

# 宇宙論特論 講義ノート

## 暗黒物質優勢宇宙における構造形成<sup>1</sup>

2018 年度

<sup>1</sup>樽家 篤史 (京都大学基礎物理学研究所)

## 参考文献・教科書

- P.J.E. Peebles, “The Large-scale structure of the Universe”, (Princeton Univ. Press, 1980)
- S.Dodelson, “Modern cosmology” (Academic Press, 2003)
- H. Mo, F. van den Bosch, S. D. White, “Galaxy Formation and Evolution”, (Cambridge Univ. Press, 2010)
- 松原隆彦, “現代宇宙論” (東京大学出版会, 2010)
- 松原隆彦, “宇宙論の物理 上・下” (東京大学出版会, 2014 年)
- 松原隆彦, “大規模構造の宇宙論” (共立出版, 2014 年)
- 須藤靖, “ものの大きさ” (東京大学出版会, 2006 年)

構造形成に関する専門的、かつ各トピックに焦点をあてたレビュー論文・テキストとして、

- F. Bernardeau, S. Colombi, E. Gaztañaga, R. Scoccimarro, ”Large-scale structure of the Universe and cosmological perturbation theory”, Physics Reports 367 (2002) 1-248 [3]
- A. Cooray and R. Sheth, ”Halo models of large-scale structure”, Physics Reports 372 (2002) 1-129 [5]
- J. Lesgourgues, S. Pastor, ”Massive neutrinos and cosmology”, Physics Reports 429 (2006) 307-379 [15]

### Note

- 特に断りがない限り、 $c = 1$  とする単位系を用いる。
- このノートは、一般相対性理論を少し履修したことがある学生を対象にしている。

# Contents

<b>1 一様・等方宇宙の記述</b>	<b>5</b>
1.1 一般相対性理論にもとづく宇宙	5
1.2 ロバートソン-ウォーカー計量	5
1.3 エネルギー・運動量テンソル	6
1.4 フリードマン方程式	7
1.5 宇宙論パラメーター	7
1.6 宇宙論における距離	8
<b>2 構造形成の線形理論</b>	<b>11</b>
2.1 概観	11
2.2 ゆらぎの基礎方程式	12
2.3 初期条件	14
2.4 ゆらぎの解: 輻射優勢期から物質優勢期へ	15
2.5 遷移関数	18
2.6 バリオン音響振動	20
2.7 バリオンゆらぎの追いつき	21
2.8 ニュートリノの自由流減衰効果	21
<b>3 大規模構造の観測</b>	<b>23</b>
3.1 大規模構造の観測量: 2点統計量	23
3.2 赤方偏移空間歪み	26
3.3 幾何学的歪み (アルコック-パチンスキー効果)	28
3.4 弱重力レンズ効果	30



# Chapter 1

## 一様・等方宇宙の記述

### 1.1 一般相対性理論にもとづく宇宙

宇宙膨張のダイナミクスとゆらぎの進化を取り扱う上で、重力理論は不可欠になる。特に、考えるスケール（長さ）が宇宙の地平線スケールになると、一般相対性理論にもとづく記述が本質的になる。一般相対性理論における基礎方程式であるアインシュタイン方程式は、

$$G_{\mu\nu} = 8\pi G T_{\mu\nu}; \quad G_{\nu}^{\mu} \equiv R_{\nu}^{\mu} - \frac{1}{2}R\delta_{\nu}^{\mu} \quad (1.1)$$

と記される。左辺の  $G_{\mu\nu}$  が時空の幾何を記述するアインシュタインテンソル、右辺の  $T_{\mu\nu}$  が物質場などの運動・時間変化を表すエネルギー・運動量テンソルである。この方程式から宇宙膨張の進化を記述するには、両辺にそれぞれ、宇宙の幾何と宇宙を満たす物質・エネルギーの情報をインプットする必要がある。

### 1.2 ロバートソン-ウォーカー計量

アインシュタイン方程式の左辺を具体的に計算するにあたり、まずは宇宙を記述する時空の幾何を仮定する必要がある。その際、もっともらしい仮定を与えてくれるものが、宇宙原理（あるいはコペルニクス原理）である。この原理にもとづく、宇宙は大域的に一様かつ等方的である。この場合、時空の計量はロバートソン-ウォーカー (Robertson-Walker) 計量と呼ばれるもので表せ、スケール因子  $a(t)$  のみが宇宙膨張のダイナミクスをつかさどる唯一の力学変数となる。ロバートソン-ウォーカー計量にもとづく線素は次のように与えられる：

$$ds^2 = -dt^2 + \{a(t)\}^2 d\ell^2 \quad (1.2)$$

ここで、 $d\vec{\ell}^2$  は3次元空間の線素で、以下のように表される：

$$d\vec{\ell}^2 = \frac{dr^2}{1 - Kr^2} + r^2(\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) \quad (1.3)$$

$$= \begin{cases} d\chi^2 + \chi^2(d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) & ; (K = 0) \\ d\chi^2 + \left(\frac{\sinh\sqrt{-K}\chi}{\sqrt{-K}}\right)^2 (d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) & ; (K \neq 0) \end{cases}$$

$$\equiv d\chi^2 + \{r(\chi)\}^2 (d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2), \quad (1.4)$$

上式に現れる定数  $K$  は空間の曲率と関係する量で、その値に応じて、閉じた宇宙 ( $K > 0$ )、開いた宇宙 ( $K < 0$ )、平坦な宇宙 ( $K = 0$ ) と呼ばれ、宇宙の空間幾何を特徴づける。また、変数  $\chi$  は共動距離と呼ばれ、動径座標  $r$  と以下のように関係する：

$$\chi \equiv \int \frac{dr}{\sqrt{1 - Kr^2}} = \int \frac{dt}{a(t)} \quad (1.5)$$

### 1.3 エネルギー・運動量テンソル

ロバートソン-ウォーカー計量で時空の幾何が決まり、アインシュタイン方程式の左辺が計算できるようになったので、今度は、物質場の運動・時間変化を記述するエネルギー・運動量テンソルを考える。一様・等方的な宇宙では、物質場も一様・等方的になるため、時間のみの関数で記述される。宇宙を満たす物質場が (大域的に) 完全流体で記述されるとすると、エネルギー・運動量テンソルは以下ようになる：

$$T_{\nu}^{\mu} = \text{diag}(-\rho(t), P(t), P(t), P(t)), \quad (1.6)$$

ここで、 $\rho$  はエネルギー密度、 $P$  は圧力である。宇宙の主要エネルギー密度としては、大きく分けて、輻射場 (相対論的粒子)、物質場 (非相対論的粒子)、それに暗黒エネルギーの3成分が考えられる：

$$\rho = \rho_r + \rho_m + \rho_{\text{DE}} \quad (1.7)$$

それぞれの状態方程式は次のように与えられる：

$$P_r = \frac{1}{3}\rho_r, \quad P_m = 0, \quad P_{\text{DE}} = w\rho_{\text{DE}} \quad (1.8)$$

暗黒エネルギーの正体が不明である現在、その状態方程式に現れるパラメーター  $w$  は通常、負の値を取ると。多くの観測と無矛盾の  $\Lambda$ CDM モデルでは  $-1$  と仮定する。この場合、暗黒エネルギーは、アインシュタインが導入した宇宙定数と等価になり、エネルギー密度は時間的に変化しないことになるが、 $w$  が本当に  $-1$  かどうかを巡っては今後の精密観測で決着がつけられることになる。時間依存性があることも考慮して、観測で暗黒エネルギーを制限する場合は、 $w$  のパラメーターをしばしば以下のように表す：

$$w(a) = w_0 + w_a(1 - a). \quad (1.9)$$

## 1.4 フリードマン方程式

アインシュタイン方程式の両辺を計算するためのセットアップができたので、具体的に宇宙膨張の時間進化をつかさどる運動方程式を導出する。結果は以下のようになる：

$$G_{\nu}^{\mu} = 8\pi G T_{\nu}^{\mu}; \quad G_{\nu}^{\mu} \equiv R_{\nu}^{\mu} - \frac{1}{2}R\delta_{\nu}^{\mu} \quad \Longrightarrow \quad \begin{cases} \left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G\rho}{3} - \frac{K}{a^2}, \\ 3\frac{\ddot{a}}{a} = -4\pi G(\rho + 3P). \end{cases} \quad (1.10)$$

第1式のことを特にフリードマン方程式と呼ぶ。なお、アインシュタイン方程式から得られた2つの式は、エネルギー・運動量テンソルの保存則  $T_{\nu}^{\mu}{}_{;\mu} = 0$  から得られる以下の式とも無矛盾に両立する：

$$\dot{\rho} + 3\frac{\dot{a}}{a}(\rho + P) = 0. \quad (1.11)$$

## 1.5 宇宙論パラメーター

フリードマン方程式にもとづく宇宙膨張の進化を観測から推定・決定する際、以下のような（無次元）パラメーターを導入しておく<sup>1</sup>、観測量がそれらにどう依存するかを見ることで、宇宙膨張についての情報を引き出すことができる：

$$\text{ハッブルパラメーター： } H \equiv \frac{\dot{a}}{a}, \quad (1.12)$$

$$\text{密度パラメーター： } \Omega_* \equiv \frac{8\pi G}{3H^2} \rho_*, \quad (* = r, m, \text{DE}) \quad (1.13)$$

$$\text{曲率パラメーター： } \Omega_K \equiv -\frac{K}{a^2 H^2} \quad (1.14)$$

以上で定義したパラメーターは、時間にも依存している点に注意。これらの量は、現在の時刻においては特に、 $H_0, \Omega_{*,0}, \Omega_{0,K}$  などと下付き添え字をつけて記す。

導入したパラメーターを用いると、式(1.10)の第1式で与えられたフリードマン方程式は以下のように単純な表式になる：

$$\Omega_r(a) + \Omega_m(a) + \Omega_{\text{DE}}(a) + \Omega_K(a) = 1. \quad (1.15)$$

さらに、各エネルギー成分の保存則と状態方程式をもとに、現在の時刻の宇宙論パラメーターを使って書き表すと（赤方偏移とスケール因子の関係  $1+z = 1/a$  を用いて）

$$\left(\frac{H(z)}{H_0}\right)^2 = \Omega_{r,0}(1+z)^4 + \Omega_{m,0}(1+z)^3 + \Omega_{\text{DE},0} \exp\left[3\int dz' \frac{1+w(z')}{1+z'}\right] + \Omega_{K,0}(1+z)^2. \quad (1.16)$$

が得られる。

<sup>1</sup>ハッブルパラメーター  $H$  は次元を持つので注意。

ここまで、宇宙の主要エネルギー成分として暗黒エネルギー、物質場、輻射場の三成分を考えたが、宇宙の熱史・構造形成を考える際、物質場、輻射場についてはもう少し細かく分けておくべきである。具体的には、バリオン ( $b$ )、冷たい暗黒物質 ( $c$ )、ニュートリノ ( $\nu$ )、そして光子 ( $\gamma$ ) である。バリオン、冷たい暗黒物質は非相対論的な物質で (つまり状態方程式  $P \approx 0$  に従う) エネルギー密度は  $\rho_{b,c} \propto a^{-3}$  のように時間変化するが、光子は相対論的で  $\rho_\gamma \propto a^{-4}$  のように変化する輻射場である。一方、ニュートリノは質量が十分軽いため、宇宙初期には相対論的にふるまうが、赤方偏移  $z \sim 200$  では、非相対論的になる。このような状況を適切に考慮すると、フリードマン方程式は式 (1.16) より、さらに以下のように表せる [14]

$$\begin{aligned} \left(\frac{H(z)}{H_0}\right)^2 = & \Omega_{\gamma,0} \left\{ 1 + 0.227 N_{\text{eff}} f\left(\frac{m_\nu}{T_{\nu,0}(1+z)}\right) \right\} (1+z)^4 \\ & + (\Omega_{b,0} + \Omega_{c,0}) (1+z)^3 + \Omega_{\text{DE},0} \exp\left[3 \int dz' \frac{1+w(z')}{1+z'}\right] + \Omega_{K,0} (1+z)^2, \end{aligned} \quad (1.17)$$

ここで、 $N_{\text{eff}}$  はニュートリノの有効世代数 (標準値は  $N_{\text{eff}} = 3.046$ ),  $m_\nu$  はニュートリノの質量で (ここでは各世代等質量を仮定), and  $T_{\nu,0}$  は現在のニュートリノ背景放射の温度で、 $T_{\nu,0} = (4/11)^{1/3} T_{\gamma,0} = 1.945\text{K}$  である。関数  $f$  は、

$$f(y) \equiv \frac{120}{7\pi^4} \int_0^\infty dx \frac{x^2 \sqrt{x^2 + y^2}}{e^x + 1} \simeq \{1 + (0.3173y)^{1.83}\}^{1/1.83}. \quad (1.18)$$

