



## 天体スペckル干渉法

大坪 順次

機械技術研究所 〒305 茨城県新治郡桜村並木 1-2

(1984年5月14日受理)

### Stellar Speckle Interferometry

Junji OHTSUBO

Mechanical Engineering Laboratory,

1-2, Namiki, Sakura-mura, Niihari-gun, Ibaraki 305

#### 1. はじめに

夜空にきらめく星の瞬は、ロマンチックでさえある。しかし、星や銀河などを詳しく調べる天文学者にとって、天体物体からの光を瞬かせる大気の屈折ゆらぎくらしい迷惑なものはない。大口径望遠鏡、たとえば、Palomar 天文台の5m 望遠鏡でさえ、その集光力により暗い遠い星を見ることはできても、大気ゆらぎがあるため、通常の観測ではたかだか10cm の口径の望遠鏡と同程度の結像素子としての分解能しか得られない。図1は、Palomar 天文台5m 望遠鏡により観測された点光源とみなせる星の像である。星像にはスペckルがあり、全体として1arcsec くらいに広がった像となっている。

現在、日本、アメリカ合衆国、ヨーロッパで1990年代に向けてそれぞれ独自に次世代望遠鏡を作る計画が進んでいる。これらの計画では、Palomar の5m、ソ連のZelenchukskaya の6m をしのぐ有効径をもつ望遠鏡が考えられている。このような大口径望遠鏡に対しては、集光力のみならず、本来持ち合わせている分解能を十分に発揮できるような工夫が望まれる。その一つは、Labeyrie によって始められた天体スペckル干渉法<sup>1-4)</sup>である。この方法は、従来の天体干渉法とは異なり、大気ゆらぎにより天体像に生じるスペckルの統計的性質を上手に使い、天体物体の高分解能情報を得るものである。現在、Labeyrie の方法は、世界のいくつかの天文台でシステム化<sup>5-8)</sup>され、とくにKPNO (Kitt Peak National Observatory) の天体スペckルカメラシステム<sup>9)</sup>では、2,000 近い二重星がこの方法によって確認<sup>9,10)</sup>

されている。本文では、Labeyrie の方法を中心として、天体スペckル干渉の原理と現状、実際の観測への問題点などについて述べる。

Labeyrie の方法では、最終的に得られるのは物体の自己相関であるが、この方法を発展させ、天体物体の実像を得るための研究も盛んに行なわれている。それらの一部に関しては、「光学」11巻3号にいくつかの解説<sup>11-13)</sup>があり、また、Dainty による300を超す文献の目録集<sup>14)</sup>があるのでそれらを参照していただくことにして、ここでは参考文献として必要なものだけを末尾に記した。

#### 2. 天体スペckル干渉法の原理<sup>1)</sup>

天体像を狭帯域のフィルターを通して観測する場合、すなわち、準単色インコヒーレント結像系を考える。天体物体の二次元強度分布を  $I_0(x, y)$ 、大気ゆらぎの時間変動を無視できる短時間(通常10ms以下)の大気ゆらぎと望遠鏡を含めた結像系の伝達関数を  $S(x, y)$  とすると、像の強度分布  $I(x, y)$  は、

$$I(x, y) = I_0(x, y) * S(x, y) \quad (1)$$

で表わすことができる。ここで、\*はコンボリューションを表わす記号である。(1)式をフーリエ変換して、

$$\tilde{I}(u, v) = \tilde{I}_0(u, v) \cdot \tilde{S}(u, v) \quad (2)$$

が得られる。ここで、 $\sim$ は関数のフーリエ変換を表わす。

(2)式の $\tilde{S}$ なる関数について調べてみよう。 $\tilde{S}$ は、二つの部分からなる関数であり、図2に一次元の場合について $S$ と $\tilde{S}$ の例を示した。 $I_0(x) = \delta(x)$  とすると、

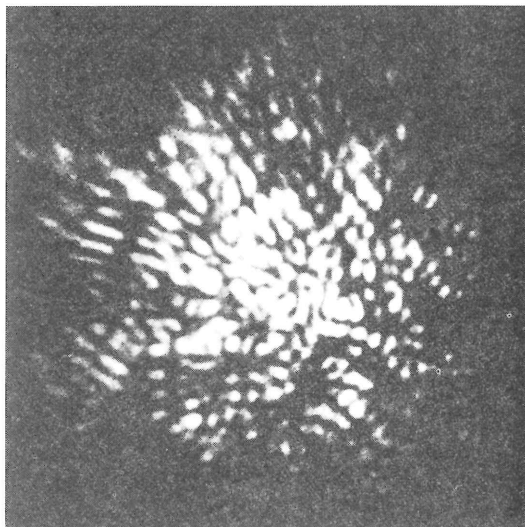


図 1 星の短時間露光写真

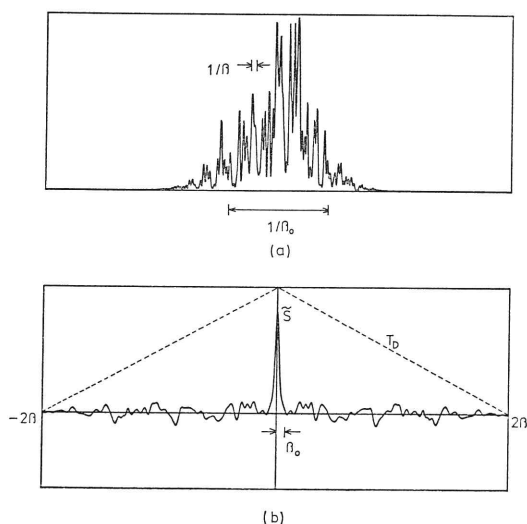


図 2 星の強度分布(a)とそのフーリエ変換(b)

