

Estimation du cisaillement gravitationnel



LSST (Mai 2017)



Pierre Astier

LPNHE / IN2P3 / CNRS , Universités Paris 6&7.

Lentillage gravitationnel

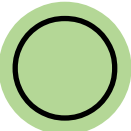
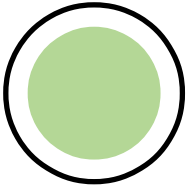
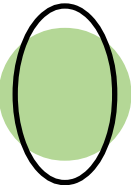
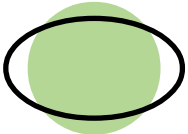
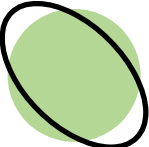

- Re-adresse le plan image
 - Lentillage faible : bijection
 - Lentille forte : plusieurs images du même objet
- Ordre 0: un déplacement (presque inobservable).
- Ordre 1 (matrice $2 \times 2 = 4$ paramètres):
 - Magnification (1 paramètre)
 - Cisaillement (symétrique, $\det=1 \rightarrow 2$ paramètres)
 - Rotation (1 paramètre)
 - Magnification et cisaillement sont observables (en général) statistiquement. La rotation n'est pas observable et absente pour une seule lentille plane.

Schématique des distorsions

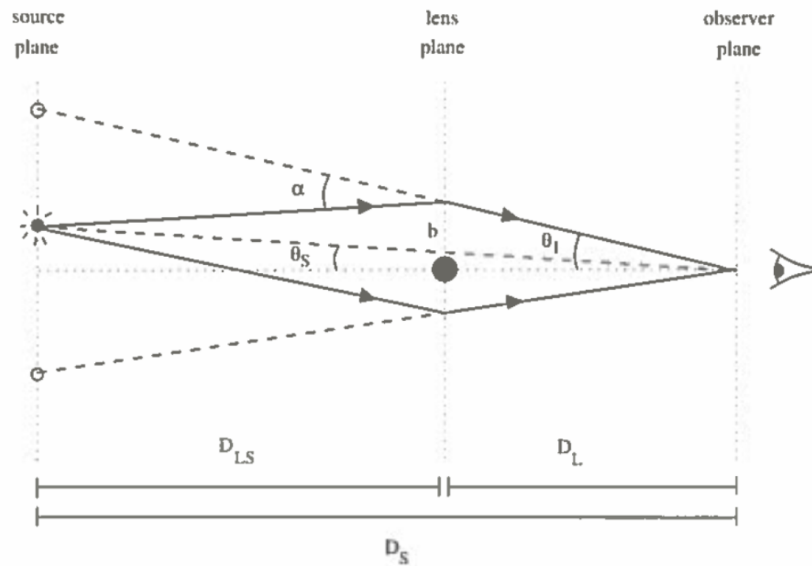
Convergence

Une composante du cisaillement

L'autre composante

	< 0	> 0
κ		
$\text{Re}[\gamma]$		
$\text{Im}[\gamma]$		

Relation avec les sources (de gravitation)



Cosmological physics (Peacock).

$$\theta_I - \theta_S = \frac{D_{LS}}{D_S} \alpha = \nabla_{\theta} \psi(\theta_I)$$

Potentiel de déflexion

“équation de Poisson” :

$$\nabla_{\theta}^2 \psi = \frac{8\pi G}{c^2} \int \frac{D_L D_{LS}}{D_S} \rho d\ell$$

Toutes les observables dérivent d'un champ scalaire: la « masse projetée »

A des distances cosmologiques ?

- Magnification ?
 - Parfois spectaculaire mais rare (strong lensing)
 - Détectable quand le flux de la source est connu, p.e. SNe~Ia (Kronborg et al, 2010)
 - Induit une variation des comptages de galaxies par unité de surface au dessus d'un seuil.
(Présentation de Guillaume, il y a un mois)
- Cisaillement ?
 - Détecté au début des années 90 autour des amas.
 - Cisaillement cosmique détecté en 2000 (équipe de l'IAP + autres).