で与えられる。

表 1.1 に、宇宙マイクロ波背景放射観測衛星 Planck による宇宙論パラメーターの結果をまとめた。 $\Lambda\text{CDM}$  モデルは平坦宇宙を仮定するため、曲率パラメーターは厳密にゼロである。また、輻射の密度パラメーターはここに示されていないが、マイクロ波背景放射の温度が観測から  $T = 2.725\text{K}$  と定まっていることと、輻射のエネルギー密度は  $\rho_r = (g_* \pi^2/30)(k_B^4/(\hbar c)^3) T^4$  と不定性なく表せることから、

$$\Omega_{r,0} h^2 = 4.155 \times 10^{-5} \quad (1.19)$$

が得られる<sup>2</sup>。

## 1.6 宇宙論における距離

- **光度距離**: 遠方天体から放射される光の減光具合から距離を定義したもの。絶対光度が既知の天体 (標準光原) に対して、観測される見かけのフラックス (エネルギー流量) をもとに以下のように定義する:

$$d_L(z) \equiv \sqrt{\frac{\text{絶対光度}}{4\pi \times \text{見かけのフラックス}}} = (1+z) r(\chi(z)) \quad (1.20)$$

上式は、宇宙論的な赤方偏移を受けて光のエネルギーが変わるためと ( $\delta E_{\text{obs}}/\delta E_{\text{emit}} = (1+z)^{-1}$ )、観測者が受け取る光の時間間隔が変わるせいで ( $\delta t_{\text{obs}}/\delta t_{\text{emit}} = 1+z$ )、見かけのフラックスが  $F_{\text{obs}} = \delta E_{\text{obs}}/\delta t_{\text{obs}} \propto 1/(1+z)^2$  と表せることに由来する。

<sup>2</sup> 3種類のニュートリノと光子が輻射として寄与する場合 (i.e.,  $g_* = 3.363$ )。光子だけの場合、有効自由度は  $g_* = 2$  となり、密度パラメーター  $\Omega_{\gamma,0} h^2 = 2.471 \times 10^{-5}$  を得る。



Table 1.1: Planck 2015 の結果にもとづく  $\Lambda$ CDM モデルにおける宇宙論パラメーター (文献 [18] の表 4・TT+lowP にもとづく数値)

$\Omega_{m,0}$	0.315
$\Omega_{b,0}$	0.049
$\Omega_{c,0}$	0.265
$\Omega_{\nu,0}$	— <sup>*</sup>
$\Omega_{DE,0}$	0.685 <sup>†</sup>
$h^{\ddagger}$	0.673

<sup>\*</sup>  $\Lambda$ CDM モデルでは、ニュートリノは質量ゼロを想定する。ただし Planck 2015 では、質量和  $m_{\nu} = 0.06\text{eV}$  ( $\Omega_{\nu,0}h^2 \approx \sum m_{\nu}/93.04\text{eV} \approx 0.0006$ )、かつ標準値の有効世代数  $N_{\text{eff}} = 3.046$  を仮定している。

<sup>†</sup>  $\Lambda$ CDM モデルは、平坦宇宙、つまり  $\Omega_{K,0} = 0$  を仮定する。したがって、 $\Omega_{DE,0} = 1 - \Omega_{m,0}$  という関係がある。

<sup>‡</sup>  $h$  は、現在のハッブルパラメーター  $H_0$  と、 $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  のように関係する無次元量である。

- **角径距離:** 遠方天体もしくは構造物の見かけのサイズから距離を定義する。実サイズがわかっている天体・構造物 (標準ものさし) に対して、観測される見かけの角度サイズをもとに次のように定義する:

$$d_A(z) \equiv \frac{\text{固有サイズ}}{\text{見かけの角度サイズ}} = \frac{1}{(1+z)} r(\chi(z)) \quad (1.21)$$

以上の2つの距離は、 $d_L(z) = (1+z)^2 d_A(z)$ , という関係にある。この関係は、一様・等方宇宙でない場合でも一般に成り立つ関係として知られ (エザリントンの相反定理 [9, 8])、距離双対関係 (distance-duality relation) と呼ばれる。

低赤方偏移  $z \ll 1$  においては、以下のような展開公式が導ける:

$$d_L(z) = (1+z)^2 d_A(z) \simeq \frac{z}{H_0} \left[ 1 + \frac{1}{2}(1-q_0)z + \dots \right], \quad q_0 \equiv - \left. \frac{a\ddot{a}}{\dot{a}^2} \right|_{t_0} = \left. \frac{d \ln H(z)}{dz} \right|_{z=0} - 1. \quad (1.22)$$

ここで  $q_0$  は減速度パラメーターと呼ばれる。



# Chapter 2

## 構造形成の線形理論

この章では、文献 [6] をベースに、線形理論にもとづく密度ゆらぎの進化とその性質について解説する。

### 2.1 概観

現在観測される宇宙の大規模構造は、宇宙初期の小さな密度ゆらぎが重力不安定性にもとづき進化してきた。インフレーション理論では、その最初の種である原始密度ゆらぎは、量子ゆらぎが起源だったと説明する。初期に与えられた密度ゆらぎは時間発展の過程で、宇宙膨張や物質相互作用の影響を強く受ける。そのため、構造形成の理論にもとづく観測との比較から、初期宇宙のみならず宇宙膨張や宇宙のエネルギー・物質組成などのさまざまな情報を読み取ることが可能である。

密度ゆらぎの進化を考える上で、重要なポイントを挙げておく：

**多成分系の進化**：前章でも述べたが宇宙には大きく分けて物質、輻射、それに暗黒エネルギーが存在し、前者2成分はさらに暗黒物質、バリオン、光子、ニュートリノと分けられる。それら各成分の密度ゆらぎは、物質間の相互作用や宇宙膨張の時期に応じてふるまいが異なり、大規模構造の統計的性質に特徴的な痕跡を残す。特に、銀河サーベイなどの観測でプローブできるスケールでは、輻射優勢から物質優勢期にかけての密度ゆらぎの進化が重要で、重力以外に光子・バリオン（電子）間の電磁相互作用（トムソン散乱）がゆらぎのふるまいに大きく影響する。

**地平線スケールを超える波長のゆらぎ**：ゆらぎの空間サイズを特徴づける（固有）波長は宇宙のスケール因子に比例するため、十分過去にさかのぼると、宇宙膨張の特徴的スケールであるハッブル半径（地平線） $c/H$  より長くなりうる。このような超地平線スケールでは、ニュートン的な取り扱いができなくなり、一般相対性理論にもとづいてゆらぎの重力的進化を考える必要がある。

つまり、密度ゆらぎの時間進化を記述するためには、

- 多成分系のゆらぎの時間発展 → 暗黒物質、バリオン、光子、ニュートリノのボルツマン方程式
- 一般相対論にもとづく重力進化 → アインシュタイン方程式

の両者を組み合わせて考える必要がある。

## 2.2 ゆらぎの基礎方程式

この節では、アインシュタイン・ボルツマン系に対する線形摂動の基礎方程式を具体的に書き下す。

### 計量 (平坦)

$$ds^2 = -(1 + 2\Psi)dt^2 + \{a(t)\}^2 (1 + 2\Phi) \delta_{ij} dx^i dx^j. \quad (2.1)$$

### 摂動量

$$\begin{aligned} \text{光子} & : f_\gamma(p, \mathbf{x}) = \left[ \exp \left\{ \frac{p}{T(1+\Theta)} \right\} - 1 \right]^{-1} \\ \text{CDM} & : \delta(\mathbf{x}), \quad \vec{v}(\mathbf{x}) \\ \text{バリオン} & : \delta_b(\mathbf{x}), \quad \vec{v}_b(\mathbf{x}) \\ \text{ニュートリノ} & : f_\nu = \left[ \exp \left\{ \frac{E}{T_\nu(1+\mathcal{N})} \right\} + 1 \right]^{-1} \end{aligned} \quad (2.2)$$

### フーリエ展開

$$\delta(\mathbf{x}) = \int \frac{d^3\mathbf{k}}{(2\pi)^3} \delta(\mathbf{k}) e^{i\mathbf{k}\cdot\mathbf{x}}, \quad (2.3)$$

$$\vec{v}(\mathbf{x}) = \int \frac{d^3\mathbf{k}}{(2\pi)^3} \frac{i\mathbf{k}}{k} v(\mathbf{k}) e^{i\mathbf{k}\cdot\mathbf{x}} \quad (2.4)$$

**Note-** スカラー型摂動のみでベクトル・テンソル型の計量摂動がない場合、速度場  $\vec{v}$  はポテンシャル流（渦なし流）として記述されるため、フーリエ成分の速度場はスカラー量になっている。

### 発展方程式

$$\left(\frac{k}{a}\right)^2 \Phi + 3H(\dot{\Phi} - H\Psi) = 4\pi G \left( \sum_{i=c,b} \rho_i \delta_i + 4\rho_\gamma \Theta_0 + 4\rho_\nu \mathcal{N}_0 \right), \quad (2.5)$$

$$\left(\frac{k}{a}\right)^2 (\Phi + \Psi) = -8\pi G \Pi; \quad \Pi \equiv 4(\rho_\gamma \Theta_2 + \rho_\nu \mathcal{N}_2) \quad (2.6)$$

$$\dot{\Theta} + i\frac{k\mu}{a}(\Theta + \Psi) + \dot{\Phi} = n_e \sigma_T \left[ \Theta_0 - \Theta + i\mu v_b - \frac{\mathcal{P}_2(\mu)}{2} \Theta_2 \right], \quad (2.7)$$

$$\dot{\delta} - \frac{k}{a}v + 3\dot{\Phi} = 0, \quad (2.8)$$

$$\dot{v} + H v + \frac{k}{a}\Psi = 0, \quad (2.9)$$

$$\dot{\delta}_b - \frac{k}{a}v_b + 3\dot{\Phi} = 0, \quad (2.10)$$

$$\dot{v}_b + H v_b + \frac{k}{a}\Psi = -\frac{n_e \sigma_T}{R} (3\Theta_1 + v_b); \quad R \equiv \frac{3\rho_b}{4\rho_\gamma}, \quad (2.11)$$

$$\dot{\mathcal{N}} + i\frac{k\mu}{a} \left( \frac{p}{E} \mathcal{N} + \frac{E}{p} \Psi \right) + \dot{\Phi} = 0; \quad E^2 = m_\nu^2 + p^2 \quad (2.12)$$

Note

- トムソン散乱の偏極依存性は無視している。
- 光子とニュートリノのゆらぎを表す摂動量である  $\Theta$  と  $\mathcal{N}$  は、運動量ベクトルの方向にも依存する。加えてニュートリノは、質量があるせいでゆらぎの発展は運動量の大きさにも依存する。従って、 $\mu \equiv (\mathbf{k} \cdot \mathbf{p}) / (kp)$  という方向余弦を導入すると、それぞれ、 $\Theta(\mathbf{k}, \mu)$ 、 $\mathcal{N}(\mathbf{k}, \mu, p)$  と表されることになる。多変数関数になって取り扱いが複雑になるが、運動量の方向依存性については多重極展開を適用すると見通しがよくなる：

$$\Theta(\mathbf{k}, \mu) = \sum_{\ell} (-i)^{\ell} (2\ell + 1) \Theta_{\ell}(k) \mathcal{P}_{\ell}(\mu), \quad (2.13)$$

$$\mathcal{N}(\mathbf{k}, p, \mu) = \sum_{\ell} (-i)^{\ell} (2\ell + 1) \mathcal{N}_{\ell}(k, p) \mathcal{P}_{\ell}(\mu). \quad (2.14)$$

### ボルツマン階層性

式 (2.13) (2.14) の多重極展開を用いて、付録 ?? にある公式を使うと、式 (2.7) (2.12) はそれぞれ、以下のような無限階の階層方程式に帰着する：

光子のボルツマン方程式：

$$\dot{\Theta}_0 + \frac{k}{a}\Theta_1 + \dot{\Phi} = 0, \quad (2.15)$$

$$\dot{\Theta}_1 + \frac{k}{3a}(2\Theta_2 - \Theta_0 - \Psi) = n_e\sigma_T \left(-\Theta_1 - \frac{v_b}{3}\right), \quad (2.16)$$

$$\dot{\Theta}_2 + \frac{k}{5a}(3\Theta_3 - 2\Theta_2) = n_e\sigma_T \left(-\Theta_2 + \frac{1}{10}\Theta_2\right), \quad (2.17)$$

$$\dot{\Theta}_\ell + \frac{k}{(2\ell+1)a}\{(\ell+1)\Theta_{\ell+1} - \ell\Theta_{\ell-1}\} = -n_e\sigma_T \Theta_\ell, \quad (\ell \geq 3). \quad (2.18)$$

ニュートリノの（無衝突）ボルツマン方程式：

$$\dot{\mathcal{N}}_0 + \frac{k}{a} \frac{p}{\sqrt{p^2 + m_\nu^2}} \mathcal{N}_1 + \dot{\Phi} = 0, \quad (2.19)$$

$$\dot{\mathcal{N}}_1 + \frac{k}{3a} \left\{ \frac{p}{\sqrt{p^2 + m_\nu^2}} (2\mathcal{N}_2 - \mathcal{N}_0) - \frac{\sqrt{p^2 + m_\nu^2}}{p} \Psi \right\} = 0, \quad (2.20)$$

$$\dot{\mathcal{N}}_2 + \frac{k}{5a} \frac{p}{\sqrt{p^2 + m_\nu^2}} (3\mathcal{N}_3 - 2\mathcal{N}_2) = 0, \quad (2.21)$$

$$\dot{\mathcal{N}}_\ell + \frac{k}{(2\ell+1)a} \frac{p}{\sqrt{p^2 + m_\nu^2}} \{(\ell+1)\mathcal{N}_{\ell+1} - \ell\mathcal{N}_{\ell-1}\} = 0, \quad (\ell \geq 3). \quad (2.22)$$