(1)式は  $I(x)=S(x)$  となり,  $S(x)$  は点光源と考えられる星の像に等しい. 図 2 (a)のように,  $S$  は大気ゆらぎにより点像がスペックル状となり, 像面で  $1/\beta_0$  に広がっている. 一方, 星像に生じるスペックルは, 望遠鏡の分解能で決まる大きさ  $1/\beta$  をもつ. この  $\delta$  をフーリエ変換すると, 図 2 (b)のようになる.  $\tilde{S}$  は, 幅  $\beta_0$  で座標の原点から急激に減少していく部分と, その後, 望遠鏡の回折限界  $2\beta$  まで正負にランダムに変動しながら減少していく部分からなることがわかる. 大気の状態が同等とみなせる時間内, 通常, 数分から数十分では  $\beta_0$  の幅は変化せず, 高周波数域のランダムな部分だけが変化する. いま,  $\tilde{S}$  とその絶対値の二乗  $|\tilde{S}|^2$  の集

合平均  $\langle \tilde{S} \rangle$  と  $\langle |\tilde{S}|^2 \rangle$  について考えてみる.  $\langle \tilde{S} \rangle$  は像の長時間露光写真に対応し, 関数  $\tilde{S}$  の高周波数域のランダムな正負の値が平均化されるため,  $\beta_0$  の幅の低域以外では  $\langle \tilde{S} \rangle \approx 0$  となる. 一方,  $\langle |\tilde{S}|^2 \rangle$  では, 高域の負の部分が折り返され正の値として平均化されるため, 低域でのパワーに比べると小さい値ではあるが, 望遠鏡の回折分解能までゼロでない値をもつことになる. したがって, (2)式の絶対値の二乗平均, すなわち, 像の平均パワースペクトル

$$\langle |\tilde{I}(u, v)|^2 \rangle = \langle |\tilde{I}_0(u, v)|^2 \rangle \langle |\tilde{S}(u, v)|^2 \rangle \quad (3)$$

を計算することにより, 分解能限界までの物体情報を得ることができる. より詳しい計算<sup>15)</sup>によると,  $\langle |\tilde{S}|^2 \rangle$  は,

$$\langle |\tilde{S}(u, v)|^2 \rangle \approx \langle |\tilde{S}(u, v)| \rangle^2 + K T_D(u, v) \quad (4)$$

となる. ここで,  $T_D$  は大気ゆらぎを考えないときの望遠鏡の伝達関数であり,  $K$  は Fried のパラメータ<sup>16)</sup> と呼ばれ,

$$K \approx (d_0/D)^2 = 1/N \quad (5)$$

である.  $D$  は望遠鏡の有効径,  $d_0$  は大気ゆらぎによるシーイングの平均大きさ (seeing correlation diameter) である. したがって,  $N$  は望遠鏡開口内のシーイングセルの数であり, 大望遠鏡については  $N \gg 1$  である. 大気ゆらぎの統計が log-normal 分布で表わされ,  $N \gg 1$  のとき, (4)式は

$$\langle |\tilde{S}(u, v)|^2 \rangle = \exp[-6.88 \{ \sqrt{N} (\bar{\lambda} f r / D) \}^{5/3}] + (0.435/N) T_D(u, v) \quad (6)$$

となる<sup>17)</sup>. ここで,  $f$  は望遠鏡の焦点距離,  $\bar{\lambda}$  は観測波長,  $r = \sqrt{u^2 + v^2}$  である. (6)式右辺の第一項は, いわゆる大気ゆらぎの 5/3 則と呼ばれる項である<sup>18)</sup>.

(3)式で, 観測したい天体物体の平均パワースペクトルが求まったとする. 次は, 観測した物体の近くにある点光源の星についてこれの平均パワースペクトル  $\langle |\tilde{S}'|^2 \rangle$  を計算する.  $\langle |\tilde{S}|^2 \rangle$  と  $\langle |\tilde{S}'|^2 \rangle$  が統計的に等しいとすると,  $\langle |\tilde{S}'|^2 \rangle$  をリファレンスとして(3)式から

$$|\tilde{I}_0(u, v)|^2 = \langle |\tilde{I}(u, v)|^2 \rangle / \langle |\tilde{S}'(u, v)|^2 \rangle \quad (7)$$

となる.  $|\tilde{I}_0|^2$  をフーリエ変換して, 物体の自己相関  $I_0(x, y) \otimes I_0(x, y)$  が最終的に得られる.

