可視域での星間偏光データからの星間構造

松村雅文（香川大学教育学部）

はじめに

- 星間偏光　発見：　Hiltner（1949）、Hall（1949）
  - 星間減光と強い相関
    - Pmax　(or Pv) vs. Av
    - λmax　　vs. Rv
  - →　偏光・減光とも、いずれも星間塵粒子による
- 偏光：　減光とは異なる点：　（もちろん、ベクトル）
  - 波長依存
  - 減光量の推定：　星のSp.型が既知であることが必要
    （星のSp.型の不確定性が影響）
    →　偏光は、減光よりも不確定性が少ない（？）

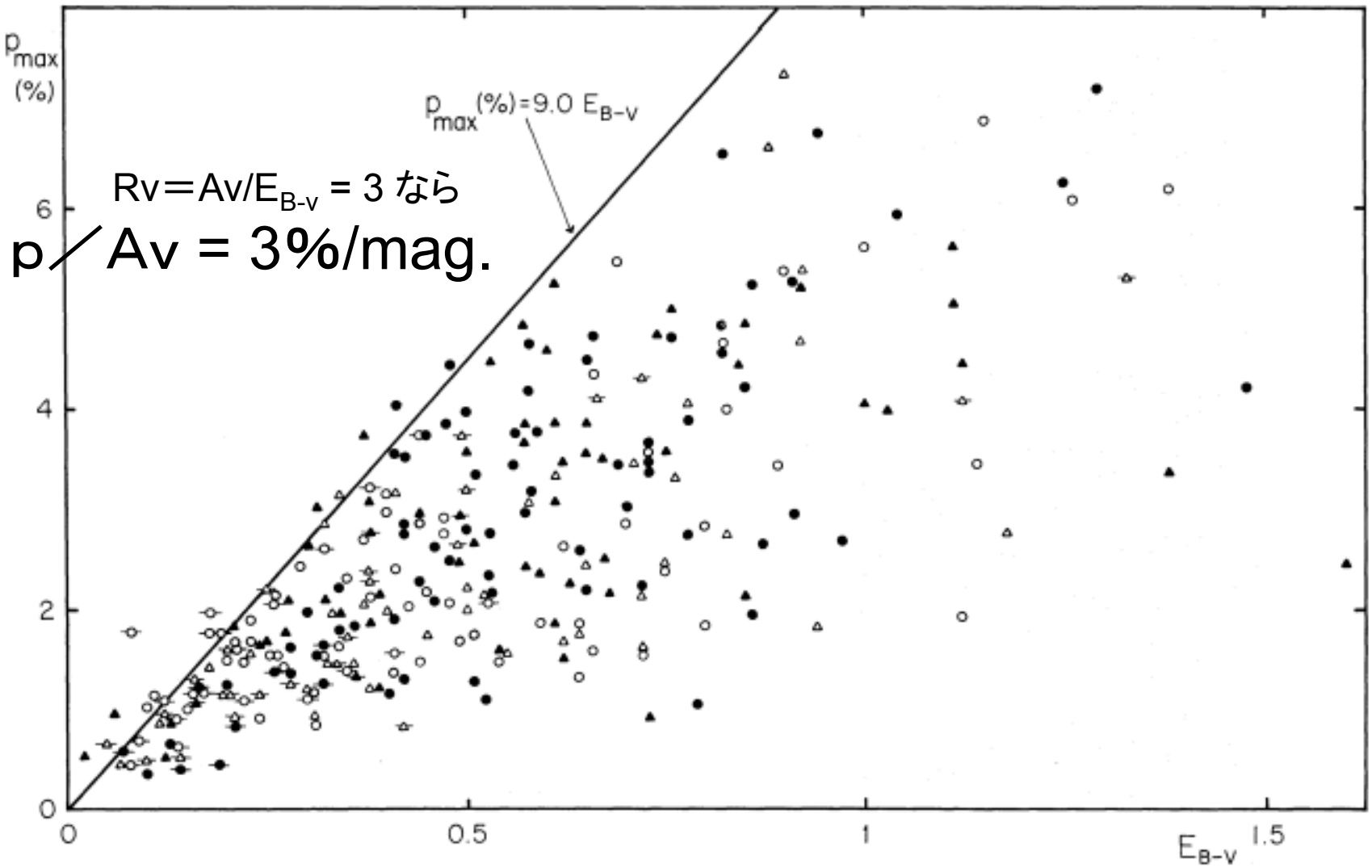


FIG. 9.—The relationship between the maximum interstellar polarization p_{max} (%) and color excess E_{B-V}. A straight line corresponds to p_{max}/E_{B-V} = 9.0. The symbols are the same as in fig. 6.