## 2.3 初期条件

ゆらぎの種類：

線形ゆらぎの発展方程式は、多成分系の連立微分方程式からなるため、複数の解が存在する。その中でも、初期時刻にゼロでないポテンシャルを与える解を特に「断熱ゆらぎ」と呼ぶ。それ以外の（独立な）解は、初期時刻のポテンシャルはゼロだが、物質成分間に密度差が存在するものであり、総称して「等曲率ゆらぎ」と呼ぶ。現在、特にマイクロ波背景放射の観測から断熱ゆらぎを強く支持する結果が得られている。断熱ゆらぎは、インフレーションモデルが予言する初期条件とも無矛盾で、ごく自然なセットアップである。以下では、断熱ゆらぎを仮定してゆらぎのふるまいを調べていく。

断熱ゆらぎの初期条件：

インフレーション理論では、スカラー場の量子ゆらぎがインフレーション中に超地平線スケール ( $k \ll aH$ ) に引き伸ばされて（古典的なゆらぎとしての）原始曲率ゆらぎ  $\Phi_p$  が生成されたと考える。この  $\Phi_p$  が構造形成の種になるとして、輻射優勢期において超地平線

スケールのゆらぎが満たす関係を導くと、

$$\Theta_0 = \mathcal{N}_0 = \frac{1}{2} \Phi_p, \quad (2.23)$$

$$\delta = \delta_b = \frac{3}{2} \Phi_p, \quad (2.24)$$

$$v = v_b = \frac{k}{2aH} \Phi_p, \quad (2.25)$$

$$\Theta_1 = \mathcal{N}_1 = -\frac{k}{6aH} \Phi_p. \quad (2.26)$$

$$\Theta_\ell = \mathcal{N}_\ell = 0, \quad (\ell \geq 2) \quad (2.27)$$

が得られる。

**Note.** 上式では、ニュートリノゆらぎの四重極モーメント  $\mathcal{N}_2$  を無視することで、 $\Phi + \Psi = 0$  として初期条件を求めたが、より正確には、 $\mathcal{N}_2$  の影響を取り入れることで、 $\Phi + \Psi = (2/5) R_\nu \Psi$  という関係が求まり、ニュートリノの寄与が初期条件に影響する。

## 2.4 ゆらぎの解: 輻射優勢期から物質優勢期へ

この節では、単純のため、ニュートリノ質量をゼロとして ( $m_\nu = 0$ )、近似を使いながら質量密度ゆらぎの進化を求めいく。ニュートリノ質量が有限の場合の影響については、2.8節を参照。

### 超地平線スケールの進化 ( $k \ll aH$ )

$$\frac{d^2 \Phi}{dy^2} + \frac{21y^2 + 54y + 32}{2y(y+1)(3y+4)} \frac{d\Phi}{dy} + \frac{\Phi}{y(y+1)(3y+4)} = 0, \quad \left( y \equiv \frac{a}{a_{\text{eq}}} \right) \quad (2.28)$$

初期条件  $\Phi \rightarrow \Phi_p$  at  $y \rightarrow 0$  を満たす解は、

$$\Phi(y) = \frac{\Phi_p}{10} \frac{1}{y^3} \left[ 16\sqrt{1+y} + 9y^3 + 2y^2 - 8y - 16 \right] \quad (2.29)$$

$$\xrightarrow{y \gg 1} \frac{9}{10} \Phi_p \quad (2.30)$$

### 地平線スケール以下の進化 ( $k \gg aH$ )

$$\begin{aligned} \ddot{\delta} + 2H\dot{\delta} - 4\pi G \rho_c \delta &= 0 \\ \implies \frac{d^2 \delta}{dy^2} + \frac{3y+2}{2y(y+1)} \frac{d\delta}{dy} - \frac{3}{2} \frac{1}{y(y+1)} \delta &= 0, \quad (\text{Meszaros equation}) \end{aligned} \quad (2.31)$$

$$\delta = c_1 D_1(y) + c_2 D_2(y), \quad \begin{cases} D_1(y) = \frac{2}{3} + y \\ D_2(y) = D_1(y) \ln \left[ \frac{\sqrt{y+1}+1}{\sqrt{y+1}-1} \right] - 2\sqrt{y+1} \end{cases} \quad (2.32)$$

### 輻射優勢期における地平線スケール近傍の振る舞い

共形時間  $\eta$  を用いて ( $a d\eta = dt$ ) 発展方程式を書き下すと、

$$\delta'' + \frac{a'}{a} \delta' = -3\Phi'' + k^2\Phi - 3\frac{a'}{a}\Phi' \equiv S(\eta), \quad (2.33)$$

$$\Phi'' + \frac{4}{\eta}\Phi' + \frac{k^2}{3}\Phi = 0, \quad (2.34)$$

ここで、(') は共形時間  $\eta$  による微分を表す。

式 (2.33) の一般解は次のように表せる：

$$\delta = d_1 \ln a + d_2 + \int_0^\eta d\eta' \{ \ln a(\eta') - \ln a(\eta) \} \left( \frac{d \ln a(\eta')}{d\eta'} \right)^{-1} S(\eta'). \quad (2.35)$$

式 (2.24) にある断熱ゆらぎの初期条件に従うと、係数  $d_1$ 、 $d_2$  はそれぞれ  $d_1 = 0$ 、 $d_2 = (3/2)\Phi_p$  と決まる。非斉次解のふるまいをより明示的に書き下すには、式 (2.34) からポテンシャル  $\Phi$  の振る舞いを求める必要がある。超地平線スケールで ( $k \ll aH$ )  $\Phi \rightarrow \Phi_p$  を満たす解は、

$$\Phi = \Phi_p \left( 3 \frac{\sin(k\eta/\sqrt{3}) - (k\eta/\sqrt{3}) \cos(k\eta/\sqrt{3})}{(k\eta/\sqrt{3})^3} \right) \quad (2.36)$$

$$\xrightarrow{k\eta \gg 1} \Phi_p \left( -9 \frac{\cos(k\eta/\sqrt{3})}{(k\eta)^2} \right) \quad (2.37)$$

短波長解 (2.37) を式 (2.35) に代入すると、ゆらぎの波長が地平線を横切ってから輻射・物質等密度期までの期間 ( $a_H \ll a \ll a_{\text{eq}}$ )、ゆらぎの進化は

$$\delta \simeq A \Phi_p \ln \left( B \frac{a}{a_H} \right) \quad (2.38)$$

のような振る舞いになる。係数  $A$ 、 $B$  については数値積分の結果から (積分上限を  $\eta \rightarrow \infty$  とおいて)  $A \sim 9$ 、 $B \sim 0.6$  を得る (文献 [11] の Appendix B2 参照)。

### 解の接続

式 (2.38) (2.32) から得られた振る舞いをまとめると、

$$\text{Horizon crossing at RD epoch [Eq. (2.38)] : } \delta \simeq A \Phi_p \ln \left( B \frac{a}{a_{\text{eq}}} \right),$$

$$\text{Sub-horizon at MD/RD epoch [Eq. (2.32)] : } \delta = c_1 D_1 \left( \frac{a}{a_{\text{eq}}} \right) + c_2 D_2 \left( \frac{a}{a_{\text{eq}}} \right) \quad (2.39)$$



係数  $c_1$ 、 $c_2$  については、時刻  $y_m = a_m/a_{\text{eq}}$  にて、 $y_H \ll y_m \ll 1$  という条件を満たす領域で上記2つの解を接続することから決めることができる。ここでは成長モードに興味があるので、具体的に  $c_1$  のみ書き下すと、

$$c_1 = \frac{\frac{dD_2}{dy}|_{y_m} \ln\left(B \frac{y_m}{y_H}\right) - D_2(y_m) \frac{1}{y_m}}{D_1(y_m) \frac{dD_2}{dy}|_{y_m} - D_2(y_m) \frac{dD_1}{dy}|_{y_m}} A \Phi_p$$

$$\xrightarrow{y_m \ll 1} -\frac{9}{4} \left[ -\frac{2}{3} \ln\left(B \frac{y_m}{y_H}\right) - \frac{2}{3} \ln\left(\frac{4}{y_m}\right) + 2 \right] = \frac{3}{2} A \Phi_p \ln\left(\frac{4B e^{-3}}{y_H}\right). \quad (2.40)$$

これより、輻射・物質優勢期における地平線サイズ以下の (CDM) ゆらぎのふるまいは、

$$\delta \simeq \frac{3}{2} A \Phi_p \ln\left(4\sqrt{2} B e^{-3} \frac{k}{k_{\text{eq}}}\right) D_1(a), \quad (k \gg k_{\text{eq}}), \quad (2.41)$$

係数  $A$  と  $B$  は、それぞれ  $A \sim 9$  and  $B \sim 0.6$  である。

### 物質優勢・暗黒エネルギー優勢期における地平線サイズ以下のゆらぎの進化

輻射・物質等密度時より後の時刻では、輻射成分は無視できるようになり、宇宙はアインシュタイン-ド・ジッター宇宙と呼ばれる物質場のみの平坦宇宙でよく記述され (つまり  $\Omega_{m,0} = 1$ ,  $\Omega_{K,0} = 0 = \Omega_{\text{DE},0}$ )、質量ゆらぎはスケール因子に比例して成長する。しかしながら、暗黒エネルギーが優勢な現在に近づくと、ゆらぎの成長はアインシュタイン-ド・ジッター宇宙のそれから次第にずれる。観測的に最も興味がある物質優勢期から暗黒エネルギー優勢期における線形成長率  $D_1$  は、

$$\ddot{D}_1 + 2H \dot{D}_1 - 4\pi G \rho D_1 = 0; \quad \rho = \rho_m + \rho_{\text{DE}}. \quad (2.42)$$

で記述される。この解 (成長モード) をしばしば次のように表す:

$$D_1(a) \propto a g(a). \quad (2.43)$$

関数  $g$  がアインシュタイン-ド・ジッター宇宙からのずれを表し、ゆらぎの成長の抑制を特徴づける。暗黒エネルギー優勢期におけるゆらぎの進化を特徴づける量として、次の線形成長率も観測との比較でしばしば用いられる:

$$f(a) \equiv \frac{d \ln D_1(a)}{d \ln a}. \quad (2.44)$$

暗黒エネルギーが宇宙定数の場合 ( $w = -1$ ), 上で定義した関数  $g(a)$  と  $f(a)$  は、以下のような (フィッティング) 公式で精度よく表せることが知られている (平坦でない宇宙でも適用可能) [4]:

$$g(a) \simeq \frac{5}{2} \Omega_m(a) \left[ \Omega_m^{4/7}(a) - \Omega_\Lambda(a) + \left\{ 1 + \frac{\Omega_m(a)}{2} \right\} \left\{ 1 + \frac{\Omega_\Lambda(a)}{70} \right\} \right]^{-1}, \quad (2.45)$$

$$f(a) \simeq \Omega_m^{4/7}(a) + \frac{\Omega_\Lambda(a)}{70} \left\{ 1 + \frac{\Omega_m(a)}{2} \right\}. \quad (2.46)$$

平坦宇宙の場合には、暗黒エネルギーの状態方程式パラメーター  $w$  が定数であると仮定すると、厳密解が求まることが知られている。その場合、関数  $g(a)$  と  $f(a)$  は超幾何関数を用いて次のように表せる (e.g., [17]):

$$g(a) = {}_2F_1\left(-\frac{1}{3w}, \frac{w-1}{w}, 1 - \frac{5}{6w}; -q(a)\right), \quad (2.47)$$

$$f(a) = 1 - \frac{3(w-1)}{6w-5} \frac{{}_2F_1\left[\frac{3w-1}{2w}, \frac{3w-1}{3w}, \frac{12w-5}{6w}, -q(a)\right]}{{}_2F_1\left[-\frac{1}{3w}, \frac{w-1}{2w}, \frac{6w-5}{6w}, -q(a)\right]} \quad (2.48)$$

ここで関数  $q(a)$  は、 $q(a) \equiv \{(1 - \Omega_{m,0})/\Omega_{m,0}\} a^{-3w}$  で与えられる。

## 2.5 遷移関数

これまで見てきたように、現在観測される密度ゆらぎは、超地平線スケールにわたるゆらぎとして生成され、輻射・物質優勢期を経て、観測される波長、つまりハッブル地平線より短くなったものである。ゆらぎの成長具合は、その波長がどの時刻にハッブル地平線を横切るか（短くなるか）によって変わるため、最終的に観測されるゆらぎの振幅は、波長（スケール）によって異なることになる。このゆらぎの波長依存性を特徴づけるため、以下で定義される遷移関数を導入する：

$$T(k; t_m) \equiv \frac{\Phi(k; t_m)}{\Phi(k \rightarrow 0; t_m)}, \quad (2.49)$$

ここで、時刻  $t_m$  は、宇宙がインシュタイン-ドジッター宇宙に近い頃の物質優勢期のある時期を指す。 $\Phi(k)$  はハッブル地平線より短い波長を持つ観測可能な曲率ポテンシャルである。式 (2.30) より、 $\Phi(k \rightarrow 0; t_m) = (9/10) \Phi_p$  と表せる点に注意しておこう。