### 3. 天体スペックル干渉の観測例

現在, 天体スペックル干渉として世界の天文台で有意義なデータが得られているのは, 二重星の観測が主である. 星の視直径の測定も考えられ, 実際に Labeyrie らも星の視直径を観測<sup>2)</sup> しているが, 現在ある望遠鏡で分

表 1 天体スペckル干渉システム

観測場所	KPNO	Steward Obs.	ESO	堂 平
システム	スペckルカメラ	ビデオ	ビデオ	ビデオ
望 遠 鏡	4 m 2 m	4 m, 2 m (KPNO) 1.8 m single (MMT) 1.8 m × 2 (MMT)	3.6 m 1.5 m	0.91 m
像の検出モード	アナログ	アナログ イベント	アナログ イベント	アナログ
処 理 法	Labeyrie 法	Labeyrie 法 Knox+Fienup 法	Labeyrie 法 Weigelt 法	Labeyrie 法
対 象 天 体	Star Binary	Star, Binary Asteroids, Pluto	Star, Binary Asteroids, QSO	Binary

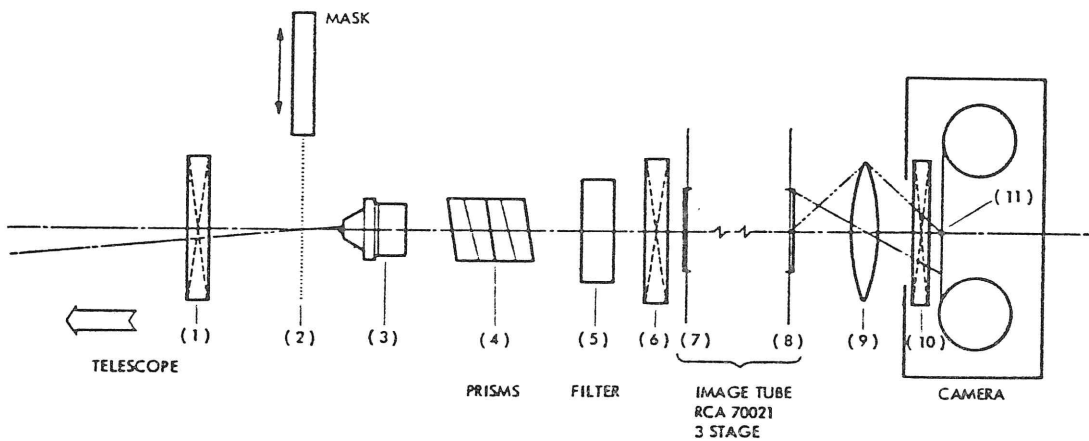


図 3 天体スペckルカメラ

(1), (6), (10)シャッター, (2)像面検出マスク, (3)対物レンズ, (4)大気補正プリズム,  
(5) 波長フィルター, (7), (8)II, (9)リレーレンズ.

解できる大きさの星の数は少ない。後で述べるように天体スペckル干渉で実像を求める方法もあり、これらを使うと, Solar System, Asteroids, QSO, Seyfert Galaxy など光学的に観測できる天体のほとんどが像再生の対象となる。しかし、これらの方法の実際への応用については、いまのところいろいろな問題があり、それらについては像再生のところで触れる。したがって、ここでは二重星の可視域での Labeyrie の方法による観測を中心に述べる。表 1 は、世界の天文台で使われている天体スペckル干渉システムを示した。このほかにも、Labeyrie が初期の頃に観測した Palomar 天文台<sup>2)</sup> などいくつかの例があるが、観測システムとして完成しているものは、KPNO の天体スペckルカメラシステム<sup>5)</sup>、Steward Observatory<sup>6)</sup>、あるいは、ESO<sup>7)</sup> (European Southern Observatory) のビデオシステムである。わが国におい

ては、われわれのグループによる東京天文台堂平観測所 91 cm 望遠鏡にビデオシステム<sup>8)</sup>を用いたものと、馬場らによる東京天文台岡山観測所の同じく 91 cm 望遠鏡にカメラシステムを用いた例<sup>19)</sup>がある。

図 3 は、KPNO 天体スペckルカメラの構成である<sup>5)</sup>。天体スペckル干渉で用いる像の検出光学系は、これとほぼ同じようなものを使う。そして、像処理を光学的に行なうか、あるいはデジタル処理で行なうかにより、記録としそれぞれスチルカメラ、あるいはテレビカメラを用いる。望遠鏡の Cassegrain 焦点などに図 3 のような光学系を取り付ける。図 3 では、顕微鏡対物レンズ (3) により像を拡大している。後で述べるように、大気の層によるプリズム効果が無視できなくなるため、図 3 (4) のような補正プリズム、あるいは回折格子などが必要になる。(5) は波長のバンドパスフィルターであり、