Detection of correlated galaxy ellipticities from CFHT data: first evidence for gravitational lensing by large-scale structures[★]

L. Van Waerbeke¹, Y. Mellier^{2,3}, T. Erben⁴, J.C. Cuillandre⁵, F. Bernardeau⁶, R. Maoli^{2,3}, E. Bertin^{2,3}, H.J. Mc Cracken⁷, O. Le Fèvre⁷, B. Fort², M. Dantel-Fort³, B. Jain⁸, and P. Schneider⁴

Astron. Astrophys. 358, 30–44 (2000)

r.m.s du cisaillement
dans une fenêtre
de taille θ

Régime non-linéaire
de la croissance des
structures

Statistique : 2 deg^2
Bandes I&V (UH8K, CFH12k)

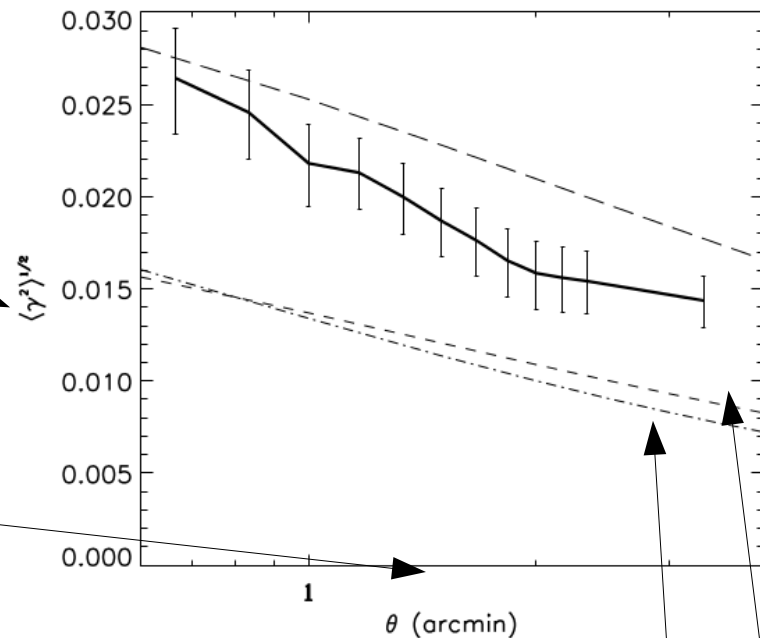


Fig. 1. Square-root of the variance of the measured shear as a function of the radius of the top-hat window (solid line). The maximum angular scale, 3.5 arc-minutes radius, is fixed by the maximum angular scale defined by individual CCDs (7'). Error bars are computed over 1000 random realizations of the galaxy catalogue. The other lines are theoretical predictions of the same quantity for different cosmological models in the non-linear regime (using the fitting formula in [Peacock & Dodds 1996](#)): the long-dashed line corresponds to ($\Omega = 1, \Lambda = 0, \sigma_8 = 0.6$), the dashed line to ($\Omega = 0.3, \Lambda = 0, \sigma_8 = 0.6$), and the dot-dashed line to ($\Omega = 0.3, \Lambda = 0.7, \sigma_8 = 0.6$).

On doit mesurer des seconds moments sur l'image

$$M = \int d^2 X (X - X_0)(X - X_0)^T W(X - X_0) I(X)$$

- Il faut une fonction de poids pour limiter le bruit.
- Les seconds moments sont affectés par (au moins) :
 - La PSF (dilution et anisotropie)
 - L'ellipticité naturelle
 - La fonction de poids
 - Les « interactions » entre les trois.