- Serkowski+ 1975

λmax ～ 5.5 × Rv

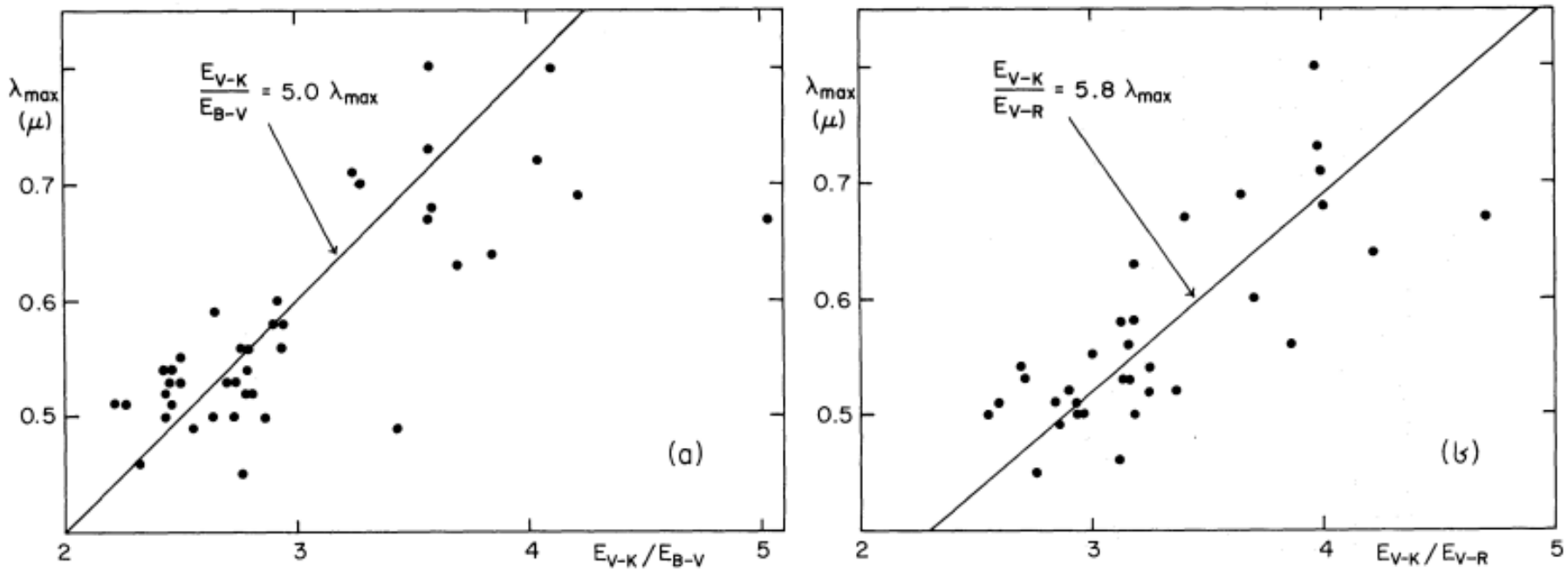


FIG. 8.—The correlation between λ_{max} and the color excess ratios E_{V-K}/E_{B-V} (graph *a*), and E_{V-K}/E_{V-R} (graph *b*). The two stars falling far below the straight line in graph *a* are HD 164740 and 215835 (Johnson 1967).