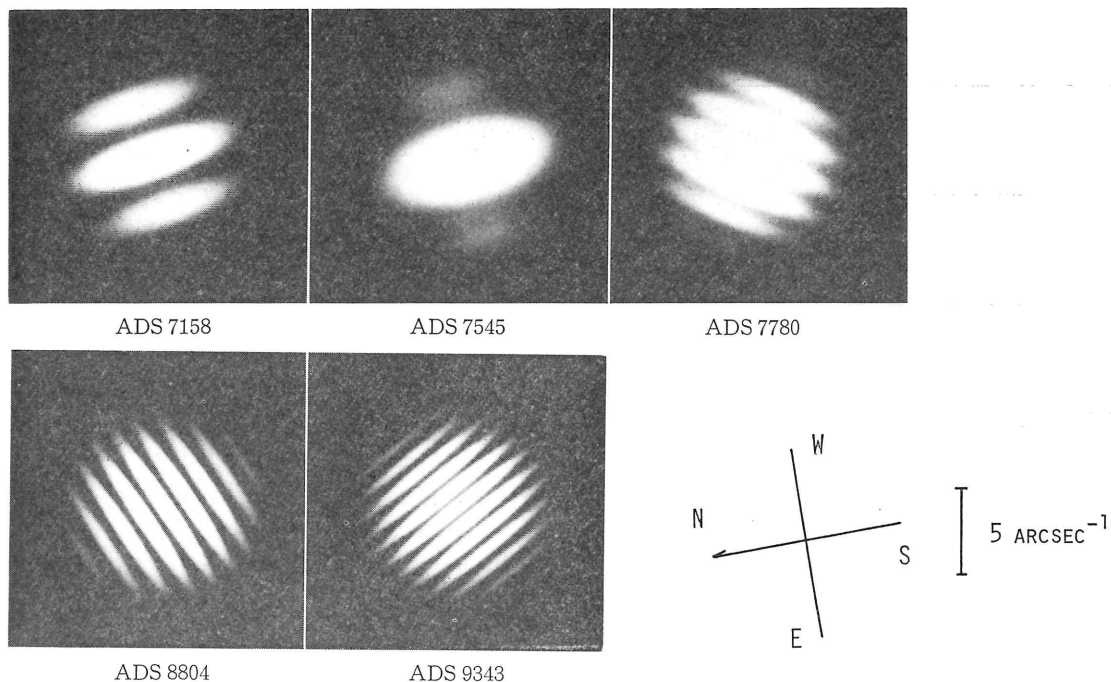


図 4 規格化された二重星の平均パワースペクトル

通常 10~数十 nm 程度の幅のものを選ぶ。像を写真記録するときには、シャッター速度は 10~数十 ms とする。テレビカメラを用いるときには、とび起し走査により 1/60 s で 1 画面を AD 変換してフレームバッファメモリ上に書き込む方法が通常使われる。このように、像を拡大し、狭帯域のフィルタを用い短時間に像検出を行なうため、光強度のゲインをかなりかせぐ必要がある。図 3 では、II (image intensifier) を使い  $10^5$  程度のゲインを得ている。このようにして、短時間の像を百~数百枚連続して記録し、(3)式の平均パワースペクトルを計算する。テレビカメラを用いる場合は、計算機により処理を行なう。光学処理の場合には、写真に記録したものを 1 枚ごとにフーリエ変換を行ない、フーリエ面でのパワースペクトルを多重露光により求めるのが一般的であるが、IC (incoherent-coherent) 素子を使った実時間光学処理法<sup>20)</sup>も考えられている。

図 4 に、われわれが堂平で行なった観測<sup>9)</sup>により得られた二重星の規格化された平均パワースペクトルを示した。この干渉縞の間隔が二重星の間隔に逆比例し、干渉縞の方向が二重星の方向になっている。また、干渉縞のビジビリティから二つの星の相対強度比がわかる。図 5 は、図 4 の二重星について、それをフーリエ変換して求められた二重星の自己相関の例である。

表 2 は、図 4、5 より得られる結果を表にしたものであ

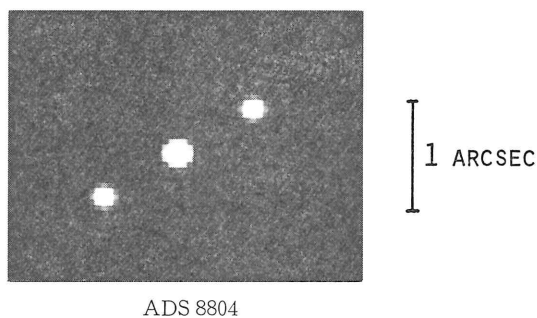


図 5 二重星の自己相関

る。堂平での観測の値と KPNO での値は比較的良好一致しているが、表中  $\alpha\text{Com}$  の間隔だけが少し異なった値となっている。 $\alpha\text{Com}$  に関しては、他の異なる日時の観測データ<sup>22)</sup>も大きく変化しており、比較的早い周期で互いの回りを回転する連星であることがわかる。この表で、0.2 arcsec 程度の間隔の二重星が観測されており、91 cm 望遠鏡の理論分解能が 0.1 arcsec であることを考えると、ほぼ回折限界までの情報が得られていることがわかる。堂平での大気ゆらぎによる星像の広がりだが、通常 2 arcsec 以上あることを考えると、天体スペックル干渉により像の分解能として十倍以上の情報が得られたことになる。

図 6 は、KPNO で 1976 年から 1981 年の間に、天体ス

表 2 二重星の観測結果

Binary Star	Epoch	s. p.	p. a.	$m_1$ $m_2$	
$\kappa$ UMa ADS 7158	83. 3217	0. 28"	279°	4. 3 4. 5	D
	80. 1563	0. 285	287. 2		K
		0. 3			A
$\phi$ UMa ADS 7545	83. 3218	0. 22	111	5. 2 5. 3	D
	80. 1565	0. 224	105. 2		K
	58.	0. 4			A
$\beta$ LMi ADS 7780	83. 3219	0. 55	258	4. 6 6. 3	D
	80. 1538	0. 532	228. 0		K
	35.	0. 6			A
35 Com ADS 8695	83. 3220	0. 70	142	5. 3 7. 3	D
	—	—	—		K
	57.	1. 0	134	A	
$\alpha$ Com ADS 8804	83. 3168	0. 79	203	5. 2 5. 2	D
	80. 1539	0. 509	192. 6		K
		0. 7			A
$\zeta$ Boo ADS 9343	83. 3168	1. 03	307	4. 6 4. 6	D
	80. 1542	1. 036	305. 7		K
	57.	1. 2	313		A

s. p. : 二重星間隔, p. a. : 二重星の方向,  $m_1, m_2$  : 二つの星の等級, D: Dodaira Observatory, K: Kitt Peak National Observatory<sup>9)</sup>, A: ATLAS COELI II-Catalogue<sup>21)</sup>.

