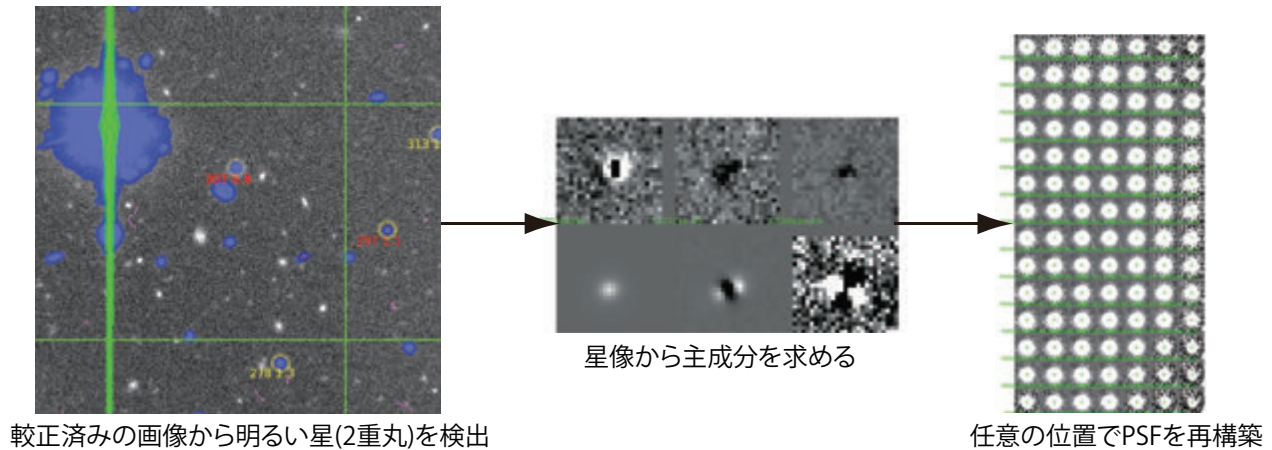


図 8: HSC パイプラインによる画像の較正と PSF 決定の流れ。

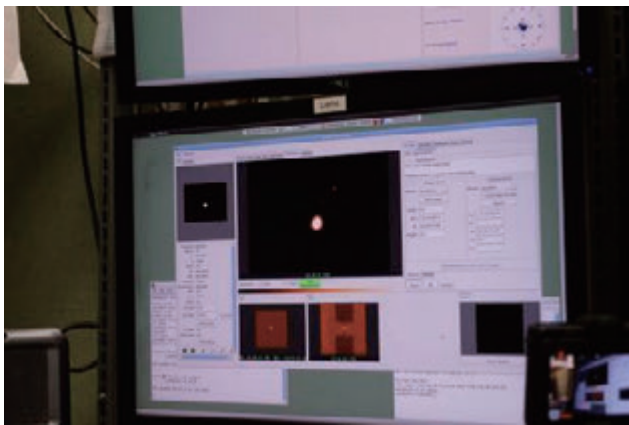


図 9: HSC のファーストライトの様子。試験観測において波面センサーに光を導入したところ。国立天文台 / HSC プロジェクト提供。

4.3 試験観測

2012年8月後半にHSCはファーストライトを迎え、第1回工学試験観測が行われた。この試験観測では、HSCの望遠鏡への搭載手順の確認、狙った天体を捕捉できるか(ポインティング)や天球上を動くその天体をブレなく追跡できるか(ガイディング)といった機能、望遠鏡の主鏡を支えるアクチュエータやHSCの姿勢制御パラメータを決めるための波面センサー(シャック・ハルトマン・センサー)などの確認が行われた。ファーストライトの様子を図9に示す。今後は1月に、レンズ系の確認などのための第2回工学試験観測、その後順次サーベイに向けてデータ品質の評価を主な目的とした試験観測を行う。

5 まとめ

弱重力レンズ効果による暗黒エネルギーの制限を目的として、すばる望遠鏡の次期超広視野主焦点カメラであるHSCの開発が進められてきた。HSCは高い結像性

能、広い視野、深い観測を同時に実現する、世界的にもユニークな観測装置である。ハードウェアは完成し、第1回試験観測が終了したところである。今後、数回の試験観測を経て、2013年8月にサーベイを開始する予定である。

6 謝辞

この原稿に注意深く目を通して下さった東大カブリ数物連携宇宙研究機構の高田昌広氏に感謝致します。この原稿にはHSC戦略枠提案書の図や国立天文台 / HSCプロジェクトから提供された写真が使われています。それに関わった多くのHSC共同研究者にも感謝致します。

参考文献

- [1] A. G. Riess *et al.* AJ **116**, 1009 (1998).
- [2] S. Perlmutter *et al.* ApJ **517**, 565 (1999).
- [3] E. Komatsu *et al.* ApJS **192**, 18 (2011).
- [4] W. J. Percival *et al.* MNRAS **401**, 2148 (2010).
- [5] S. Bridle *et al.* Annals of Applied Statistics **3**, 6 (2009).
- [6] N. Okabe *et al.* PASJ **62**, 811 (2010).
- [7] M. Oguri *et al.* MNRAS **420**, 3213 (2012).
- [8] T. Hamana *et al.* ApJ **597**, 98 (2003).
- [9] M. Takada and B. Jain. MNRAS **348**, 897 (2004).
- [10] T. Uchida. Nuclear Science, IEEE Transactions on **55 3**, 1631 (2008).
- [11] H. Miyatake, *et al.* ArXiv e-prints, 1209.4643 (2012).
- [12] R. Mandelbaum, *et al.* MNRAS, **420**, 1518 (2012).