- Serkowski+ 1975

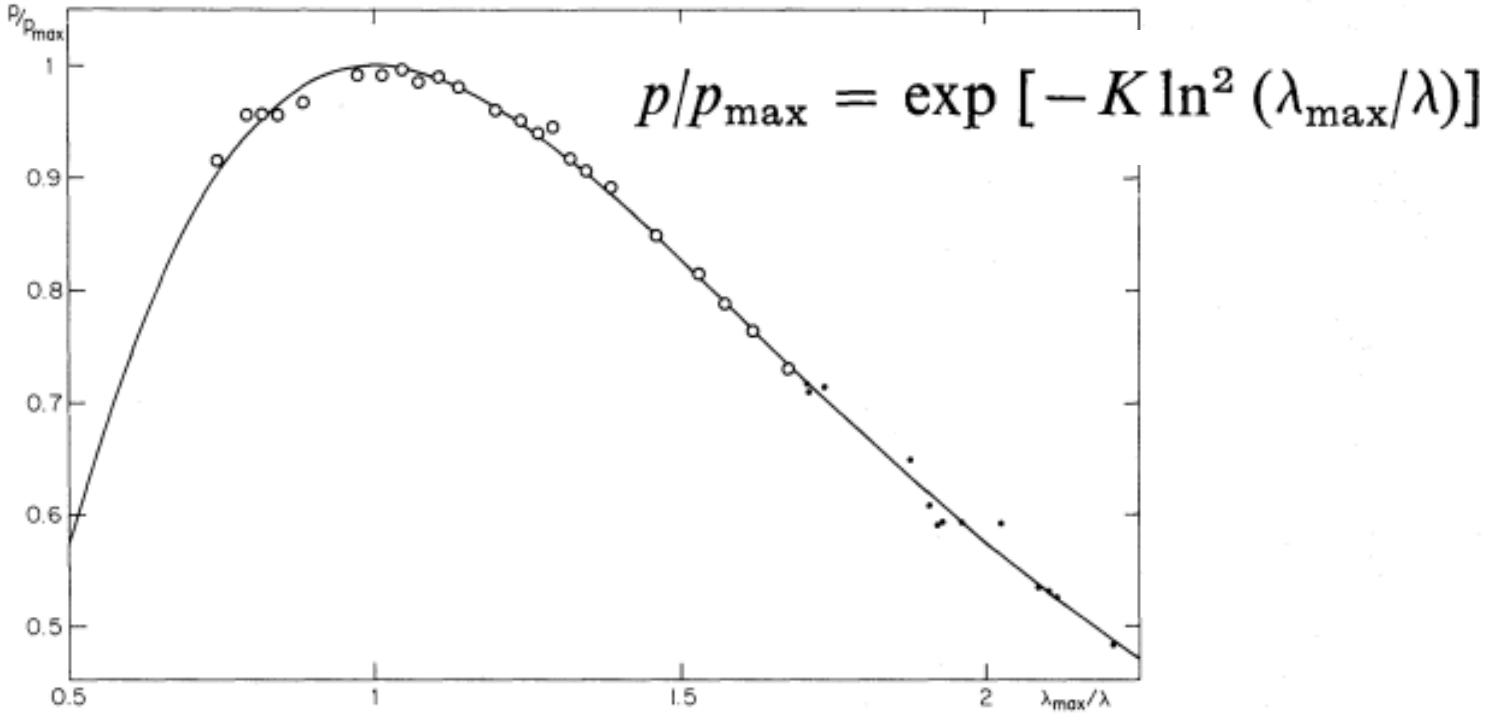


FIG. 3.—The normalized wavelength dependence of interstellar linear polarization derived from the observations with the Siding Spring multichannel polarimeter-photometer. The solid line is calculated from eq. (4) for $K = 1.15$. Every open circle is based on 20 stars, while each dot represents the observations of an individual star with a particular filter.

- Serkowski+ 1975

K=1.15

→ K~1.66 × (λ_{max}／1μm) Whittet+ 1992 etc.