Cas idéal

Objet
gaussien

PSF
gaussienne

Poids
gaussien

$M_{intrinsèque}$

M_{PSF}

M_W

← Seconds
moments

$$M_{image} = M_{intrinsèque} + M_{PSF}$$

$$M_{mesure}^{-1} = M_{image}^{-1} + M_W^{-1}$$

$$M_{mesure} \rightarrow M_{intrinsèque} \rightarrow \hat{\gamma} \quad \leftarrow \text{Estimateur du cisaillement}$$

Hypothèse :

$$\langle M_{intrinsèque}(\gamma = 0) \rangle \propto Id$$

Kaiser et al (1995) : KSB (raccourci)

$$\mathbf{e} = \left(\frac{I_{11} - I_{22}}{Tr(I)}, \frac{2I_{12}}{Tr(I)} \right), \quad I_{ij} = \int d^2\theta W(\theta) \theta_i \theta_j f(\theta).$$

$$\delta e_\alpha = P_{\alpha\beta}^{sh} \gamma_\beta + P_{\alpha\beta}^{sm} p_\beta.$$

shear

contribution
du système
d'observation

$$p_\alpha = \frac{e_\alpha^*}{P_{\alpha\alpha}^{sm}}. \quad \text{Ellipticité « stellaire »}$$

$$P^\gamma = P^{sh} - \frac{P_{\star}^{sh}}{P_{\star}^{sm}} P^{sm}. \quad \text{Dilution par la PSF et W (correction scalaire)}$$

$$\mathbf{e}^{obs} = \mathbf{e}^{source} + P_\gamma \gamma + P^{sm} \mathbf{p}. \quad \text{Relation entre l'observable et l'estimateur}$$

$$\gamma = P_\gamma^{-1} \cdot (\mathbf{e}^{obs} - P^{sm} \mathbf{p}). \quad \text{Estimateur } (\langle \mathbf{e}^{source} \rangle = 0)$$

Limites de KSB

- Entre le cisaillement et l'ellipticité, il y a deux effets :
 - La fonction de poids
 - La PSF (partie isotrope et anisotrope)
- Corriger la dilution et l'anisotropie de PSF au premier ordre est critiquable.
- En revanche, l'hypothèse que le cisaillement est faible est réaliste → Taylor est notre ami.