式 (2.49) を用と、ハッブル地平線以下の質量ゆらぎは、時刻  $t > t_m$  にて、以下のよう書き表わせる：

$$\begin{aligned} \delta_m(\mathbf{k}; a) &= \frac{3}{5} \frac{k^2}{\Omega_{m,0} H_0^2} \Phi_p(\mathbf{k}) T(k) D_1(a) \\ &\equiv \delta_0(\mathbf{k}) D_1(a). \end{aligned} \quad (2.50)$$

遷移関数は、時刻  $t_m$  より以前の履歴にもとづいて決まるため、時間には依存しない。時間依存性は線形成長因子  $D_1$  で決まる。暗黒エネルギーなどのような成分は、より現在に近い時刻（赤方偏移  $z \sim 1$  以下）で影響するため、線形成長因子のふるまいだけを変え、遷移関数には影響しない。遷移関数を用いて記述すると、過去の宇宙の進化の影響と現在近傍の時間進化を区別して取り扱えるという点で便利である。

### 遷移関数の漸近的ふるまい

式 (2.41) (2.49) より, 遷移関数のふるまいが以下のように求まる<sup>1</sup>

$$T(k) \simeq \begin{cases} \frac{5}{2} A \left( \frac{k}{k_{\text{eq}}} \right)^{-2} \ln \left( 4\sqrt{2} B e^{-3} \frac{k}{k_{\text{eq}}} \right) \simeq 12 \left( \frac{k}{k_{\text{eq}}} \right)^{-2} \ln \left( \frac{k}{8k_{\text{eq}}} \right), & k \gg k_{\text{eq}} \\ 1, & k \ll k_{\text{eq}}. \end{cases} \quad (2.51)$$

ここで現れる特徴的スケール  $k_{\text{eq}}$  は、輻射・物質等密時におけるハッブル地平線スケールで

$$k_{\text{eq}} \equiv a_{\text{eq}} H_{\text{eq}} = \sqrt{\frac{2}{\Omega_{r,0} H_0^2} \frac{\Omega_{m,0} H_0^2}{c}} = 0.0095 \left( \frac{\Omega_{m,0} h^2}{0.13} \right) \text{Mpc}^{-1} \quad (2.52)$$

と表される。

### BBKS フィッティング公式

正確な遷移関数を求めるには、数値的に線形摂動の方程式を解くことが必要だが、数値計算の振る舞いを近似的に再現する解析的表式がいくつか知られている。代表的なものとして、文献 [2] の付録 G に記載された以下のフィッティング公式がある：

$$T_{\text{BBKS}}(k) = \frac{\ln[1 + 2.34q]}{2.34q} \left\{ 1 + 3.39q + (16.2)^2 + (5.47)^3 + (6.71q)^4 \right\}^{-1/4} ; \quad q \equiv \frac{k}{\Gamma h \text{Mpc}^{-1}} \quad (2.53)$$

ここで、 $\Gamma$  は、シェイプパラメーターと呼ばれ、 $\Gamma = \Omega_{m,0} h$  と与えられる。上式はもともと、CDM ゆらぎの遷移関数を表すものだったが、文献 [20] により、シェイプパラメーターを  $\Gamma = \Omega_{m,0} h \exp[-\Omega_{b,0} - (2h)^{1/2} \Omega_b / \Omega_{m,0}]$  と置き換えることで、バリオンを含んだ質量ゆらぎの遷移関数として広く適用できることが知られている。

#### Note

- 上式のフィッティング公式には、後述するバリオン音響振動の影響が考慮されていない。バリオン音響振動まで含めたフィッティング公式は文献 [7] に与えられている。
- ニュートリノに質量がある場合、ニュートリノの自由流スケール前後で質量密度ゆらぎのふるまいが変わる。その影響を考慮した小スケールで適用できる遷移関数のフィッティング公式が、文献 [10] で与えられている。
- さらに精度のよい正確な遷移関数が知りたい場合は、CMB ボルツマンコードで数値的に求める必要がある。現在、パブリックなコードとして、`camb`<sup>2</sup> や `class`<sup>3</sup> などが知られており、前者はウェブ上で遷移関数を計算できるオンラインサイトもある。

<sup>1</sup>正確には、この漸近形は質量ゆらぎではなく、CDM ゆらぎの遷移関数の漸近形である。

<sup>2</sup> <http://camb.info>

<sup>3</sup> <http://class-code.net>

最後に、等曲率ゆらぎの初期条件に対する移関数についてコメントしておく。等曲率ゆらぎでも遷移関数の漸近的なふるまいは、基本的に式 (2.51) で与えられるものとそう大差ない。ただし、断熱ゆらぎの場合に現れた対数的なスケール依存性は等曲率ゆらぎでは現れず、 $k \gg k_{\text{eq}}$  では、単純に  $T(k) \propto (k/k_{\text{eq}})^{-2}$  と振る舞うだけになる。これは、断熱ゆらぎの場合に現れたメザロス効果前のゆらぎの対数的成長が等曲率ゆらぎでは現れないことに起因している [13]。

## 2.6 バリオン音響振動

### 音響振動の方程式

ハッブル地平線以下のスケールの光子ゆらぎに着目して、光子・バリオン（電子）が強く結合しているという近似を使うと（強結合近似）、音響振動を表す以下の式が得られる：

$$\frac{d^2\Theta_0}{d\eta^2} + \frac{R}{1+R}\mathcal{H}\frac{d\Theta_0}{d\eta} + \frac{k^2}{3(1+R)}\Theta_0 = -\frac{k^2}{3}\Psi - \frac{d^2\Phi}{d\eta^2} - \frac{R}{1+R}\mathcal{H}\frac{d\Phi}{d\eta} \quad (2.54)$$

これより、光子・バリオン流体の音速  $c_s$  が次のように定義できる ( $c = 1$  の単位で)：

$$c_s \equiv \sqrt{\frac{1}{3(1+R)}}; \quad R = \frac{3\rho_b}{4\rho_\gamma}. \quad (2.55)$$

式 (2.54) から摩擦項を無視した近似的振る舞いとして、

$$\Theta_0 \propto \exp(ikr_s); \quad r_s \equiv \int_0^\eta d\eta' c_s(\eta') \cdots \text{sound horizon scale} \quad (2.56)$$

が得られることがわかる。ここで、 $r_s$  は音響振動のスケールを表し、解析的に

$$\begin{aligned} r_s(\eta) &= \frac{2}{3k_{\text{eq}}} \sqrt{\frac{6}{R_{\text{eq}}}} \ln \left( \frac{\sqrt{1+R(\eta)} + \sqrt{R(\eta) + R_{\text{eq}}}}{1 + \sqrt{R_{\text{eq}}}} \right) \\ &\approx 147 \left( \frac{\Omega_{\text{m},0} h^2}{0.13} \right)^{-0.25} \left( \frac{\Omega_{\text{b},0} h^2}{0.024} \right)^{-0.008} \quad \text{at } \eta = \eta_{\text{rec}} \end{aligned} \quad (2.57)$$

と表せる。

### バリオンゆらぎとの関係

光子・バリオンはお互い強く結びついているため、光子ゆらぎの音響振動は、バリオンゆらぎにも現れる。強結合近似で用いた条件式を用いると、

$$v_b \simeq -3\Theta_1 \stackrel{k \gg aH}{\simeq} \frac{3}{k} \frac{d\Theta_0}{d\eta}, \quad \frac{d\delta_b}{d\eta} \simeq k v_b \simeq 3 \frac{d\Theta_0}{d\eta} \quad \longrightarrow \quad \delta_b \simeq 3\Theta_0 \propto \exp(ikr_s) \quad (2.58)$$

バリオンゆらぎに現れるこの音響振動のことを、特にバリオン音響振動と呼ぶ。

## 2.7 バリオンゆらぎの追いつき

宇宙の晴れ上がり（脱結合）の時期まで、ハッブル地平線以下のスケールではバリオンは光子と強く結合して重力的な成長をせず、ゆらぎは振動的ふるまいをしている。従ってバリオンのゆらぎはほぼ無視でき、このままでは現在観測で見られるような大規模構造を説明できない。その一方、CDMは重力相互作用しかないため、再結合・脱結合の時期でもゆらぎは成長している。このCDMゆらぎがあるおかげで、バリオンのゆらぎは脱結合後、それに引きずられる形で急成長する。このふるまいをバリオンゆらぎの追いつき（baryon catch-up）という。

追いつき現象がどのように起こるか具体的に見てみよう。晴れ上がり直後の重力ポテンシャルは基本的にCDMのゆらぎによって決まっていると考えると、ハッブル地平線以下では、バリオンゆらぎの発展方程式は以下で近似される：

$$\ddot{\delta}_b + 2H\dot{\delta}_b \simeq 4\pi G\rho_c \delta. \quad (2.59)$$

物質優勢期におけるCDMの密度とゆらぎがそれぞれ  $\rho_c \propto a^{-3}$ 、 $\delta \propto a$  と振る舞うことを用いると、上式は以下の式に帰着できる：

$$y^{1/2} \frac{d}{dy} \left( y^{3/2} \frac{d\delta_b}{dy} \right) = \frac{3}{2} \delta; \quad y \equiv \frac{a}{a_{\text{dec}}}. \quad (2.60)$$

$y = 1$  にて  $\delta_b = 0$  という初期条件の特解を求めてみることにすると、

$$\delta_b = \left( 1 - \frac{3}{y} + \frac{2}{y^{3/2}} \right) \delta \quad (2.61)$$

となる。つまり、バリオンのゆらぎがCDMゆらぎにすぐに追いつき、ゆらぎの振幅はほぼ同じにまで成長することを意味している。ここでは振幅ゼロから成長する解を求めたが、追いつき後のバリオンゆらぎの振幅には、晴れ上がり前の振る舞いが残りうる。従って、バリオン音響振動の空間パターンは現在でも観測できることになる。

## 2.8 ニュートリノの自由流減衰効果

有限の質量を持つニュートリノは、時間が経つと ( $m_{\nu,i} \gtrsim k_B T$ ) 非相対論的になる。そのため、質量密度ゆらぎの成長に寄与するようになるが、質量が軽く大きな速度分散をもっているせいでゆらぎの進化は、CDMやバリオンと異なる。ニュートリノの速度分散は以下のように求まる：

$$\begin{aligned} \sigma_\nu^2 &= \frac{\int d^3q \left( \frac{q}{m_\nu} \right)^2 f_\nu(q)}{\int d^3q f_\nu(q)} = \frac{15\zeta(5)}{\zeta(3)} \left( \frac{4}{11} \right)^{2/3} \frac{T_{\gamma,0}^2 (1+z)^2}{m_\nu^2} \\ &\simeq (6.03 \times 10^{-4} c)^2 \left( \frac{1 \text{ eV}}{m_\nu} \right)^2 (1+z)^2. \end{aligned} \quad (2.62)$$

この大きな速度分散のせいで、ニュートリノのゆらぎは小さなスケールでは重力的に成長できない。その様は、ガスが自らの圧力で重力収縮を妨げる効果と同様である。つまり、

ジーンズ不安定性同様、ゆらぎが成長できるには条件があり、そこから特徴的なスケールが現れる。

### 自由流スケール (Free-streaming scale) $k_{\text{FS}}^4$

$$k_{\text{FS}} \equiv \sqrt{\frac{3}{2}} \frac{aH}{c_s^2} \simeq \sqrt{\frac{3}{2}} \frac{aH}{\sigma_\nu} = \frac{0.677}{(1+z)^2} \frac{m_\nu}{1 \text{ eV}} \sqrt{\Omega_{\text{m},0}(1+z)^3 + \Omega_\Lambda} h \text{ Mpc}^{-1}. \quad (2.63)$$

この自由流スケールより以下では ( $k \ll k_{\text{FS}}$ )、ニュートリノのゆらぎは成長しない。つまり、全物質の質量ゆらぎは、ニュートリノが成長しない分だけ振幅が小さくなる。この減衰は近似的に次の式で特徴づけられる ( $z=0$  において)：

$$\frac{P(k)|_{f_\nu \neq 0}}{P(k)|_{f_\nu = 0}} \simeq 1 - 8f_\nu; \quad f_\nu \equiv \frac{\Omega_{\nu,0}}{\Omega_{\text{m},0}} \simeq 0.075 \left( \frac{0.1426}{\Omega_{\text{m},0} h^2} \right) \left( \frac{\sum m_\nu}{1 \text{ eV}} \right). \quad (2.64)$$

ここで、 $P(k)|_{f_\nu=0}$  とは、同じ質量密度パラメーターを持ち、ニュートリノ質量がゼロの場合の質量パワースペクトルである。より洗練された公式として、以下がある (ただし一部、経験式にもとづく) [文献 [15] の式 (141)]:

$$\frac{P(k)|_{f_\nu \neq 0}}{P(k)|_{f_\nu = 0}} \simeq (1 - f_\nu)^3 \left( \frac{D_1(a)}{a_{\text{nr}}} \right)^{-(6/5)f_\nu} = (1 - f_\nu)^3 \left\{ 1.9 \times 10^5 \frac{\Omega_{\nu,0} h^2}{N_{\text{eff}}} \frac{D_1(a)}{a} \right\}^{-(6/5)f_\nu}. \quad (2.65)$$

<sup>4</sup>ジーンズ不安定性の条件式に現れる音速  $c_s = (\delta p / \delta \rho)^{1/2}$  はガスに対するもので、無衝突粒子であるニュートリノの速度分散  $\sigma_\nu$  と同じとみなすのは注意が必要である。文献 [19] で指摘されているように、非相対論的極限では、 $c_s \simeq (\sqrt{5}/3)\sigma_\nu$  と対応しているとみなすのが適切と思われる。