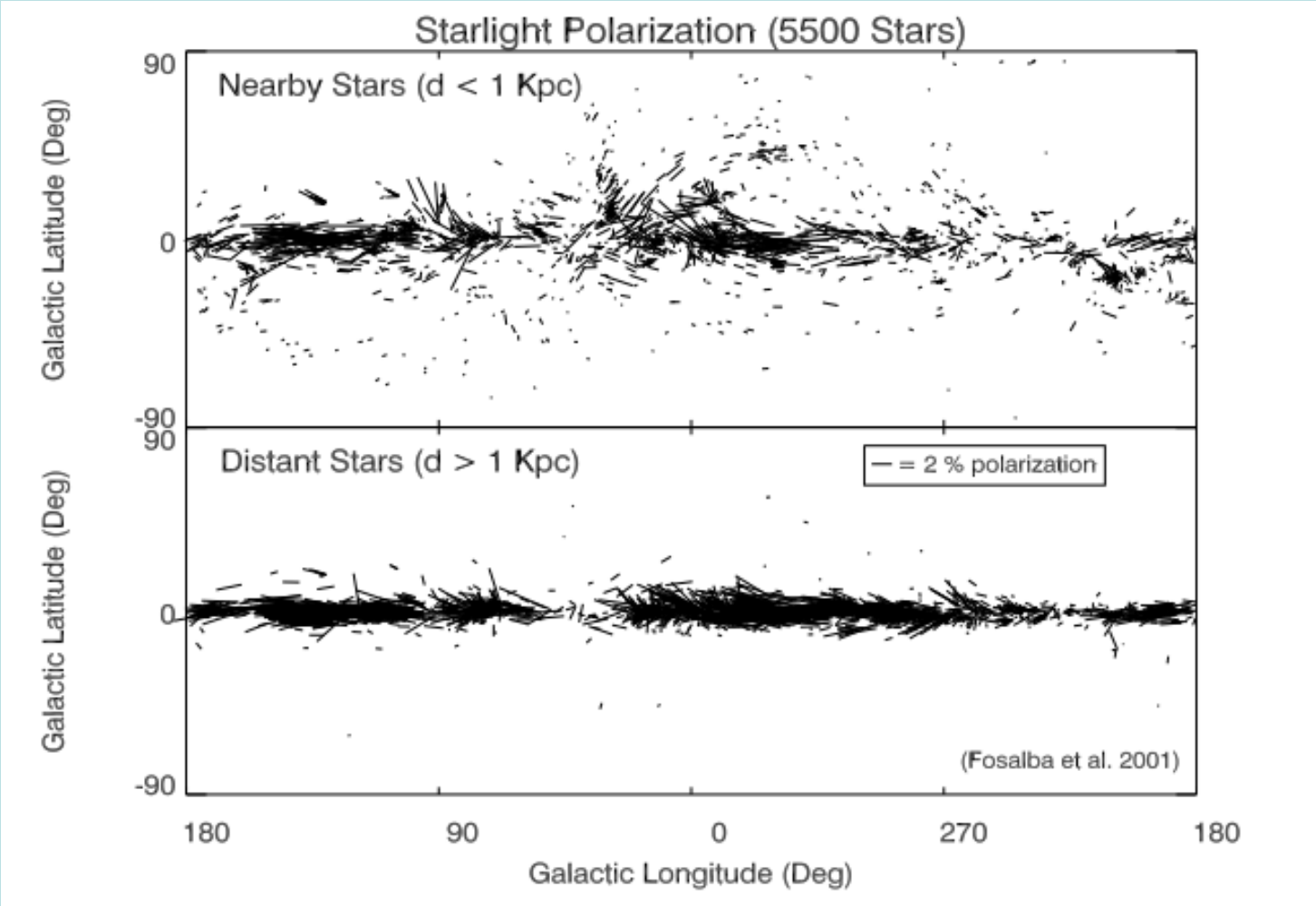
従来の観測からの塵粒子の情報

- 星間偏光・減光・・・塵粒子のバルクの性質を反映
  - 0.001~1μm程度のサイズ分布を持つ固体微粒子による光の減光（＝散乱＋吸収）で説明可能。
  - 物質（屈折率）には、あまり依存しない。
- 整列するダストと、整列しないダスト:
  - シリケイト9.7μmの吸収帯:
    偏光している→シリケイトダストは整列
  - 紫外域での偏光は小:　小さいダスト:無整列？
  - 3.4μmなどの炭素に関連する吸収帯:無偏光
  - →　炭素質のダストは、無整列？　　でも、なぜ？