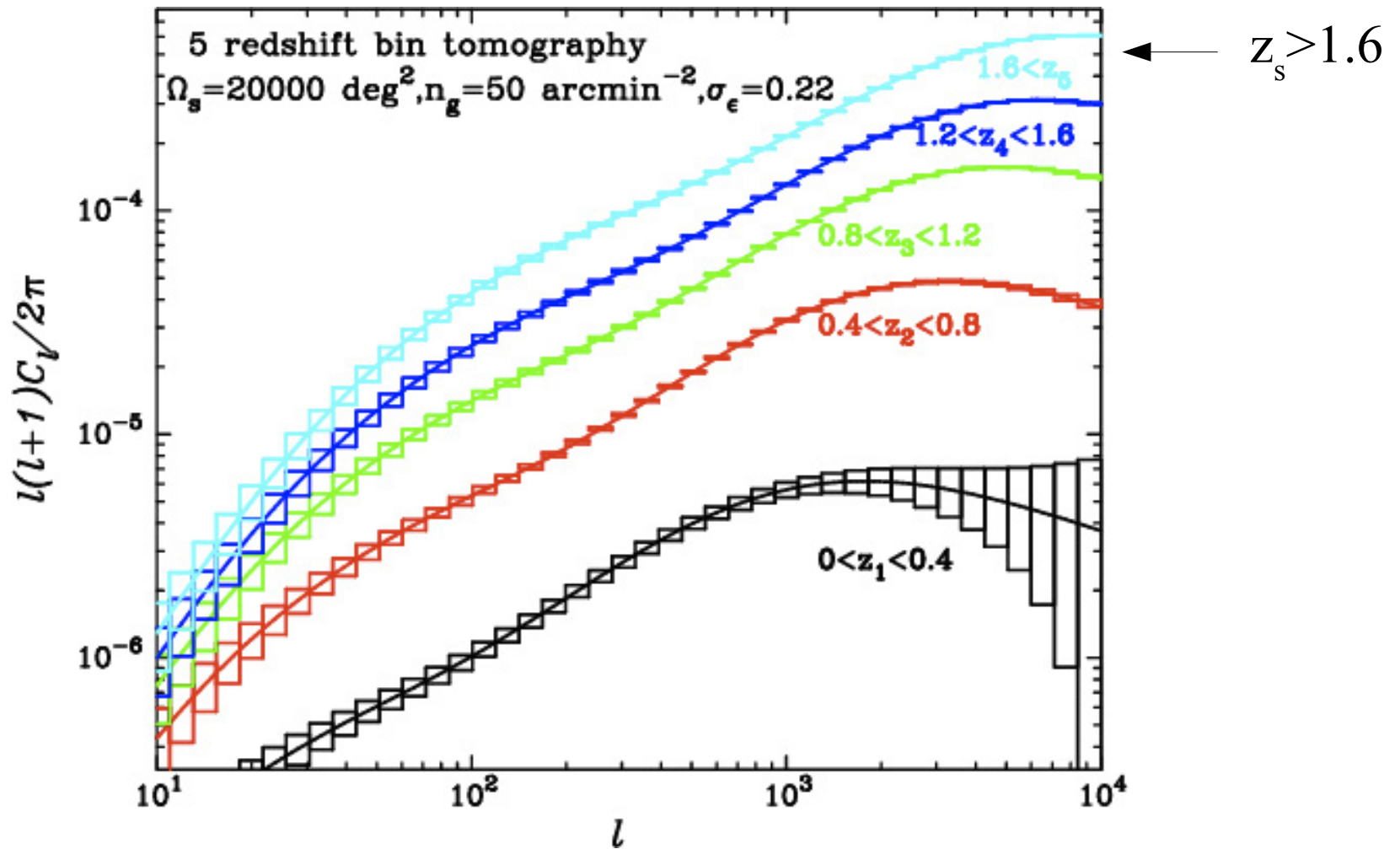
« Facteur de mérite » d'un relevé

- La mesure de l'ellipticité **moyenne** fait face à deux sources dominantes de bruit :
 - L'ellipticité « naturelle » des galaxies
 - Le bruit de grenaille
- Dans la mesure où l'ellipticité moyenne des galaxies vaut environ 0.3, le bruit de grenaille est sous-dominant dès que l'on applique une coupure raisonnable en S/B (e.g. 10).
- Donc, le facteur de mérite est le nombre de galaxies utilisables par unité de surface.
- Peu de relevés dépassent aujourd'hui ~ 25 gal/arcmin².

D'où vient l'information cosmologique ?

- L'amplitude des corrélations :
 - L'évolution avec z décrit la formation des structures (i.e. perturbations en RG)
- La dépendance angulaire ($\xi(\theta)$ ou C_l) :
 - « homothétique » avec z (hypothèse linéaire)
 - fournit donc une contrainte sur la distance angulaire....
 - ...grâce au « pic » du spectre de puissance.

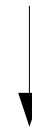
Tomographie des corrélations angulaires



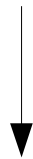
Source : LSST

Contraindre (la loi de) la gravité

Distances \longrightarrow $H(z)$



$$R_{\mu\nu} - \frac{1}{2}g_{\mu\nu}R^\sigma{}_\sigma + \Lambda g_{\mu\nu} = 8\pi G T_{\mu\nu}$$



Perturbations linéaires \longrightarrow $P(k,z)$



Simulations
numériques

Prédictions d'observables
des perturbations

Des défis de la mesure du cisaillement

- La calibration (du shear pré-PSF → ellipticité mesurée). Il n'y a pas d'étalon sur le ciel.
- Estimer la PSF. Compenser son ellipticité.
- Le biais de bruit (patience).
- Le biais de sélection (patience).
- Dans la mesure où l'information cosmologique est dans l'évolution avec z , il est fondamental que les biais soient indépendants des S/B et taille angulaire des galaxies.
- alignements intrinsèques, effets baryoniques...