# Chapter 3

## 大規模構造の観測

この章では、質量密度ゆらぎの性質を観測的に調べる手段と、それに付随する観測的効果について述べる。

### 3.1 大規模構造の観測量：2点統計量

前章でみたように、質量密度ゆらぎに刻まれた様々な特徴は極めて大きなスケールで現れる。またその特徴は、宇宙膨張を通じて時間変化にも現れるため、様々な赤方偏移の宇宙を広く観測することが重要になる。

質量密度ゆらぎを観測する現在の代表的な手段は、銀河の空間分布をトレーサーとして用いる銀河サーベイである。銀河サーベイは以下の2種類に大別される：

**測光サーベイ**：天球面上に広がる個々の銀河を CCD（電荷結合素子）で観測する方法<sup>1</sup>。CCD を銀河の明るさと広がり・形状が測定できる。

**分光サーベイ**：個々の銀河をスペクトル分光する方法。原子気体の吸収線・輝線を同定することで銀河の赤方偏移が測定できる。

前者の観測では、赤方偏移を正確に求めることはできないが、何色かのカラーフィルターを用いることで、銀河のスペクトルのモデルをもとに、ある程度、赤方偏移を決めることができ（測光赤方偏移）、様々な赤方偏移における銀河分布の2次元情報が得られる。また、銀河の形状は、弱重力レンズ効果の測定に使うことができ、直接、2次元面に射影された質量密度ゆらぎのプロープが可能になる、一方、後者の場合、銀河を一つ一つ分光するので時間はかかるが赤方偏移の測定で奥行き情報が得られるため、実効的に大規模構造の3次元情報が得られる利点がある。

質量密度ゆらぎはランダムな空間分布なため、前章でみたような性質を銀河サーベイから引き出すには銀河の分布を統計量として定量化することが不可欠である。大規模構造を特徴付ける素朴で代表的な統計量が、2点相関関数やそのフーリエ版のパワースペクトルで、2点統計と呼ばれる。以下、それぞれのサーベイから得られる2点統計の関係について説明する。

#### 分光観測から得られる2点統計

<sup>1</sup>最近では CMOS も使われるようになってきたようである

分光サーベイの観測量は、銀河の3次元個数密度分布  $n_{\text{gal}}(\mathbf{x})$  であり、この時、2点相関関数  $\xi$  はお互い離れた2点間の場所  $\mathbf{x}$ 、 $\mathbf{x}'$  での個数密度をもとに、

$$\langle n_{\text{gal}}(\mathbf{x}) n_{\text{gal}}(\mathbf{x}') \rangle = \bar{n}_{\text{gal}}^2 \left[ 1 + \xi(\mathbf{x}, \mathbf{x}') \right] \quad (3.1)$$

と定義される。ここで、 $\langle \dots \rangle$  はアンサンブル平均を表し<sup>2</sup>、 $\bar{n}_{\text{gal}}$  は3次元平均個数密度である。つまり、銀河のペアをカウントしたとき、平均からの過剰成分が2点相関関数  $\xi$  で特徴づけられている。インフレーション理論による予言では、原始密度ゆらぎの持つ統計性は一様かつ等方的であるとされる。こうした性質が質量密度ゆらぎにも反映されているなら、2点相関関数は2点間の並進・回転に対しても不変となる。 $\xi$  は2点間の距離  $r \equiv |\mathbf{x} - \mathbf{x}'|$  のみに依る関数となる。この時、パワースペクトルは2点相関関数のフーリエ変換として定義でき、波数の大きさのみに依る関数となる：

$$\begin{aligned} P(k) &= \int d^3\mathbf{r} \xi(r) e^{i\mathbf{k}\cdot\mathbf{r}} \\ &= 4\pi \int_0^\infty dr r^2 \frac{\sin(kr)}{kr} \xi(r) \end{aligned} \quad (3.2)$$

式 (3.1) と (3.2) を組み合わせると、次の関係が得られる：

$$\langle \delta_{\text{gal}}(\mathbf{k}) \delta_{\text{gal}}(\mathbf{k}') \rangle = (2\pi)^3 \delta_{\text{D}}(\mathbf{k} + \mathbf{k}') P(k) \quad (3.3)$$

ここで  $\delta_{\text{gal}}(\mathbf{k})$  は、 $\delta_{\text{gal}}(\mathbf{x}) \equiv n_{\text{gal}}(\mathbf{x})/\bar{n}_{\text{gal}} - 1$  で定義される銀河の個数密度ゆらぎをフーリエ変換したものである：

$$\delta_{\text{gal}}(\mathbf{x}) = \int \frac{d^3\mathbf{k}}{(2\pi)^3} \delta_{\text{gal}}(\mathbf{k}) e^{i\mathbf{k}\cdot\mathbf{x}} \quad (3.4)$$

式 (3.3) は、逆にパワースペクトルの定義として使うことができ、観測やシミュレーションからパワースペクトルを測定する際の基礎になる。

なお、実際の分光観測から求まる2点相関関数やパワースペクトルは、次節・次々節で述べる観測的効果によって、大域的な等方性が破れ、2点間の距離  $r$  や波数の大きさ  $k$  だけでは特徴づけられない。ただし、逆にこの効果を利用して、新たな宇宙論的情報が得ることができると、最近の銀河サーベイを用いた宇宙論研究ではこの効果に注目が集まっている。

### 測光サーベイから得られる2点統計

測光サーベイの場合、奥行き、つまり赤方偏移が正確に求まらないため、2点統計量は天球面上に射影された2点に対する統計量になる。この時、2点間を特徴付けるものは、距離ではなく角度になるため、2点相関関数は角度相関関数、パワースペクトルは角度パワースペクトルと区別して呼ぶ。銀河の角度相関関数  $w$  は、

$$\langle N_{\text{gal}}(\hat{\mathbf{x}}) N_{\text{gal}}(\hat{\mathbf{x}}') \rangle = \bar{N}_{\text{gal}}^2 \left[ 1 + w(\hat{\mathbf{x}}, \hat{\mathbf{x}}') \right] \quad (3.5)$$

<sup>2</sup>ここでいうアンサンブル平均とは、観測される宇宙の他にも宇宙のコピーが多数あり、個々の宇宙から得られた'観測量'を平均することで得られる仮想的な操作を表す。実際の宇宙では、体積平均でおきかえて測定を行う。



で定義される。ここで  $N_{\text{gal}}$  は天球面上の銀河の個数面密度であり、 $\bar{N}_{\text{gal}}$  は平均面密度を表す。統計的に一様・等方的な分布に対しては、角度相関関数は2点間の離角  $\theta = |\hat{\boldsymbol{x}} - \hat{\boldsymbol{x}}'|$  のみの関数となり、 $w(\theta)$  と表す。一方、角度パワースペクトルは、 $\delta_{\text{gal}}^{(2D)}(\hat{\boldsymbol{x}}) \equiv N_{\text{gal}}(\hat{\boldsymbol{x}})/\bar{N}_{\text{gal}} - 1$  で定義される個数面密度ゆらぎを、球面調和関数  $Y_{\ell,m}$  を用いて

$$\delta_{\text{gal}}^{(2D)}(\hat{\boldsymbol{x}}) = \sum_{\ell} \sum_{m=-\ell}^{\ell} a_{\ell m} Y_{\ell m}(\hat{\boldsymbol{x}}) \quad (3.6)$$

と展開し、その展開係数のアンサンブル平均を取ることで定義される。統計的に一様・等方的な場合、角度パワースペクトルは多重極  $\ell$  のみに依存し、

$$\langle a_{\ell m} a_{\ell' m'} \rangle = \delta_{\ell\ell'} \delta_{mm'} C_{\ell} \quad (3.7)$$

と表される。この  $C_{\ell}$  が角度パワースペクトルである。角度相関関数と角度パワースペクトルとは次の関係で結ばれている：

$$w(\theta) = \sum_{\ell} \frac{2\ell + 1}{4\pi} C_{\ell} \mathcal{P}_{\ell}(\cos \theta) \quad (3.8)$$

ところで、測光サーベイの観測量  $N_{\text{gal}}(\hat{\boldsymbol{x}})$  は、銀河の3次元個数密度  $n_{\text{gal}}$  を観測で決まる重みづけで射影した量として書き表わせる。つまり、

$$N_{\text{gal}}(\hat{\boldsymbol{x}}) = \int_0^{\infty} d\chi w_g(\chi) n_{\text{gal}}(\boldsymbol{x}) \quad (3.9)$$

ここで  $\chi$  は共動距離であり、 $w_g$  は視線方向に沿った重み関数を表す。この式にもとづく、角度相関関数と角度パワースペクトルは3次元の相関関数、パワースペクトルと関係づけることができる。特に、2点間の離角  $\theta$  が十分小さいという小角度近似  $\theta \ll 1$  を使うと、

$$w(\theta) \simeq \int_0^{\infty} \{w_g(\chi)\}^2 \int_{-\infty}^{\infty} dy \xi\left(\sqrt{\{r(\chi)\theta\}^2 + y^2}; z(\chi)\right) \quad (3.10)$$

という簡単な関係が得られる。 $r(\chi)$  は、共動角径距離である [式 (1.4)、(1.21) を参照]。上式で用いた小角度近似は、角度パワースペクトルの場合、 $\ell \gg 1$  という近似に対応し、この時、

$$C_{\ell} \simeq \int_0^{\infty} d\chi \left\{ \frac{w_g(\chi)}{r(\chi)} \right\}^2 P\left(\frac{\ell + 1/2}{r(\chi)}; z(\chi)\right) \quad (3.11)$$

が得られる。従って、重み関数  $w_g$  が何らかの方法でわかれば、3次元の統計量  $\xi$ 、 $P$  の理論計算をもとに測光サーベイの観測量に対しても理論予言が可能になり、測光サーベイから宇宙論的情報が得られる。

なお、測光サーベイからは、撮像データをもとに銀河の形状の情報も得られるので、多数の銀河を使うことで弱重力レンズ効果による系統的な形状の'歪み'を検出することができる。この効果を用いると、質量密度ゆらぎを直接プローブすることが可能である。銀河の形状と質量密度ゆらぎの関係については3.4節で述べるが、銀河のカウント同様に形状に関する2点統計を測ることで、宇宙論的な情報も得ることができる。

## 3.2 赤方偏移空間歪み

### 赤方偏移空間

$$1 + z_{\text{obs}} \simeq (1 + z)(1 + v_{\parallel}) \longrightarrow \mathbf{s} = \mathbf{x} + \frac{1 + z}{H(z)} v_{\parallel} \hat{x}. \quad (3.12)$$

遠方の銀河分布に対しては、銀河間の平均距離に比べて観測者から銀河までの距離の方が十分長くなるため、ある領域の銀河分布に着目した時、観測者の視線方向はどの銀河に対してもほぼ同一方向を向いているとみなせる（遠方観測者近似）。この場合、銀河がクラスタリングしている領域に対する視線方向を  $\hat{z}$  とし、視線方向の銀河の特異速度を  $v_{\parallel} = (\mathbf{v} \cdot \hat{z})$  と表すと、上式は、

$$\mathbf{s} = \mathbf{x} + \frac{1 + z}{H(z)} (\mathbf{v} \cdot \hat{z}) \hat{z}. \quad (3.13)$$

となる。

遠方観測者近似にもとづいて、赤方偏移空間での銀河の個数密度場が、どのように表されるか考えてみよう。

上式で与えられる赤方偏移空間と実空間の関係は、座標変換とみなせるため、お互いの空間で銀河の個数密度は保存するはずである。従って、赤方偏移空間と実空間での密度場をそれぞれ  $\delta^{(S)}(\mathbf{s})$ 、 $\delta_g(\mathbf{x})$  と表すと、

$$\begin{aligned} \{1 + \delta^{(S)}(\mathbf{s})\} d^3 \mathbf{s} &= \{1 + \delta_g(\mathbf{x})\} d^3 \mathbf{x} \\ \longrightarrow \delta^{(S)}(\mathbf{s}) &= \{1 + \delta_g(\mathbf{x})\} \left| \frac{\partial \mathbf{s}}{\partial \mathbf{x}} \right|^{-1}. \end{aligned} \quad (3.14)$$

見通しをよくするため、フーリエ変換をして密度場の表式を求めると

$$\begin{aligned} \delta^{(S)}(\mathbf{k}) &= \int d^3 \mathbf{s} \delta^{(S)}(\mathbf{s}) e^{-i\mathbf{k} \cdot \mathbf{s}} \\ &= \int d^3 \mathbf{x} \left[ \delta_g(\mathbf{x}) - \frac{1 + z}{H(z)} \frac{\partial v_z(\mathbf{x})}{\partial z} \right] e^{-i\mathbf{k} \cdot \mathbf{x} - ik\mu_k(1+z)/H(z)v_z(\mathbf{x})} \end{aligned} \quad (3.15)$$

ここで、 $\mu$  は視線方向と波数ベクトルの方向余弦を表、 $\mu_k \equiv (\mathbf{k} \cdot \hat{z})/|\mathbf{k}|$  で定義される。