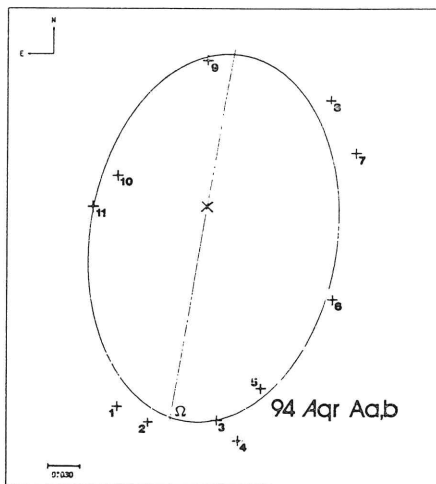


図 6 連星の軌道

ベックル干渉法で観測された連星 94 AqrA の軌道<sup>23)</sup>である。周期は、 $6.216 \pm 0.080$  年と決定されている。このように、長年のくり返しの観測により連星の軌道を求めることもできる。

より暗い星,あるいは広がった銀河などに対しては像

をアナログモードで検出するのがむずかしくなるため,光子計数法によるイベントモード<sup>6)</sup>での検出が必要になる。アナログモードでは,像中にできるスペックルのアナログ強度とその座標が情報となっているが,イベントモードでは光量が弱く,像中のある座標に到達する光子は確率的に発生する。このため,イベントモードでは光子の到達した座標のみが重要な情報となる。イベントモードの場合でも,基本的には同じ考え方で天体物体の情報を得ることができる。これまでのところ,SNの問題等もあり,イベントモードで得られた結果は少ない。

この章の最後に,大気のゆらぎについて少し触れておく。大気のゆらぎは,大きく二つの成分からなっている。一つは,像にスペックルを生じさせるシーイングと呼ばれる局所的な空気の屈折率ゆらぎで,時間的に数ms~数十msで変化する成分である。もう一つは,大気の大きなブロックが変化することにより像全体がランダムに動く成分である。この成分は,ダンシングと呼ばれ,シーイングに比べ変化の時間はゆっくりとしている。天体像の長時間露光写真を撮ると,この二つの成分により広がった像となる。大気の状態は,場所,季節,時間により大きく異なっている。堂平の観測では,大気がよいときの状態で,シーイングが 1.7 arcsec,ダンシングが 0.6 arcsec という値<sup>8)</sup>が得られている。大気の状態が最もよいとされる Mauna Kea 天文台においては,シーイングの大きさは 0.5~1.5 arcsec の程度<sup>24)</sup>である。

#### 4. 天体スペックル干渉のいくつかの問題点

##### 4.1 大気のプリズム効果

天体スペックル干渉では像をかなり拡大して見るため,狭帯域のフィルターを用いても,天頂から傾いた角度の星を見るとき大気層は東西方向については一定の厚さと考えられるが,南北方向には層が連続的に変化し,天頂と天体物体を結ぶ方向に大気層によるプリズム効果が生じる<sup>4,5,25)</sup>。この色分散により像中のスペックルが色ずれを起こし,スペックルの形が等方でなくなる。色分散によるスペックルのずれ量  $\Delta\epsilon$  は,観測結果<sup>25)</sup>から, $\theta$ を天頂からの角度として,可視域では,

$$\Delta\epsilon = 5 \times 10^{-3} \tan \theta \text{ (arcsec/nm)} \quad (8)$$

となる。 $\Delta\epsilon$ に観測時のフィルターの波長バンド幅  $\Delta\lambda$  をかけると,実際のスペックルの色ずれ量がどの程度になるかが計算される。たとえば, $\theta = 30^\circ, \Delta\lambda = 25 \text{ nm}$  とすると, $\Delta\epsilon \cdot \Delta\lambda = 0.07 \text{ arcsec}$  となる。KPNO 4 m 望遠鏡を例にとると,理論分解能がおおよそ 0.025 arcsec 程

度であるから、このときのスペックルは、東西方向の大きさに比べ南北方向は3倍くらいに大きくなっている。このため、その方向の分解能が大気のプロズム効果のため1/3低下してしまう。暗い天体に対しては、 $\Delta\lambda$ を小さくすることはできないため、3章で述べた大気のプロズム効果を補正する装置が必要となる。