Le biais de bruit

- Argument fondamental : tout estimateur non-linéaire est affecté d'un biais parce qu'il est une fonction non-linéaire des données et ne préserve donc pas la moyenne des données.
- e.g. Réfrégier et al (2012)
- C'est un biais de la forme : $E[\hat{\theta}] = \theta(1 + k \left(\frac{S}{N}\right)^{-2} + \dots)$
- C'est présent en photométrie de PSF si on estime la position et le flux.

Compensation du biais de bruit (1)

$$\mathbf{e} = \left(\frac{I_{11} - I_{22}}{\text{Tr}(I)}; \frac{2I_{12}}{\text{Tr}(I)} \right), \quad I_{ij} = \int d^2\theta W(\theta) \theta_i \theta_j f(\theta).$$

Centroide

$$M = \int d^2X (X - X_0)(X - X_0)^T W(X - X_0) I(X)$$

Avec :

$$\int d^2X (X - X_0) W(X - X_0) I(X) = 0$$

M est linéaire par rapport à I, mais dépend non linéairement de X_0 (qui n'est pas non plus linéaire p.r. à I).

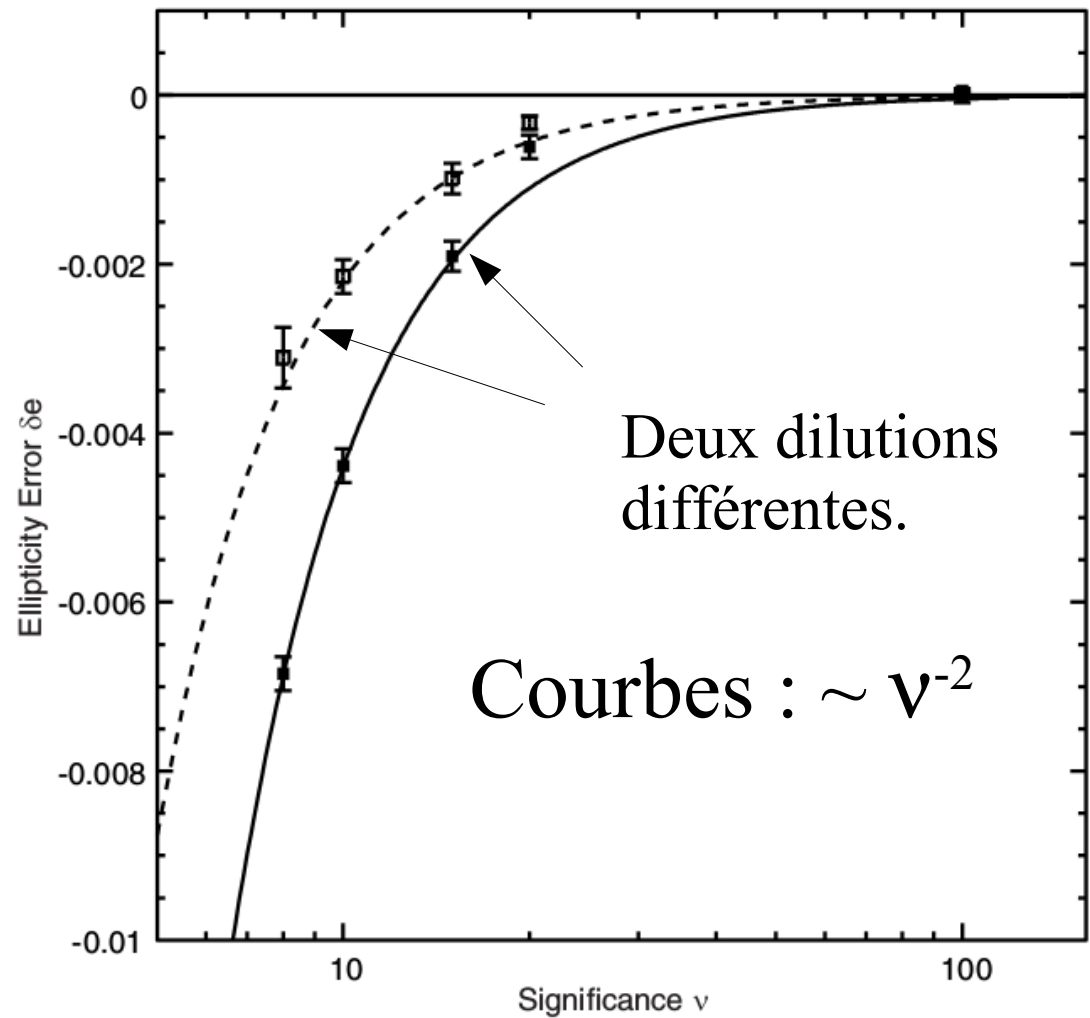
L'incertitude de X_0 cause un biais de M (qui dépend donc du S/B).