過去のサーベイ観測・コンパイル

- Mathewson & Ford 1970
  - 1800星の観測 ＋ それまでの観測 → ~7000星
  - → マップ
- Serkowski、Mathewson & Ford 1975
  - 180 星のUBVR偏光観測
  - → 現在、知られている特性が明らかに。
- Axon & Ellis 1976 距離が判る 5070星
- 平田さん（1999, 未出版） 13969星
- Heiles 2000 のコンパイル 9286星
  - → Fosalba+ 2002 統計的な検討 ~5500星

Fosalba+ 2002 統計的な検討



- Fosalba, Lazarian, Prunet, Tauber 2002, astro-ph
- Fosalba, Lazarian, Prunet, Tauber 2002, ApJ 564, 762

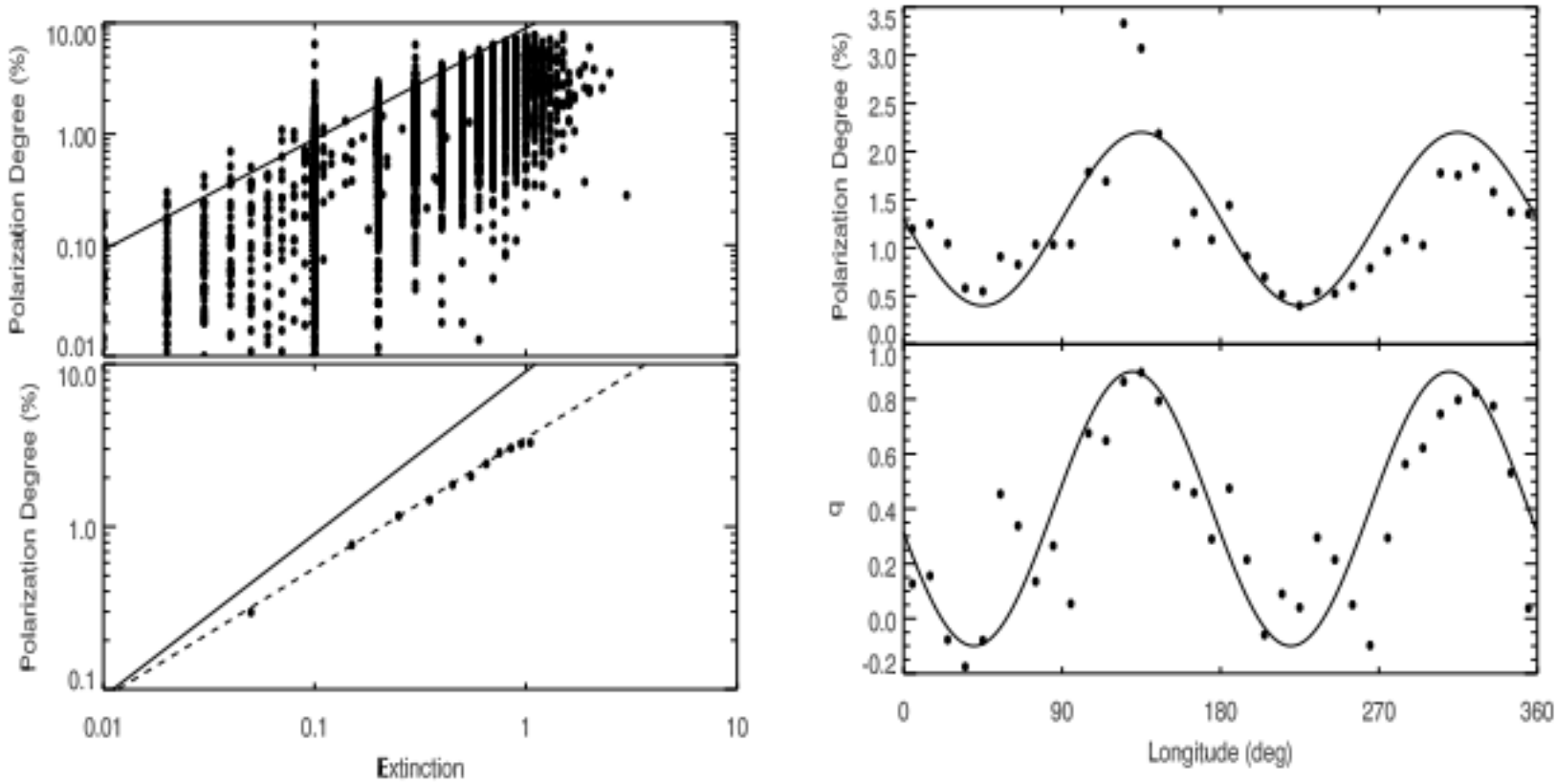


FIGURE 3. (*Left*) Correlation between polarization degree P(%), and extinction E(B-V). Upper panel shows all individual sources while lower panel displays data averaged in extinction bins. Solid line shows the theoretical upper limit, P(%) = 9 E(B-V), for completely aligned grains by external (regular) magnetic fields. Dashed line in lower panel shows P(%) = 0.39 E(B-V)$^{0.8}$, which is a good fit to the data up to E(B-V) ≈ 1. (*Right*) Starlight Polarization Degree (top panel) and the parameter $q = \cos 2(\theta_p - 90°)$ (bottom panel) for data averaged in 10° longitude bins.The solid line shows a best fit to a sinusoidal dependence.

- P（%）= 0.39 $E_{B-V}^{0.8}$ Fosalba+ 2002
- → 整列が不完全 or ランダム成分の磁場

一様磁場Bu＋ランダム磁場Br

- Burn's model
  - 一様磁場＋ランダム磁場:
    - ランダム磁場の成分 ← ガウス分布

- Fosalba+ (2002) の解析結果

  → Bu／Br ~ 0.80 for E_{B-V}=1

  - Pulsar の synchrotron polarization や rotation measure → Bu／Br ~ 0.28
    - warm ionized medium にsensitive（Heiles, 1996)

Fosalba+ 2002 (続き）
Angular Power Spectrum: C_l

C_l:　180度／l のスケールでの振幅

$$C_\ell = \frac{1}{2\ell + 1} \sum_{m=-\ell}^{m=\ell} |a_{\ell m}|^2$$

a_{lm} :スカラー量Sを球面調和関数で展開した時の係数:

$$S(\theta, \phi) = \sum_{\ell m} a_{\ell m} Y_{\ell m}(\theta, \phi)$$

C_l:　２点相関関数 ξ からも、求められる。

＜＞はアンサンブル平均

$$\xi(\theta) = \langle S(\boldsymbol{q}_1) S(\boldsymbol{q}_2) \rangle = \sum_\ell \frac{\ell + 1/2}{\ell(\ell + 1)} C_\ell P_\ell(\cos\theta)$$