#### 4.2 望遠鏡の収差

天体スペックル干渉法は、(7)式からわかるように、望遠鏡の収差等の時間変動しない波面収差については、 $\langle|\tilde{S}|^2\rangle$ と $\langle|\tilde{S}'|^2\rangle$ の割り算でその項が消えてしまうため、収差に依存しない方法であるといえる。しかし、収差が多いと像の広がりが大きくなりSN比が低下する、あるいは、望遠鏡面の異なる場所からの光波面がコヒーレンスの低下により干渉しなくなるなど無制限に収差があってもよいわけではない。収差量は光のコヒーレンス長内にある必要があり、許容される収差量を $m\bar{\lambda}$ とすると、

$$m < \bar{\lambda} / \Delta\lambda \quad (9)$$

が必要である<sup>25)</sup>。また、像検出面の defocus 量に対する許容範囲は比較的ゆるく、defocus 量を $z$ として、(5)式の $N$ を用いると、

$$|z| \ll (\bar{\lambda} / \Delta\lambda) \bar{\lambda} F^2 \quad (10)$$

$$|z| \ll \sqrt{N} \bar{\lambda} F^2 \quad (11)$$

である<sup>26)</sup>。ここで、 $F$ は望遠鏡の $f$ ナンバーである。 $\bar{\lambda} / \Delta\lambda$ 、 $\sqrt{N}$ は1より大きく、光学系の焦点深度が $\bar{\lambda} F^2$ であることを考えると、像をこの範囲内で検出することは比較的楽である。

#### 4.3 限界等級

天体スペックル干渉では、像の拡大、短時間露光などにより、像の単位面積当りの光量は少なくなっているが、マイケルソン干渉計など従来の天体干渉法に比べ、望遠鏡の開口を全部使っており、波面の分割なども行わないため、効率のよい検出ができ、かなり暗い天体まで観測できる。二重星については、表1の4mクラスの望遠鏡で10等以上の明るい星の場合には、アナログモードで楽に観測が行なえる。堂平91cm望遠鏡の場合には、SIT管(II一段相当)を用いたシステムで6等くらいまでの観測が実現できている。

それでは、現在あるデバイスを使い、観測の限界等級がどの程度になるかを考えてみよう。等級が同じである二重星について、光子計数レベルの観測を仮定する。像中には、おのおのの二重星からのスペックルのペアが生じているが、光子計数モードではこれらのスペックルペアがポアソン分布により確率的に起こり、光子相関のベ

アを形成している。像中で必要とされる光子の相関ペアを求めると、1画像当りの光子の flux rate は

$$\Phi = \{4(1+R)Q/\alpha T\} \sqrt{N_s/N_p} \quad (\text{photons}\cdot\text{s}^{-1}) \quad (12)$$

より多くなければならぬ<sup>27)</sup>。ここで、 $R$ は星像と背景光の比、 $Q$ はSN比、 $\alpha$ は検出器の量子効率、 $T$ は像の検出時間、 $N_s$ は像中のスペックルペアの平均数、 $N_p$ は平均化を行なう像の数である。現実的な値として、 $R=1$ 、 $Q=3$ 、 $\alpha=0.15$ 、 $T=1/60$ 、 $N_s=1,000$ 、 $N_p=1,000$ とすると、 $\Phi=9,600 \text{ photons}\cdot\text{s}^{-1}$ が得られる。一方、0等星の flux rate が  $10^4 \text{ photons}\cdot\text{cm}^{-2}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{nm}^{-1}$  程度<sup>27)</sup>であるから、 $\Delta\lambda=25 \text{ nm}$ 、望遠鏡口径4mとして、 $\Phi_0=3\times 10^{10} \text{ photons}\cdot\text{s}^{-1}$ が得られる。したがって、これから限界等級は、

$$M = \text{lcg}_{2.51}(\Phi/\Phi_0) \simeq 16 \quad (13)$$

と計算される。

観測可能な二重星の等級差は、像検出器と処理装置のダイナミックレンジによって決まるが、アナログモードでは、SN比を考慮してビデオシステムで3等の差程度くらいまでは容易に観測できる。イベントモードの場合には、像中のスペックルペアの生起確率がポアソン分布により乱されるため、測定できる二重星の等級の差はアナログモードの場合より小さくなる。

## 5. 像再生

Labeyrieの方法では、像のパワースペクトルを求めため、フーリエ面での物体の位相情報が失われている。したがって、フーリエ面での位相を何らかの方法で求めるか、あるいはまったくフーリエ面での操作に依らずに像再生をする必要がある。ここでは、天体スペックル干渉に応用されているいくつかの方法について述べる。

### 5.1 Knoxの方法

Knoxらは、像の平均パワースペクトルを計算する代わりに、像のフーリエ変換したものの相関関数を計算し、フーリエ面での物体の位相を求める方法を提案した<sup>28)</sup>。彼らの方法では、像をフーリエ変換して、

$$\begin{aligned} & \langle \tilde{I}(u_1, v_1) \tilde{I}^*(u_2, v_2) \rangle \\ &= \tilde{I}_0(u_1, v_1) \tilde{I}_0^*(u_2, v_2) \langle \tilde{S}(u_1, v_1) \tilde{S}^*(u_2, v_2) \rangle \quad (14) \end{aligned}$$

を計算する。この式と、座標 $(u_1, v_1)$ と $(u_2, v_2)$ との差が小さいときにはスペックルによるランダムな位相の項が無視できることを使い、

$$\begin{aligned} & \{ \tilde{I}_0(u_1, v_1) \tilde{I}^*(u_2, v_2) \} / \{ \tilde{I}_0(u_1, v_1) \tilde{I}_0^*(u_2, v_2) \} \\ &= \exp \{ i\beta(u_1, v_1) - i\beta(u_2, v_2) \} \quad (15) \end{aligned}$$