Compensation du biais de bruit (2)

- Comme les biais des second moments varient comme l'incertitude de position....
- ..elle même proportionnelle aux seconds moments
 - > pas d'effet sur l'ellipticité au premier ordre.
- Si la PSF est isotrope.
- Sinon, le biais favorise des ellipticités selon la PSF, même si on compense l'anisotropie de PSF.


Compensation du biais de bruit (3)

Biais d'ellipticité vs
S/B.



Bernstein & Jarvis (2001)

Compensation du biais de bruit (4)

$$M = \int d^2 X (X - X_0)(X - X_0)^T W (X - X_0) I(X)$$


C'est probablement une bonne idée que W soit indépendant de I (i.e. qu'on n'utilise pas l'image de la galaxie pour déterminer W).

Dans un schéma où le biais de M est entièrement dû à l'incertitude de position, on peut évaluer son biais par MC, en utilisant les résidus d'astrométrie simultanée pour estimer $\text{Var}[X_0]$.

Bonnes idées bienvenues....

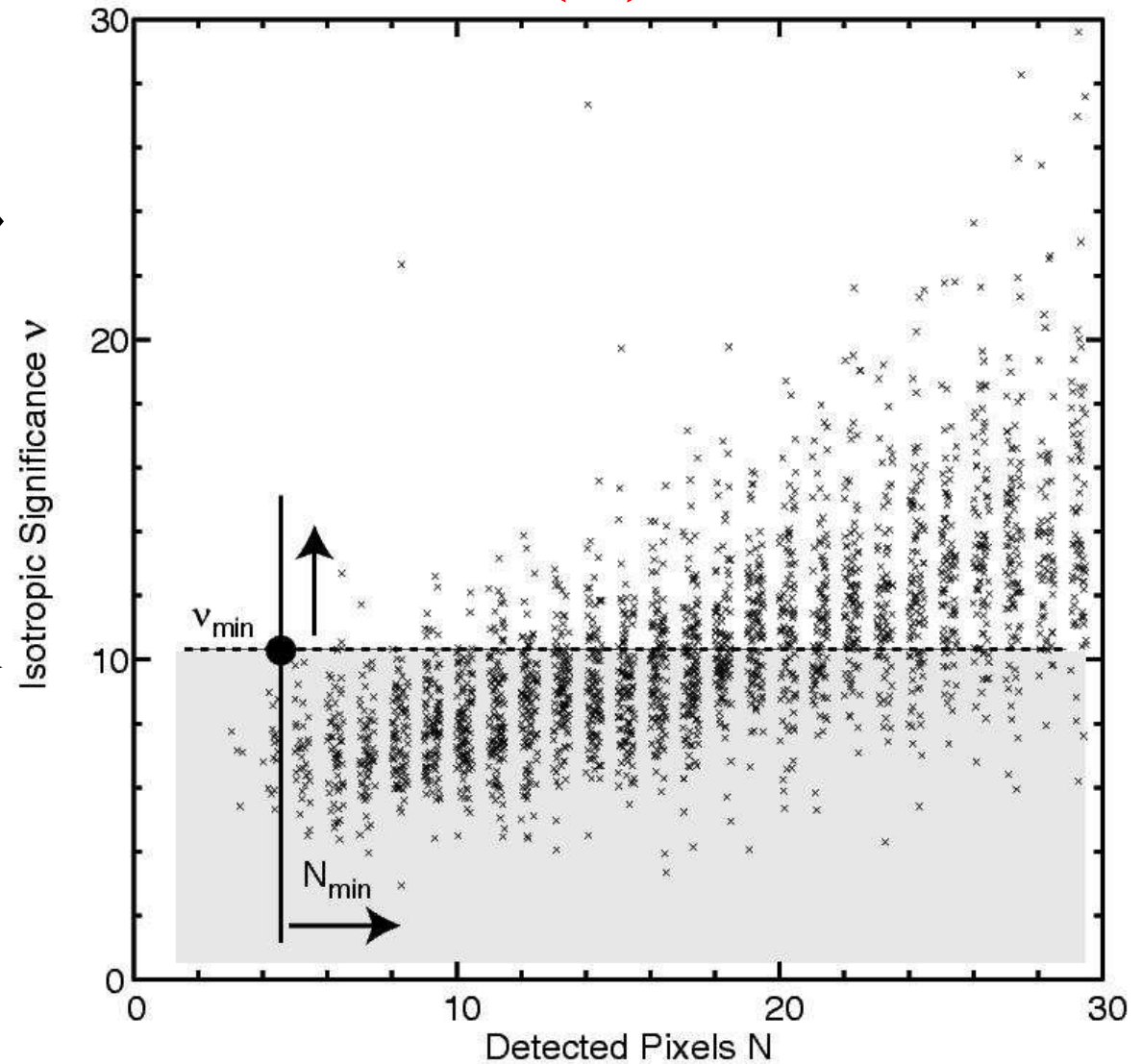
Le biais de sélection (1)