### 線形摂動 (カイザー公式)

式 (3.15) の右辺を線形化すると、

$$\delta^{(S)}(\mathbf{k}) \simeq \int d^3 \mathbf{x} \left[ \delta_g(\mathbf{x}) - \frac{1 + z}{H(z)} \frac{\partial v_z(\mathbf{x})}{\partial z} \right] e^{-i\mathbf{k} \cdot \mathbf{x}} = \delta_g(\mathbf{k}) + \frac{1 + z}{H(z)} k \mu_k^2 v(\mathbf{k}). \quad (3.16)$$

さらに、連続の式を線形化した関係式  $\dot{\delta}_m - (k/a)v = 0$  [式 (2.8) で  $\dot{\Phi} \simeq 0$  としたもの] を用いると、線形の銀河バイアス関係  $\delta_g = b \delta_m$  の仮定の下、赤方偏移空間と実空間との密度場を結びつける関係式が得られる：

$$\delta^{(S)}(\mathbf{k}) = (b + f \mu_k^2) \delta_m(\mathbf{k}), \quad (3.17)$$

ここで  $f$  は式 (2.44) で定義された線形成長率である。赤方偏移空間では、密度場が方向余弦  $\mu$  に陽に依存する形になっている。この関係式は Nick Kaiser によって導かれたものでカイザー公式と呼ばれる [12]。

カイザー公式を用いると、(線形) 赤方偏移空間における銀河のパワースペクトルは

$$P^{(S)}(\mathbf{k}) = (b + f \mu_k^2)^2 P_m(k) = \sum_{\ell} P_{\ell}^{(S)}(k) \mathcal{P}_{\ell}(\mu_k); \quad \begin{cases} P_0^{(S)}(k) = \left(b^2 + \frac{2}{3}fb + \frac{1}{5}f^2\right) P_m(k) \\ P_2^{(S)}(k) = \left(\frac{4}{3}fb + \frac{4}{7}f^2\right) P_m(k) \\ P_4^{(S)}(k) = \frac{8}{35}f^2 P_m(k) \end{cases} \quad (3.18)$$

と表せる。方向余弦の依存性が統計量に陽に現れることからわかるように、赤方偏移空間での統計的な等方性は破れている。なお、2点相関関数に対応する関係式も、上式をフーリエ逆変換することで求まり、以下のように表せる：

$$\begin{aligned} \xi^{(S)}(\mathbf{s}) &= \int \frac{d^3\mathbf{k}}{(2\pi)^3} P^{(S)}(\mathbf{k}) e^{i\mathbf{k}\cdot\mathbf{s}} \\ &= \sum_{\ell=0,2,4} \xi_{\ell}^{(S)}(s) \mathcal{P}_{\ell}(\mu_s); \quad \xi_{\ell}^{(S)}(s) = (-i)^{\ell} \int \frac{dk k^2}{2\pi^2} j_{\ell}(ks) P_{\ell}^{(S)}(k), \end{aligned} \quad (3.19)$$

ここで、 $\mu_s$  は、 $\mu_s = \mathbf{s} \cdot \hat{\mathbf{z}} / |\mathbf{s}|$  で定義される実空間における方向余弦である。

上述の赤方偏移空間歪みの線形理論にもとづく、銀河のパワースペクトル・相関関数の非等方性を観測することで、重力不安定に由来するゆらぎの成長を測定することが可能になる。例えば、多重極展開したパワースペクトル  $P_{\ell}^{(S)}$  に着目すると、ある波数の観測量  $P_0^{(S)}$ 、 $P_2^{(S)}$ 、 $P_4^{(S)}$  を組み合わせることで、 $b^2 P_m(k)$  と  $f^2 P_m(k)$  を分離して決めることができる。銀河サーベイなどで観測する典型的スケールでは、 $P_m(k)$  はゆらぎの規格化を与える宇宙論パラメーター  $\sigma_8$  に強く依存するため<sup>3</sup>、赤方偏移空間歪みの観測から、 $b\sigma_8$  と  $f\sigma_8$  というパラメーターの組み合わせが決まることになる。このうち、 $f\sigma_8$  が重力に由来したゆらぎの成長に依存する量であり、 $f$  は重力理論に基づいてその値が決まる。特に一般相対性理論にもとづく冷たい暗黒物質優勢宇宙では、

$$f(z) \simeq \Omega_m(z)^{0.55} \quad (3.21)$$

という関係が高い精度で成り立つことが知られている (例えば [16])。従って、観測から上式のずれを調べることで宇宙論的なスケールでの一般相対論のテスト、重力理論の検証ができることになる。そのため、近年、赤方偏移空間歪みの測定は宇宙論研究における最重要テーマの1つとして、多くの銀河サーベイのサイエンスゴールに掲げられている。

<sup>3</sup> $\sigma_8$  は、線形の質量パワースペクトル  $P_m$  の振幅を決めるパラメーターで以下のように定義される：

$$\sigma_8^2 \equiv \int \frac{dk^2 k}{2\pi^2} W_{\text{th}}^2(k R_8) P_m(k), \quad (R_8 = 8 h^{-1} \text{ Mpc}) \quad (3.20)$$

ここで、関数  $W_{\text{th}}(x)$  はトップハット型フィルター関数をフーリエ変換したもので、 $W(x) = (3/x^3)\{\sin x - x \cos x\}$  と表せる。

ただし、カイザー公式は線形近似にもとづき導出された関係式で、あまり適用範囲が広くない。そもそも、赤方偏移空間と実空間の関係式 (3.13) には、速度場が含まれており、速度場が場所についての非線形関数であるため、ゆらぎの重力成長が徐々に非線形になる領域では、赤方偏移空間と実空間は単純な線形関係ではなくなる。そのため、観測から重力理論の検証を精度よく行うためには、線形理論を超える赤方偏移空間歪みの記述が不可欠になる。

### 3.3 幾何学的歪み (アルコック-パチンスキー効果)

銀河赤方偏移サーベイから求まる銀河の3次元空間分布は、赤方偏移空間歪みのせいで視線方向に沿って非等方な分布になっているが、加えて、遠方距離の宇宙論依存性によっても別の非等方性が生じることが知られている。この非等方性は観測される銀河の位置座標を共動系の実空間座標に変換する際に現れるもので、アルコック-パチンスキー効果、もしくは幾何学的歪みと呼ばれる [1]。

銀河サーベイから得られる個々の銀河の位置は、天球面上の角度  $\theta$  と赤方偏移  $z$  で特徴づけられ、銀河2点間の距離はそれらの差  $(\Delta\theta, \Delta z)$  で表せる。この差を、視線方向はハッブル則、その垂直方向 (天球面方向) は角径距離を用いることで、次のように実座標での距離  $\Delta s$  に換算できる：

$$\Delta s_{\parallel} = \{H(z)\}^{-1} \Delta z, \quad \Delta s_{\perp} = d_A(z) \Delta\theta. \quad (3.22)$$

上式に現れるハッブルパラメーター、角径距離は、宇宙膨張を特徴づける宇宙論パラメーターに陽に依存している。つまり、観測から実距離への変換には宇宙論パラメーターを事前に正しく求めておくか、あるいは何らかの仮定を入れる必要がある。この仮定にもし間違いがあると、視線方向と垂直方向の長さが仮に同じだったとしても、 $H^{-1}$  と  $d_A$  の宇宙論パラメーター依存性の違いから、長さが異なってしまい、非等方性が生じてしまう。

以下では、この宇宙論パラメーターの間違いが相関関数、パワースペクトルにどう影響するか、具体的にしてみる。

#### 相関関数

今、真の宇宙モデルにおける銀河2点間の距離を、視線方向垂直、平行成分それぞれ、 $s'_{\perp}$ 、 $s'_{\parallel}$  と表す。それに対し、適当な宇宙モデルを仮定し、観測から求めた距離を  $s_{\perp}^{\text{obs}}$ 、 $s_{\parallel}^{\text{obs}}$  と記そう。この時、真の距離と観測から求めた距離の間には、

$$s'_{\perp} = \frac{d_A}{d_{A,\text{fid}}} s_{\perp}^{\text{obs}}, \quad s'_{\parallel} = \frac{H^{-1}}{H_{\text{fid}}^{-1}} s_{\parallel}^{\text{obs}}. \quad (3.23)$$

という関係が成り立つ。ここで、下付き添え字  $\text{fid}$  がついた量は、適当な宇宙モデルを仮定した時のものであることを示す。式 (3.23) をある種の座標変換とみなせば、適当な宇宙モデルを仮定して観測された相関関数  $\xi_{\text{obs}}^{(S)}$  は、真の宇宙で測定されるべき相関関数  $\xi^{(S)}$  と次のように関係づけることができる：

$$\xi_{\text{obs}}^{(S)}(s^{\text{obs}}, \mu_s^{\text{obs}}) = \xi^{(S)}(s', \mu'_s); \quad \begin{cases} s' \equiv \sqrt{(s'_{\perp})^2 + (s'_{\parallel})^2} = s^{\text{obs}} \beta(\mu_s^{\text{obs}}) \\ \mu'_s \equiv s'_{\parallel}/s' = \frac{H_{\text{fid}}}{H} \frac{\mu_s^{\text{obs}}}{\beta(\mu_s^{\text{obs}})} \end{cases} \quad (3.24)$$

ただし、 $\beta$  は以下で定義される：

$$\beta(\mu_s^{\text{obs}}) = \sqrt{\left(\frac{d_A}{d_{A,\text{fid}}}\right)^2 + \left\{\left(\frac{H_{\text{fid}}}{H}\right)^2 - \left(\frac{d_A}{d_{A,\text{fid}}}\right)^2\right\}(\mu_s^{\text{obs}})^2}. \quad (3.25)$$

### パワースペクトル

パワースペクトルの場合も、相関関数のフーリエ変換を通じて、真の宇宙モデルでの波数ベクトルと、適当な宇宙モデルにもとづき観測から換算された波数ベクトルの間にミスマッチが生じることで幾何学的歪みが生じる。式 (3.23) から

$$k'_\perp = \frac{d_{A,\text{fid}}}{d_A} k_\perp^{\text{obs}}, \quad k'_\parallel = \frac{H_{\text{fid}}^{-1}}{H^{-1}} k_\parallel^{\text{obs}} \quad (3.26)$$

従って、式 (3.24) より

$$P_{\text{obs}}^{(S)}(k^{\text{obs}}, \mu_k^{\text{obs}}) = \frac{H}{H_{\text{fid}}} \left(\frac{d_{A,\text{fid}}}{d_A}\right)^2 P^{(S)}(k', \mu'_k); \quad \begin{cases} k' = k^{\text{obs}} \alpha(\mu_k^{\text{obs}}) \\ \mu'_k = \frac{H}{H_{\text{fid}}} \frac{\mu_k^{\text{obs}}}{\alpha(\mu_k^{\text{obs}})} \end{cases} \quad (3.27)$$

ここで  $\alpha$  は

$$\alpha(\mu_k^{\text{obs}}) = \sqrt{\left(\frac{d_{A,\text{fid}}}{d_A}\right)^2 + \left\{\left(\frac{H}{H_{\text{fid}}}\right)^2 - \left(\frac{d_{A,\text{fid}}}{d_A}\right)^2\right\}(\mu_k^{\text{obs}})^2}. \quad (3.28)$$

式 (3.24) (3.27) で与えられる表式は、真の宇宙モデルと観測で仮定した宇宙モデルにミスマッチがあると、非等方性の高次の多重極成分が現れることを意味している。赤方偏移空間歪みの非等方性は、カイザー公式では  $\ell = 0, 2, 4$  の成分に限られるが [式 (3.18)(3.19)]、幾何学的歪みの場合、線形近似が成り立つ領域でも  $\ell > 4$  の成分が作られる。ただし、幾何学的歪みは見かけのもので、観測から相関関数・パワースペクトルを求める際に仮定した宇宙モデルが正しければ非等方は生じないため、逆にこのことを利用して、真の宇宙モデル、つまり、宇宙膨張を特徴づける宇宙論パラメーターを推測することができる。その際、統計量に特徴的なスケールが刻まれていると、よりよく宇宙モデルを決めることができる。第2章でみたように、相関関数・パワースペクトルには、2つの特徴的スケールが刻まれている。一つは輻射・物質等密度時のハッブル地平線で、もう一つはバリオン音響振動の音響地平線である。特に後者は、最近、銀河サーベイ観測の大型化により精密に測れるようになり、加速膨張への制限にも使われている。

### 3.4 弱重力レンズ効果

重力レンズは一般相対性理論により予言される現象で、光の経路が重力源によって歪められる。系統的かつ大規模なサーベイが行われるようになって、多くの重力レンズ現象が観測されるようになり、最近では重力レンズを使った宇宙論の研究も活発である。重力レンズといっても、レンズ天体とレンズ源のサイズやそれらの距離によって性質に様々な違いがあるが、宇宙の大規模構造そのものがレンズ源となって遠方銀河からの光を歪め、見かけ上銀河の形状が歪む効果は、弱重力レンズ効果に分類される。この弱重力レンズ効果は、多数の銀河サンプルを使って測定することで、質量密度ゆらぎを観測する手段にもなる。

この節では、弱重力レンズの理論的記述について述べ、質量密度ゆらぎと重力レンズ観測がどう結びつけられるか概観していこう。

#### レンズ方程式

大規模構造の弱重力レンズ効果によって引き起こされる、遠方銀河のイメージの歪みを特に、コスミックシア (cosmic shear) と呼ぶ。このコスミックシアは、質量密度ゆらぎは空間的に相関を持つせいで、離れた場所でも相関を持つ (お互い離れた銀河どうしのイメージの歪みは相関する)。この相関の強さは、