が得られる。ここで、 $\beta(u, v)$ は物体のフーリエ変換の位相である。これから、物体 $I_0$ のフーリエ変換の位相

が差分として求まり、これを積算して位相が求まる。(15)式から求まる位相と、Labeyrieの方法から得られる $|\tilde{I}_0|$ を使い、物体が再生される。この方法は、数学的には問題はないが、実際の応用では、位相を求めるときにノイズの影響が入りやすく、暗い天体の場合には注意が必要である。このため、この方法で太陽を観測した例<sup>29)</sup>はあるが、それ以外の応用では、次に述べる Fienupの方法と結びつけて使われることが多い。

### 5.2 Fienupの方法

Fienup<sup>30)</sup>は、電子顕微鏡像の位相回復で使われる Gerchberg-Saxton アルゴリズム<sup>31)</sup>を天体スペックル干渉へ応用した。(7)式から求まる $|\tilde{I}_0|$ から出発して、計算機により物体のフーリエ面での位相を反復法により推定するこの方法は、すでに文献10)の解説に詳しく述べられている。しかし、この方法では解の一意性の問題が解決されておらず、一般的な強度分布の物体について像再生を行なうことはむずかしい。一方、Fienupの方法はノイズによる影響が少ないという利点もあるため、二重星の像再生などについては Knoxの方法あるいは phase unwrapping 法<sup>32)</sup>などと組み合わせることにより、比較的良好な結果が得られている。図7は、KPNOの4m望遠鏡で観測し像再生した Capellaの実像である<sup>6)</sup>。

### 5.3 Weigeltの方法

Weigeltらは、スペックルホログラフィと呼ばれる方法を提案した<sup>33)</sup>。この方法では、観測したい天体物体のごく近くにリファレンスとなる点光源の星がある場合を考える。物体とリファレンス星は像面では重ならないが、二つの像は同じ大気の層を伝播して結像されると考えられる isoplanacy が成り立つ field 内 (数~数十 arcsec) になければならない。このとき、一次元モデルで考え、物体が点光源から  $x_0$  だけ離れた場所にあると

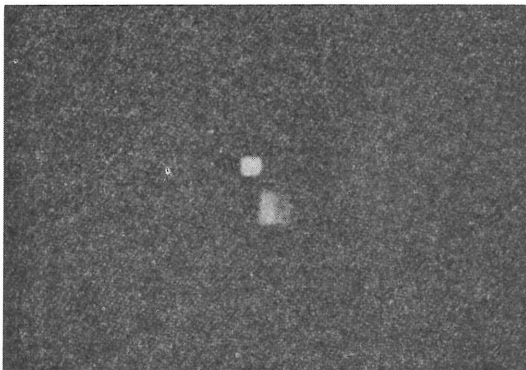


図7 像再生された二重星 Capella

して、

$$I(x) = \{\delta(x) + I_0(x) * \delta(x - x_0)\} * S(x) \quad (16)$$

が得られる。この結果、点光源の星が、ホログラフィにおけるリファレンス光の役目をはたす。Labeyrieの方法をそのまま応用して、像全体の自己相関は、

$$\begin{aligned} I(x) \otimes I(x) \\ = \delta(x) + I_0(x) \otimes I_0(x) + I_0(-x + x_0) + I_0(x + x_0) \end{aligned} \quad (17)$$

となり、目的とする物体の自己相関ではなく像が再生される。

一般には、観測したい天体の近くに等級の適当なりファレンス星があることはきわめてまれであり、この方法はごく一部の天体にしか応用できない。

### 5.4 その他の方法

5.1~5.3項で述べた位相回復の他にも、フーリエ面での零点を求め位相推定する方法などがある。また、像のフーリエ面での位相回復によらず、直接的に像を再生する方法などもある。これらについては、解説10-12)、あるいはその中の参考文献を参照されたい。

実際の望遠鏡を使った観測では、大気のゆらぎの程度がかなり強く、可視域では数 $\lambda$ あり、背景光や像検出のノイズを無視することはできない。このため、数学的な手法としては問題はなくとも、実際の像再生への応用では使える範囲が限定されるといったこともしばしば起こる。最後に、KPNO 4m 望遠鏡を使い deconvolution 法<sup>34)</sup>により再生された Betelgeuseの実像を図8に示す。Betelgeuseは、太陽を除き、現在ある望遠鏡で分解できる数少ない恒星の一つである。

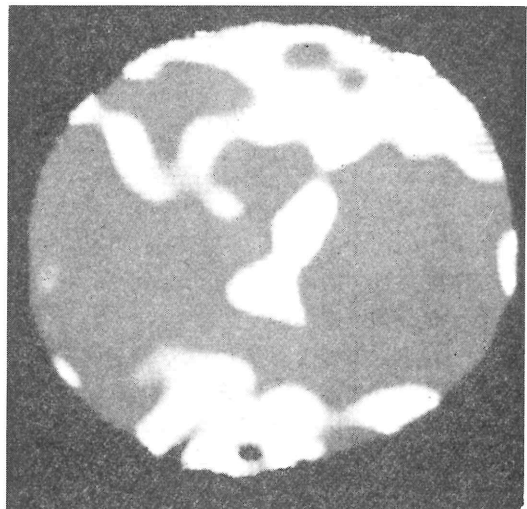


図8 像再生された巨星 Betelgeuse

## 6. お わ り に

天体スペックル干渉の現状を実際の観測を中心にして解説してきた。ところで、最近 Mauna Kea 天文台で赤外を使った天体スペックル干渉により、代表的な変光星であるおうし座T星 (T Tau) が、実は二重星であったという重要な発見がなされている<sup>35)</sup>。このように、天体スペックル干渉により、二重星の発見や、二重星の軌道が決定されるなど天文学的に有意義な結果が得られている。今後は、より暗い星の観測や像再生が重要な課題である。像再生法は、たんに天文学のみならず、一般的な逆光源問題としても重要な分野であり、今後の発展が期待される。