- Quoi qu'on fasse, il y a une coupure en S/B pour sélectionner les galaxies utilisées
- Le S/B dépend en général de l'ellipticité apparente de l'objet, qui combine les ellipticités intrinsèque et celle de la PSF.
- Il faudrait donc sélectionner les galaxies sur une quantité évaluée pour une PSF isotrope.

Biais de sélection (2)

« isotropic significance »
i.e. S/B sur une image
avec une PSF isotrope

Coupure assurant
la complétude



Bernstein & Jarvis (2001)

Statistique de détection
(# pixels au dessus d'un seuil)

Biais de sélection (3)

- Pour LSST, cela ne semble pas une question sérieuse puisqu'on opère la sélection des objets sur une image profonde, sur laquelle la PSF est essentiellement isotrope :
 - du fait du grand nombre d'images
 - parce que le mode d'observation vise à varier orientation de la caméra et position dans le champ de vue.

Résumé

- Le lien entre l'observable (ellipticité) et la quantité d'intérêt (cisaillement) est complexe :
 - du fait de la PSF (dilution et anisotropie)
 - du fait du noyau de mesure W
- Au moins deux sources de biais (position, sélection) doivent être convenablement traités.

Les objectifs de précision

- On caractérise les biais des estimateurs de shear sous la forme :

$$E[\hat{\gamma}] = (1 + m)\gamma_{true} + a$$

- Euclid et LSST livrent des objectifs de l'ordre de

$$|m| < \sim 2 \cdot 10^{-3}, \quad |a| < \sim 2 \cdot 10^{-4}$$

- Voir e.g. Amara & Réfrégier (2006).