Angular Power Spectrum（Fosalba+ 2002）

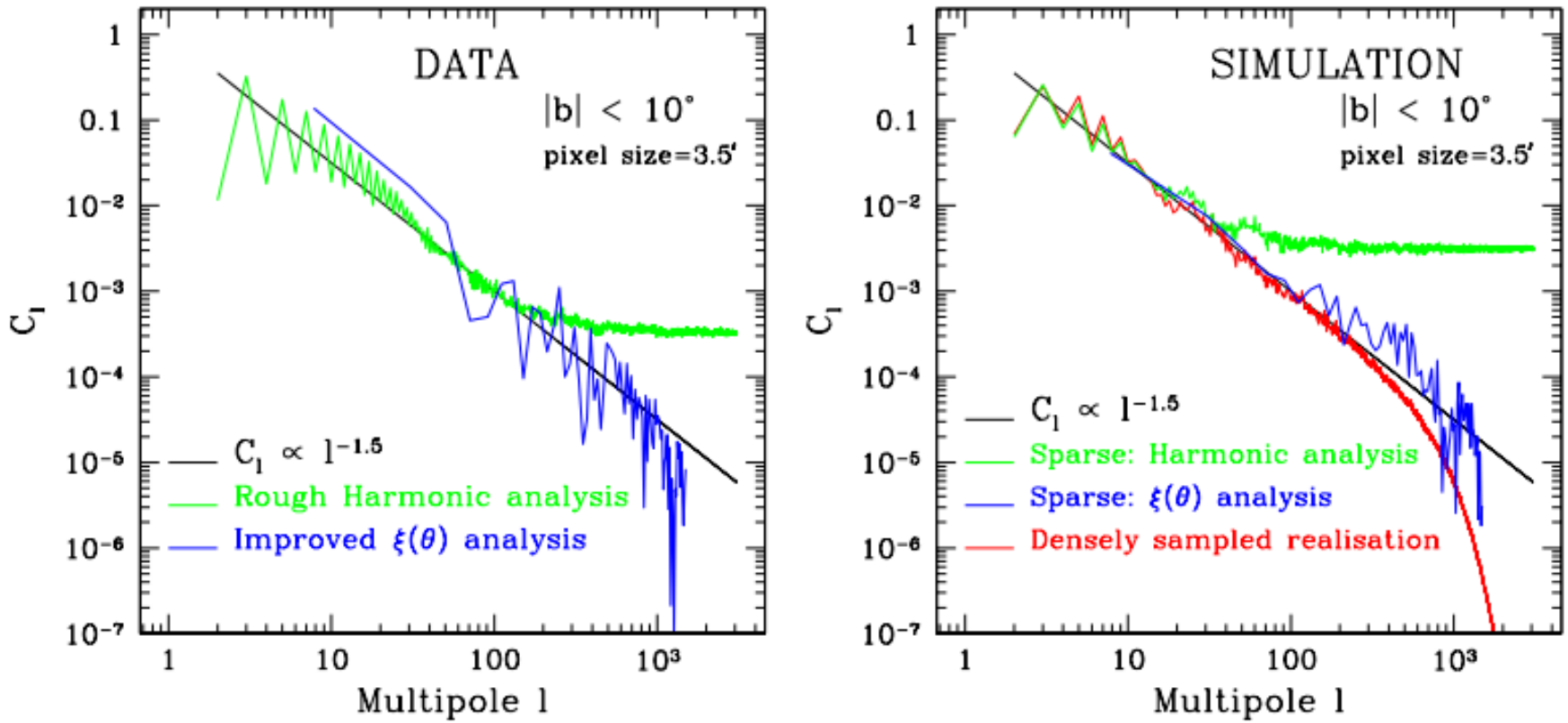