ここで見てきたように、望遠鏡が地上にある限り、得られる像に大気ゆらぎの影響をさけることはできない。現在、NASA により Space Telescope (ST) が打ち上げられる予定になっており、大気ゆらぎの影響のない天体観測ができる日も近くなっている。しかし、ST は無人であることもあり、その機能を十分に使いこなすには、多くの解決されなければならない問題がある。したがって、本当の意味でわれわれが大気ゆらぎの影響をまぬがれることができるのは、有人宇宙ステーション、あるいは月面などに天文台が設置される日まで待つ必要があるのかもしれない。

本稿をまとめるあたり、有意義なご討論をいただいた河野嗣男、永寿伴章、富田弘一郎、野口本和の各氏に感謝いたします。

## 文 献

- 1) A. Labeyrie: *Astron. Astrophys.*, **6** (1970) 85.
- 2) D. Y. Gezari, A. Labeyrie and R. V. Stachnik: *Astrophys. J.*, **173** (1972) L1.
- 3) A. Labeyrie: High-resolution techniques in optical astronomy. *Progress in Optics*, ed. E. Wolf (North-Holland-Publ., Amsterdam, 1976).
- 4) J. C. Dainty: Steller speckle interferometry. *Laser Speckle and Related Phenomena*, ed. J. C. Dainty (Springer-Verlag, Berlin, 1976).
- 5) J. B. Breckinridge, H. A. McAlister and W. G. Robinson: *Appl. Opt.*, **18** (1979) 1034.
- 6) E. K. Hege, E. N. Hubbard, P. A. Strittmatter and W. J. Cocke: *Opt. Acta*, **29** (1982) 701.
- 7) D. Bonneau, M. Faucherre, L. Koechlin and F. Vakili: *Proc. Soc. Photo-Opt. Instrum. Eng.*, **234** (1980) 80.
- 8) 大坪順次, 永寿伴章, 河野嗣男, 富田弘一郎, 野口本和: *東京天文台報*, **20** (1984) 225.
- 9) H. A. McAlister, E. M. Hendry, W. I. Hartkopf, E. G. Campbell and F. C. Fekel: *Astron. J. Suppl.*, **51** (1983) 309.
- 10) H. A. McAlister and W. I. Hartkopf: *Catalog of Interferometric Measurements of Binary Stars* (1984).
- 11) 前田純治, 村田和美: *光学*, **11** (1982) 230.
- 12) 中島伸治, 朝倉利光: *光学*, **11** (1982) 241.
- 13) 伊藤一良, 大塚喜弘: *光学*, **11** (1982) 253.
- 14) J. C. Dainty: *A Stellar Interferometry—A Bibliography* (1982).
- 15) J. C. Dainty: *Opt. Commun.*, **7** (1973) 129.
- 16) D. L. Fried: *Final Report DR-138* (1979).
- 17) D. Koff: *J. Opt. Soc. Am.*, **63** (1973) 971.
- 18) F. Roddier: The effect of atmospheric turbulence in optical astronomy. *Progress in Optics*, ed. E. Wolf (North-Holland Publ., Berlin, 1981).
- 19) 馬場直志, 山本将史, 村田和美, 川口文郎, 野口本和, 乗本祐慈, 磯部秀三: 第 31 回応用物理学関係連合講演会 (1984).
- 20) R. A. Sprague and P. Nisenson: *Opt. Eng.*, **17** (1978) 256.
- 21) *ATLAS COELI-II Catalogue* (Sky Publ., Cambridge, 1964).
- 22) H. A. McAlister and F. C. Fekel: *Astron. J. Suppl.*, **43** (1980) 327.
- 23) H. A. McAlister and W. I. Hartkopf: *Publ. Astro. Soc. Pac.*, **94** (1982) 832.
- 24) J. C. Dainty and R. J. Scaddan: *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **170** (1975) 519.
- 25) G. W. Simon: *Astron. J.*, **71** (1966) 190.
- 26) J. Ohtsubo: Submitted for publication.
- 27) J. C. Dainty: *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **169** (1974) 631.
- 28) K. T. Knox: Thesis Univ. of Rochester (1975).
- 29) R. V. Stachnik, P. Nisenson, D. C. Ehn, R. H. Hudgin and V. E. Schirf: *Nature*, **266** (1977) 149.
- 30) J. R. Fienup: *Final Scientific Report 145400-14-F* (1982).
- 31) R. W. Gerchberg and G. O. Saxton: *Optik*, **35** (1972) 237.
- 32) W. J. Cocke: *Proc. Soc. Photo-Opt. Instrum. Eng.*, **231** (1980) 99.
- 33) G. P. Weigelt: *Optik*, **43** (1975) 111.
- 34) C. R. Lynds, S. P. Worden and J. W. Harvey: *Astrophys. J.*, **207** (1976) 174.
- 35) H. M. Dyck, T. Simon and B. Zucherman: *Astrophys. J.*, **255** (1982) L103.