- 質量密度ゆらぎの時間発展
- 光の経路上に沿って距離の重みがかかるため、宇宙膨張

に依って決まる。

#### 輝度定理 (brightness theorem)

$$I_{\text{obs}}(\vec{\theta}) = I_{\text{true}}(\vec{\theta}_s) \quad (3.29)$$

$I_{\text{obs}}$  : 観測される背景銀河の表面輝度 (重力レンズあり)  
 $I_{\text{true}}$  : もともとの背景銀河の表面輝度 (重力レンズなし)

重力レンズされた背景銀河の位置  $\vec{\theta}$  と もともとの背景銀河の位置  $\vec{\theta}_s$  の間をつなぐ関係は、レンズ方程式によって与えられる。以下、平坦宇宙 (i.e.,  $K = 0$ ) の下でレンズ方程式を導出する。

#### 光の測地線

$$\frac{d^2 x^i}{d\lambda^2} + \Gamma_{\alpha\beta}^i \frac{dx^\alpha}{d\lambda} \frac{dx^\beta}{d\lambda} = 0, \quad (i = 1 \sim 3) \quad (3.30)$$

$x^i$  : 光子の (共動) 位置座標で成分表示すると  $(x_1, x_2, x_3) = (\chi \vec{\theta}, \chi)$ 、ただし、 $\chi(z) \equiv \int_0^z \frac{cdz'}{H(z')}$ 。

$\lambda$  : アフィンパラメーター

**計量 (平坦)** :  $ds^2 = -\{1 + 2\Psi(\vec{x})\} dt^2 + a^2(t) \{1 + 2\Phi(\vec{x})\} \delta_{ij} dx^i dx^j$

式 (3.30) で与えられう測地方程式を、アフィンパラメーターでなく、共動距離  $\chi$  を用い

た表式に書き換える。その際、以下の関係を用いる：

$$\frac{d\chi}{d\lambda} = \frac{d\chi}{dt} \frac{dt}{d\lambda} = -\frac{1}{a} p^0 \simeq -\frac{p}{a} (1 - \Psi) ; \quad p^2 \equiv g_{ij} p^i p^j \quad (3.31)$$

$$\left( \because g_{\mu\nu} p^\mu p^\nu = 0 \implies -(1 + 2\Psi)(p^0)^2 + g_{ij} p^i p^j = 0 \right)$$

視線方向に対して直交する方向、すなわち  $i = 1, 2$  の成分に特に着目すると、式 (3.30) の左辺第 1、2 項はそれぞれ

$$\begin{aligned} \frac{d^2 x^i}{d\lambda^2} &= \frac{d^2}{d\lambda^2} (\chi \theta^i) \\ &\simeq \frac{p}{a} \frac{d}{d\chi} \left[ \frac{p}{a} \frac{d}{d\chi} (\chi \theta^i) \right] \\ &= p^2 \frac{d}{d\chi} \left[ \frac{1}{a^2} \frac{d}{d\chi} (\chi \theta^i) \right] \quad (\because pa = \text{const.}) \quad (3.32) \\ \Gamma_{\alpha\beta}^i \frac{dx^\alpha}{d\lambda} \frac{dx^\beta}{d\lambda} &= \frac{p^2}{a^2} (1 - \Psi)^2 \Gamma_{\alpha\beta}^i \frac{dx^\alpha}{d\chi} \frac{dx^\beta}{d\chi} \\ &\simeq \frac{p^2}{a^2} \left[ (\Psi - \Phi)_{,i} - 2aH \frac{d}{d\chi} (\chi \theta^i) \right] \quad (3.33) \end{aligned}$$

となる。ここでクリストッフエル記号  $\Gamma_{\mu\nu}^\sigma$  は、摂動の 1 次までで  $\Gamma_{00}^i = \Psi_{,i}/a^2$ 、 $\Gamma_{0j}^i = \Gamma_{j0}^i = \delta_{ij}(H + \dot{\Phi})$ 、 $\Gamma_{jk}^i = \Gamma_{j0}^i = \delta_{ij}\Phi_{,k} + \delta_{ik}\Phi_{,j} - \delta_{jk}\Phi_{,i}$  と表されることを用いた。上の 2 式をまとめることで、測地線方程式は次のように書き直せる：

$$\frac{d}{d\chi} \left[ \frac{1}{a^2} \frac{d}{d\chi} (\chi \theta^i) \right] + \frac{1}{a^2} \left\{ (\Psi - \Phi)_{,i} - 2aH \frac{d}{d\chi} (\chi \theta^i) \right\} = 0 \quad (3.34)$$

この式はさらに簡略化でき、最終的に、

$$\frac{d^2}{d\chi^2} (\chi \theta^i) = (\Phi - \Psi)_{,i} \quad (3.35)$$

を得る。

式 (3.35) を、 $\chi = 0$  で  $\theta^i = \theta_o^i$ 、 $\chi = \chi_s (> 0)$  で  $\theta^i = \theta_s^i$  となるような境界条件で解くことで以下が得られる：

#### レンズ方程式

$$\begin{aligned} \theta_s^i &= \theta_o^i + \frac{1}{\chi_s} \int_0^{\chi_s} d\chi_1 \int_0^{\chi_1} d\chi_2 \left\{ \Phi(\vec{x}(\chi_2)) - \Psi(\vec{x}(\chi_2)) \right\}_{,i} \\ &= \theta_o^i + \frac{1}{\chi_s} \int_0^{\chi_s} d\chi_2 \int_{\chi_2}^{\chi_s} d\chi_1 \left\{ \Phi(\vec{x}(\chi_2)) - \Psi(\vec{x}(\chi_2)) \right\}_{,i} \\ &= \theta_o^i + \int_0^{\chi_s} d\chi' \frac{\chi_s - \chi'}{\chi_s} \left\{ \Phi(\vec{x}(\chi')) - \Psi(\vec{x}(\chi')) \right\}_{,i} \quad (3.36) \end{aligned}$$

なお、下付き添え字  $(,i)$  は、微分  $\frac{d}{dx^i} = \frac{1}{\chi} \frac{d}{d\theta^i}$  を表す。

### コンバージェンスとシア

式 (3.36) は、背景銀河から発せられた光が前景の大規模構造が作る重力ポテンシャルで曲げられる様子を記述しているが、この式をうまく利用することで背景銀河のイメージがどのように歪むかも理解できる。具体的には、 $\theta_o^i$  と  $\theta_s^i$  の関係を座標変換ととらえ、以下のヤコビ行列  $A_{ij}$  を評価する：

$$A_{ij} \equiv \frac{\partial \theta_s^i}{\partial \theta_o^j} = \delta_{ij} + \int_0^{\chi_s} d\chi \frac{(\chi_s - \chi)\chi}{\chi_s} (\Phi - \Psi)_{,ij} \quad (3.37)$$

ここで、 $\frac{d}{d\theta_o^i} = \chi \frac{d}{dx^i}$  と表せることを用いた ( $\because x^i = \chi \theta_o^i$ )。このヤコビ行列は以下のように書き直せる：

$$A_{ij} = \delta_{ij} - \begin{pmatrix} \kappa + \gamma_1 & \gamma_2 \\ \gamma_2 & \kappa - \gamma_1 \end{pmatrix} \quad (3.38)$$

背景銀河のイメージが十分小さいと、イメージ上の各点が重力レンズ効果を通じて観測者が見るイメージにどう投影されるか、上の行列を用いた線形変換で表すことができる。行列  $A_{ij}$  の右辺第2項は、重力レンズによる歪みを表しており、 $\kappa$  と  $\gamma_i$  はそれぞれ、  
with  $\kappa$  and  $\gamma_i$  being defined by

$$\text{コンバージェンス: } \kappa(\vec{\theta}) = -\frac{1}{2} \int_0^{\chi_s} d\chi \frac{(\chi_s - \chi)\chi}{\chi_s} \left( \frac{\partial^2}{\partial x_1^2} + \frac{\partial^2}{\partial x_2^2} \right) (\Phi - \Psi) \quad (3.39)$$

$$\text{シア: } \begin{cases} \gamma_1(\vec{\theta}) = -\frac{1}{2} \int_0^{\chi_s} d\chi \frac{(\chi_s - \chi)\chi}{\chi_s} \left( \frac{\partial^2}{\partial x_1^2} - \frac{\partial^2}{\partial x_2^2} \right) (\Phi - \Psi) \\ \gamma_2(\vec{\theta}) = -\int_0^{\chi_s} d\chi \frac{(\chi_s - \chi)\chi}{\chi_s} \frac{\partial^2}{\partial x_1 \partial x_2} (\Phi - \Psi) \end{cases} \quad (3.40)$$

と表せる。 $\kappa$  はイメージの拡大・縮小、 $\gamma_1$  と  $\gamma_2$  はお互い直交する方向に対してイメージの伸縮を特徴づけている。なお、弱重力レンズの下では、これら2つの量は十分小さく ( $\kappa, |\gamma| \ll 1$ )、ヤコビ行列の行列式がゼロになるようなことはない<sup>4</sup>。

重力レンズによるイメージの歪みが質量密度ゆらぎとどう結びついているかを見るため、コンバージェンス  $\kappa$  に着目し、いくつか近似を行うことで表式を簡単化しよう (とはいえ実用上、十分有用な近似になっている)。ハッブル地平線以下のスケールでは  $\Phi = -\Psi$  が成り立つことを用いて  $(\Phi - \Psi) = -2\Psi$  と表すことにして、式 (3.39) (3.40) の被積分関数に含まれる微分を以下のように書き直す：

$$\left[ \frac{\partial^2}{\partial x_1^2} + \frac{\partial^2}{\partial x_2^2} \right] \Psi = \left[ \nabla^2 - \frac{\partial^2}{\partial x_3^2} \right] \Psi = \left[ \nabla^2 - \frac{1}{\chi^2} \frac{\partial}{\partial \chi} \left( \chi^2 \frac{\partial}{\partial \chi} \right) \right] \Psi. \quad (3.41)$$

最後の式の第2項は、ポテンシャルに対する時間微分になっている。第2章でも見たが、重力レンズの観測ができるような時期では、ポテンシャルはほぼ定数になっており、その

<sup>4</sup> $\kappa$  や  $|\gamma|$  が 1 を超える場合は強い重力レンズと呼ぶ。



意味ではこの時間微分項は、第1項に比べて無視できる。このことを考慮に入れて、式(3.39)の表式を書き直すと

$$\begin{aligned}\kappa(\vec{\theta}) &\simeq \int_0^{\chi_s} d\chi \frac{(\chi_s - \chi)\chi}{\chi_s} \nabla^2 \Psi(\vec{x}; \chi) \\ &= \frac{3}{2} \Omega_m H_0^2 \int_0^{\chi_s} d\chi \frac{(\chi_s - \chi)\chi}{\chi_s} \frac{\delta(\vec{x}; \chi)}{a(\chi)}.\end{aligned}\quad (3.42)$$

第2式ではポアソン方程式を用いた。これより、重力レンズ効果の強さは、質量密度ゆらぎを重みつきで背景銀河から観測者まで積分したものに比例していることがわかる。重みは、背景銀河から観測者までの距離が真ん中になる時に最大になる。

ここまで、宇宙は平坦で、共動距離で  $\chi_s$  だけ離れた時刻にだけ背景銀河がある場合を考えたが、式(3.42)に関して、以下のような一般化が可能である：

- 平坦でない宇宙でのコンバージェンス：  
被積分関数に現れる共動距離  $\chi$  を共動角径距離  $r(\chi) = d_A / \{1 + z(\chi)\}$  に置き換えて [式(1.4) (1.21) 参照]、

$$\kappa(\vec{\theta}) = \frac{3}{2} \Omega_m H_0^2 \int_0^{\chi_s} d\chi \frac{r(\chi_s - \chi) r(\chi)}{r(\chi_s)} \frac{\delta(\vec{x}; \chi)}{a(\chi)}.\quad (3.43)$$

- 背景銀河の分布に広がりがある場合のコンバージェンス：  
背景銀河が共動距離の関数として広がりを持って分布している時、その広がりを  $w_g(\chi)$  で表されるとすると、平坦でない宇宙で、

$$\begin{aligned}\kappa(\vec{\theta}) &= \frac{3}{2} \Omega_m H_0^2 \int_0^{\infty} d\chi_s w_g(\chi_s) \int_0^{\chi_s} d\chi \frac{r(\chi_s - \chi) r(\chi)}{r(\chi_s)} \frac{\delta(\vec{x}; \chi)}{a(\chi)} \\ &= \int_0^{\infty} d\chi \frac{g(\chi)}{a(\chi)} \delta(\vec{x}; \chi)\end{aligned}\quad (3.44)$$

ここで関数  $g(\chi)$  は以下で与えられる：

$$g(\chi) = \frac{3}{2} \Omega_m H_0^2 \int_{\chi}^{\infty} d\chi_s \frac{r(\chi_s - \chi) r(\chi)}{r(\chi_s)} w_g(\chi_s)\quad (3.45)$$