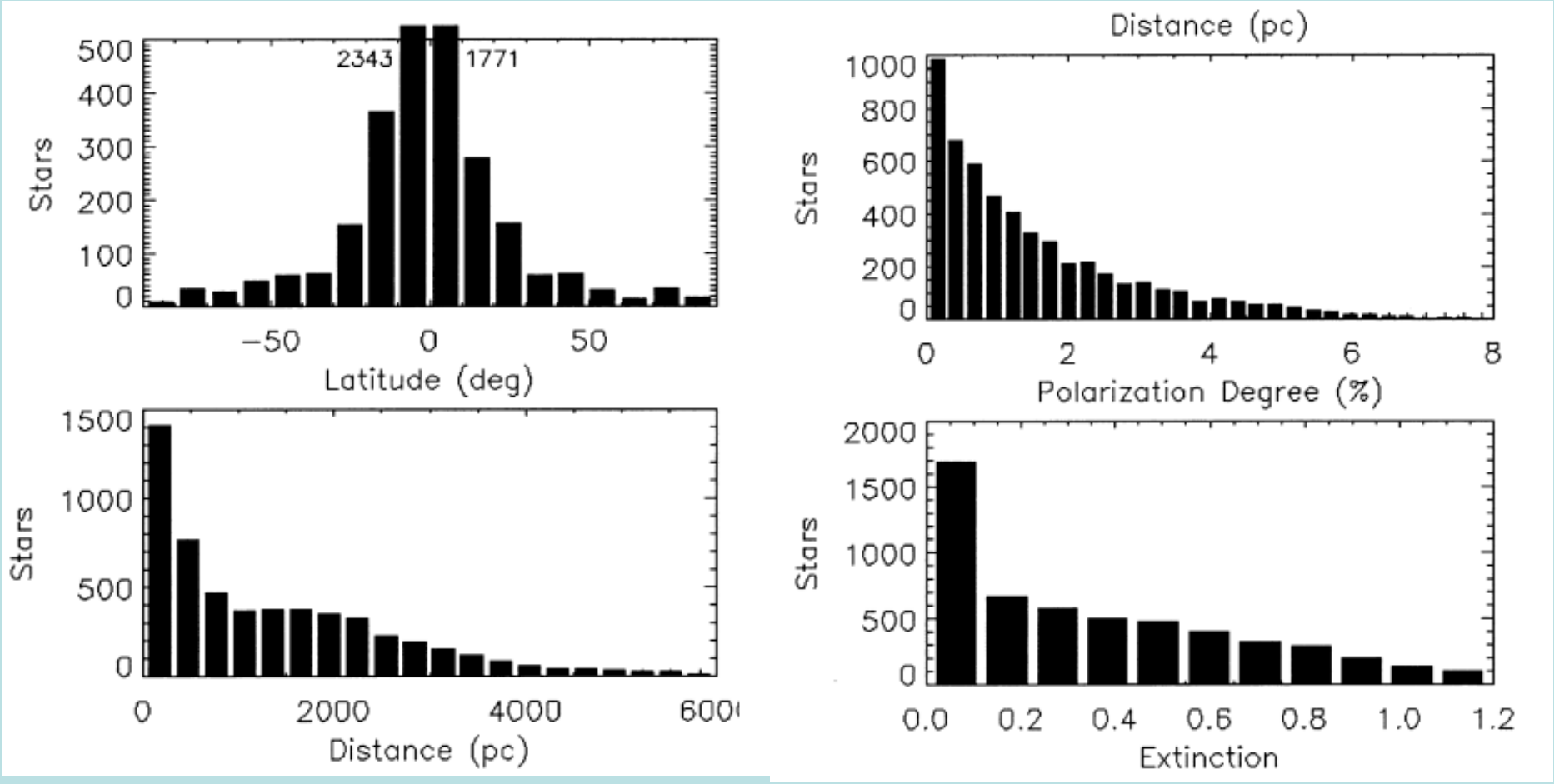


FIGURE 4. Angular power spectrum of the starlight polarization degree map in the Galactic plane, $|b| < 10°$, for the real data (*Left*) and the simulated mock catalog (*Right*). *Rough harmonic analysis* denotes a direct approach in harmonic space, while *improved* $\xi(\theta)$ *analysis* is a hybrid approach (uses techniques both in pixel and harmonic space) that corrects for shot-noise and edge effects. As a reference, the red line shows a densely sample realization of $C_\ell \propto \ell^{-1.5}$.

$C_l \propto l^{-1.5}$ for |b| < 10 deg.

|b|>10deg. では？



Fosalba+ 2002 のサンプル (= Heiles 2000 の一部)

SGMAP計画→ ・より微細な構造(l: 大)が判る

・|b| > 10 deg. でのAPS

“超?”微細構造？： 乱流スケール？

- 20世紀中ごろから、約50年。
- 星や星間雲のランダム運動： 仮に10km/sec
  - → 3×10^{8} km/year = 1.5×10^{10}km／50y
    = 5×10^{-4} pc / 50y
  - 一方. MHD turbulence scale: 10^{-4} pc
    (§4.3. in Falceta-Goncalves + 2008 による)
  - →ほとんどの視線が、乱流スケール以上に移動。

- 5年経ったときの視線の移動= 5×10^{-5} pc
  - **提案： 最初と最後（つまり2回）、サーベイを行う**
- Cf. 偏光標準星の安定性（業界内の問題）

そのほか：思いつくままに

- 偏光位置角θ の 波長依存性：θ(λ)
  - 視線上の整列方向の変化　＋　塵サイズの変化
  - →　HI雲（塵サイズ：小）、暗黒雲（塵サイズ：大）
    どの程度、視線上に存在するかの統計的検

- λ_{max}　と　T_{dust} との相関は？
  ・・・輻射トルクによる整列　Matsumura+ 2011

- 常識を疑え?!
  - 偏光度p（λ）：Serkowski 式は、どの程度正確か？
  - 偏光効率 p／Av　　本当に　3%／mag.?

まとめ

- 可視域の偏光／減光の相関等:
  Serkowski + 1975 で、本質は出ている。
  - が、基本的な特性の確認
  - 遠距離のサンプル増大 → 特性の変化の有無
  - etc.

- ランダム磁場、APS、微細な構造 etc. :
  - 可視光の偏光は、視線上の情報のみをひろう。
  - 定量的には、研究はまだ不充分(?)
  - →データを増やすこと(=SGMAP計画) は重要