### 調和空間上のコンバージェンスとシア

式(3.39) (3.40) で与えられたコンバージェンスとシアは、ポテンシャルを通じてお互い関係づいていることがわかるが、調和空間で書き表すとその関係はかなり明確になる。 $\kappa$  と  $\gamma$  は天球面上で定義される量なので、調和展開は一般には球面調和関数を用いた表現になるが、観測で着目する領域が狭い場合は、近似的にその領域を平面的に扱うことができ、フーリエ展開による調和展開ができる：

$$\tilde{\kappa}(\vec{\ell}) = \int d^2\vec{\theta} e^{i\vec{\ell}\cdot\vec{\theta}} \kappa(\vec{\theta})\quad (3.46)$$

この展開を式 (3.39) (3.40) に適用すると、調和空間（フーリエ空間）での関係は以下のようになる：

$$\tilde{\gamma}_1(\vec{\ell}) = \frac{\ell_1^2 - \ell_2^2}{\ell^2} \tilde{\kappa}(\vec{\ell}), \quad (3.47)$$

$$\tilde{\gamma}_2(\vec{\ell}) = 2 \frac{\ell_1 \ell_2}{\ell^2} \tilde{\kappa}(\vec{\ell}). \quad (3.48)$$

ただし、 $\ell^2 = \ell_1^2 + \ell_2^2$  である。2次元フーリエ空間を  $(\cos \phi_\ell, \sin \phi_\ell) = (\ell_1/\ell, \ell_2/\ell)$  と書き表すと、上式は

$$\tilde{\gamma}_1(\vec{\ell}) = \cos(2\phi_\ell) \tilde{\kappa}(\vec{\ell}), \quad (3.49)$$

$$\tilde{\gamma}_2(\vec{\ell}) = \sin(2\phi_\ell) \tilde{\kappa}(\vec{\ell}). \quad (3.50)$$

となる。この関係式は、 $\gamma = \gamma_1 + i\gamma_2$  で定義される複素シアはスピン2の性質を持つことを示している。この性質を利用すると、次のような分解を行うことで、2成分あるシアからレンズ効果として物理的に意味のある成分を取り出すことができる：

#### E-/B-モード分解<sup>5</sup>

$$\begin{pmatrix} \gamma_E(\vec{\ell}) \\ \gamma_B(\vec{\ell}) \end{pmatrix} \equiv \begin{pmatrix} \cos(2\phi_\ell) & \sin(2\phi_\ell) \\ -\sin(2\phi_\ell) & \cos(2\phi_\ell) \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \tilde{\gamma}_1(\vec{\ell}) \\ \tilde{\gamma}_2(\vec{\ell}) \end{pmatrix} \quad (3.51)$$

$$\iff \gamma_E(\vec{\ell}) + i \gamma_B(\vec{\ell}) = e^{-i2\phi_\ell} [\tilde{\gamma}_1(\vec{\ell}) + i \tilde{\gamma}_2(\vec{\ell})] \quad (3.52)$$

この分解で定義される  $\gamma_{E,B}$  は天球面上の座標回転に対して不変な量になっている。式 (3.49) (3.50) をこの分解に代入すると、

$$\gamma_E(\vec{\ell}) = \tilde{\kappa}(\vec{\ell}), \quad \gamma_B(\vec{\ell}) = 0. \quad (3.53)$$

が得られる。つまり、B-モードのシア  $\gamma_B$  は、質量密度ゆら由来の重力レンズでは生成されない。

### コスミック シアの観測

これまで重力レンズの性質について述べてきたが、最後に、測光サーベイから得られる観測データを使ってどうやって重力レンズを測定・検出するか、その原理について解説する。

測光サーベイでは、撮像データをもとに銀河の形状についての情報も得られる。重力レンズがあると見かけの背景銀河のイメージは本来のそれより歪んだものになり、しかもその歪みは、重力レンズを引き起こす前景の質量密度ゆらぎによって、空間的な相関を持つ。つまり、個々の背景銀河の形状に対する相関（例えば2点統計）を取ることで重力レンズを検出することができる。

背景銀河の形状を特徴づける単純な推定量として、以下のような四重極モーメントを考えよう：

$$q_{ij}^{\text{obs}} \equiv \frac{\int d^2\vec{\theta} I_{\text{obs}}(\vec{\theta}) \theta_i \theta_j}{\int d^2\vec{\theta} I_{\text{obs}}(\vec{\theta})} \quad (3.54)$$

$I^{\text{obs}}(\theta)$  は観測される背景銀河の表面輝度分布である。輝度定理から背景銀河の表面輝度は不変であるため、 $I_{\text{obs}}(\vec{\theta}) = I_{\text{true}}(\vec{\theta}_s)$  となる。ここで、 $\vec{\theta}_s$  は (重力レンズがない) もとの背景銀河での天球面上の角度である。一方、観測される角度は、重力レンズがあると、もとの背景銀河の角度とは、先に定義したヤコビ行列から  $\theta_i = (A^{-1})_{ij} \theta_{s,j}$  と結びつく。これらの関係を用いると、

$$\begin{aligned} q_{ij}^{\text{obs}} &= \frac{\int d^2\vec{\theta}_s |\det A|^{-1} I_{\text{true}}(\vec{\theta}_s) (A^{-1})_{il} \theta_l^s (A^{-1})_{jm} \theta_m^s}{\int d^2\vec{\theta}_s |\det A|^{-1} I_{\text{true}}(\vec{\theta}_s)} \\ &\simeq (A^{-1})_{il} (A^{-1})_{jm} q_{lm}^s \end{aligned} \quad (3.55)$$

と書き直せる。第2式では、背景銀河のイメージは小さいとし、ヤコビ行列の角度依存性を無視して積分の外に出した。ここで、 $q_{lm}^s$  は背景銀河の場所で測った場合の四重極モーメントであり、

$$q_{ij}^s = \frac{\int d^2\vec{\theta}_s I_{\text{true}}(\vec{\theta}_s) \theta_i^s \theta_j^s}{\int d^2\vec{\theta}_s I_{\text{true}}(\vec{\theta}_s)} \quad (3.56)$$

で定義される。具体的に、ヤコビ行列の表式 (3.38) を代入し、重力レンズを受けた四重極モーメントがコンバージェンス、シアと表せるか見ていく。ヤコビ行列の逆行列、

$$(A^{-1})_{ij} = \frac{1}{(1-\kappa)^2 - \gamma^2} \begin{pmatrix} 1 - \kappa + \gamma_1 & \gamma_2 \\ \gamma_2 & 1 - \kappa - \gamma_1 \end{pmatrix} \quad (3.57)$$

を式 (3.55) に代入して、弱重力レンズの極限で ( $\kappa, \gamma \ll 1$ )、行列  $q_{ij}^{\text{obs}}$  を書き下すと

$$q_{11}^{\text{obs}} \simeq (1 + 2g_1) \tilde{q}_{11}^s + 2g_2 \tilde{q}_{12}^s, \quad (3.58)$$

$$q_{22}^{\text{obs}} \simeq (1 - 2g_1) \tilde{q}_{22}^s + 2g_2 \tilde{q}_{12}^s, \quad (3.59)$$

$$q_{12}^{\text{obs}} \simeq \tilde{q}_{12}^s + g_2 (\tilde{q}_{11}^s + \tilde{q}_{22}^s), \quad (3.60)$$

が得られる ( $q_{ij} = q_{ji}$  であることに注意)。ここで、 $\tilde{q}_{ij}^s \equiv q_{ij}^s / (1 - \kappa)^2$  であり、 $g_i$  は換算シア (reduced shear) と呼ばれ、

$$g_i \equiv \frac{\gamma_i}{1 - \kappa} \quad (3.61)$$

で定義される。この換算シアを具体的に測る上で、次のような楕円率と呼ばれる量を定義する：

$$\epsilon_1 \equiv \frac{q_{11}^{\text{obs}} - q_{22}^{\text{obs}}}{q_{11}^{\text{obs}} + q_{22}^{\text{obs}}}, \quad \epsilon_2 \equiv \frac{2q_{12}^{\text{obs}}}{q_{11}^{\text{obs}} + q_{22}^{\text{obs}}}. \quad (3.62)$$

$\epsilon_1$  に式 (3.58)(3.59) を代入して、重力レンズを受ける前の楕円率  $\epsilon_i^s$  との関係を求めると、

$$\begin{aligned}\epsilon_1 &= \frac{q_{11}^s - q_{22}^s + 2g_1(q_{11}^s + q_{22}^s)}{q_{11}^s + q_{22}^s + 2g_1(q_{11}^s - q_{22}^s) + 4g_2q_{12}^s} \\ &= \frac{\epsilon_1^s + 2g_1}{1 + 2g_1\epsilon_1^s + 2g_2\epsilon_2^s}\end{aligned}$$

すなわち、弱重力レンズの極限で

$$\epsilon_1 \simeq \epsilon_1^s + 2g_1 \quad (3.63)$$

を得る。同様に、

$$\epsilon_2 \simeq \epsilon_2^s + 2g_2 \quad (3.64)$$

となる。

つまり、銀河自身の持つ固有の楕円率  $\epsilon_i^s$  がわかれば、背景銀河の楕円率から重力レンズのシアを測定することができる。楕円率  $\epsilon_i^s$  は局所的な銀河形成過程に由来して生じたと思うと、離れた銀河どうしでは無相関と考えられるため、ある程度、天球面のある領域内に含まれる銀河で平均するか、離れた銀河どうしの2点統計を評価することで、重力レンズのみの影響を取り出すことが可能になる。その際、固有の楕円率  $\epsilon_i^s$  は重力レンズの検出に対してノイズとなるが、銀河の個数面密度を増やすことができれば<sup>6</sup>、その影響を小さくでき、高いシグナル・ノイズ比で重力レンズの検出ができるようになる。現在、この原理をもとに、測光サーベイからコスミック シアの測定が行われている。

<sup>6</sup>最近の観測だと  $\bar{N}_{\text{gal}} \sim \mathcal{O}(10) \text{ arcmin}^{-2}$ 。

# Bibliography

- [1] C Alcock and B. Paczynski. An evolution free test for non-zero cosmological constant. *Nature*, 281:358, 1979.
- [2] J. M. Bardeen, J. R. Bond, N. Kaiser, and A. S. Szalay. The statistics of peaks of Gaussian random fields. *ApJ*, 304:15–61, May 1986.
- [3] F. Bernardeau, S. Colombi, E. Gaztañaga, and R. Scoccimarro. Large-scale structure of the Universe and cosmological perturbation theory. *Phys. Rep.*, 367:1–248, September 2002.
- [4] S. M. Carroll, W. H. Press, and E. L. Turner. The cosmological constant. *ARA&A*, 30:499–542, 1992.
- [5] A. Cooray and R. Sheth. Halo models of large scale structure. *Phys. Rep.*, 372:1–129, December 2002.
- [6] S. Dodelson. *Modern cosmology*. 2003.
- [7] D. J. Eisenstein and W. Hu. Baryonic Features in the Matter Transfer Function. *ApJ*, 496:605–614, March 1998.
- [8] G. F. R. Ellis. On the definition of distance in general relativity: I. M. H. Etherington (Philosophical Magazine ser. 7, vol. 15, 761 (1933)). *General Relativity and Gravitation*, 39:1047–1052, July 2007.
- [9] I. M. H. Etherington. On the Definition of Distance in General Relativity. *Philosophical Magazine*, 15, 1933.
- [10] W. Hu and D. J. Eisenstein. Small-Scale Perturbations in a General Mixed Dark Matter Cosmology. *ApJ*, 498:497–503, May 1998.
- [11] W. Hu and N. Sugiyama. Small-Scale Cosmological Perturbations: an Analytic Approach. *ApJ*, 471:542, November 1996.
- [12] N. Kaiser. Clustering in real space and in redshift space. *MNRAS*, 227:1–21, July 1987.
- [13] H. Kodama and M. Sasaki. Evolution of Isocurvature Perturbations II: Radiation-Dust Universe. *International Journal of Modern Physics A*, 2:491–560, 1987.

- [14] E. Komatsu, K. M. Smith, J. Dunkley, C. L. Bennett, B. Gold, G. Hinshaw, N. Jarosik, D. Larson, M. R. Nolta, L. Page, D. N. Spergel, M. Halpern, R. S. Hill, A. Kogut, M. Limon, S. S. Meyer, N. Odegard, G. S. Tucker, J. L. Weiland, E. Wollack, and E. L. Wright. Seven-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Cosmological Interpretation. *ApJS*, 192:18, February 2011.
- [15] J. Lesgourgues and S. Pastor. Massive neutrinos and cosmology. *Phys. Rep.*, 429:307–379, July 2006.
- [16] E. V. Linder. Redshift distortions as a probe of gravity. *Astroparticle Physics*, 29:336–339, June 2008.
- [17] T. Padmanabhan. Cosmological constant—the weight of the vacuum. *Phys. Rep.*, 380:235–320, July 2003.
- [18] Planck Collaboration, P. A. R. Ade, N. Aghanim, M. Arnaud, M. Ashdown, J. Aumont, C. Baccigalupi, A. J. Banday, R. B. Barreiro, J. G. Bartlett, and et al. Planck 2015 results. XIII. Cosmological parameters. *A&A*, 594:A13, September 2016.
- [19] M. Shoji and E. Komatsu. Massive neutrinos in cosmology: Analytic solutions and fluid approximation. *Phys. Rev. D*, 81(12):123516, June 2010.
- [20] N. Sugiyama. Cosmic Background Anisotropies in Cold Dark Matter Cosmology. *ApJS*, 100:281, October 1995.