DES - SV

Biais multiplicatif

« Fuite » de la PSF

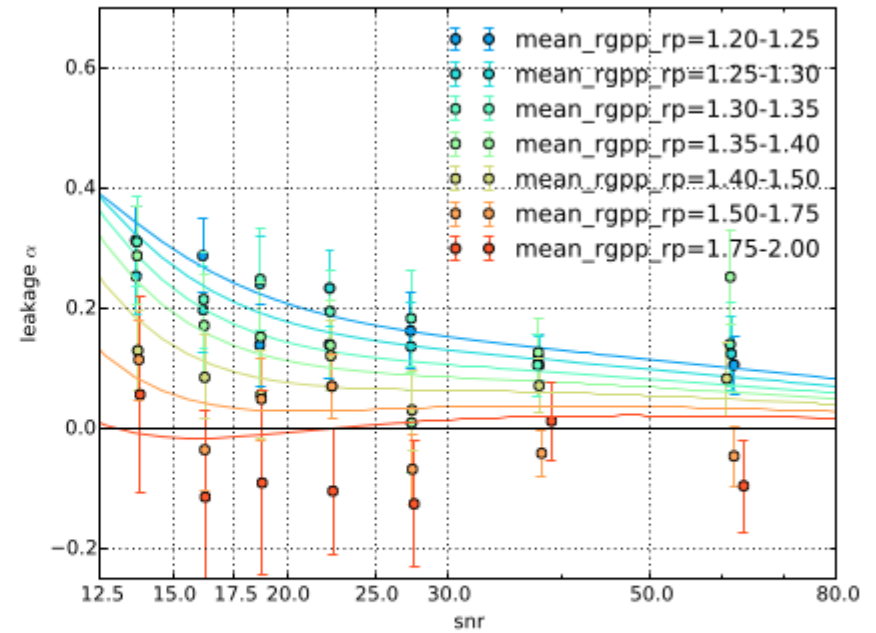
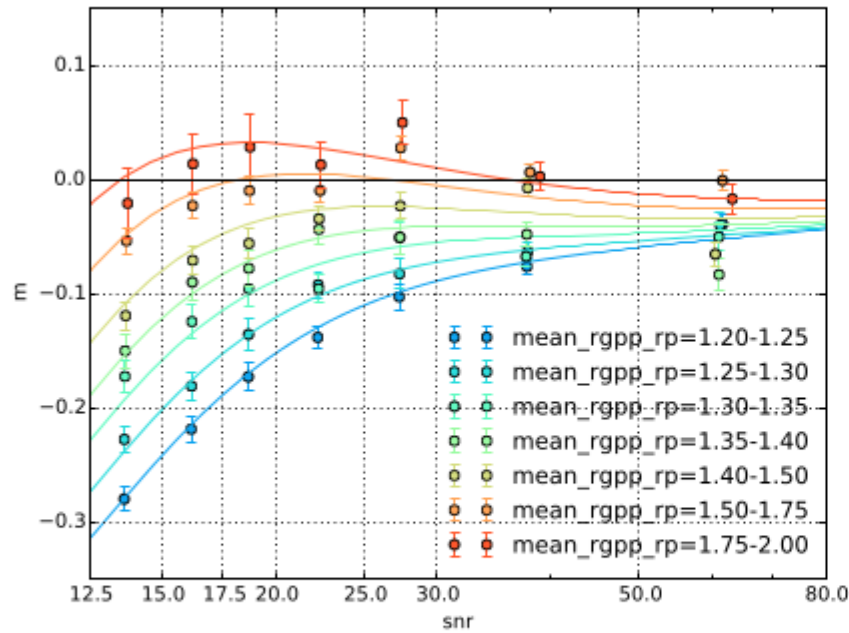


Figure 13. Shear bias for `m3shape` measurements on the GREAT-DES simulation: multiplicative bias (left) and PSF leakage (right), as functions of the measured $(S/N)_w$ and R_{gp}/R_p . The fits, which are used to calibrate the shear estimates on the data, are smooth functions in both of these variables. Solid lines show the fits versus $(S/N)_w$ at particular choices of R_{gp}/R_p .

Jarvis+ (2016) 1507.05603

Great challenges (Great 3) 1412.1825

- Images simulées (2 grands groupes : sol et espace).
- PSF fournie. Position des objets fournie.
- Bruit d'ellipticité annihilé (2 galaxies identiques tournées de 90° dans chaque image)
- Shear constant ou variable dans l'image.
- Variantes :
 - Galaxies HST (plutôt que les modèles paramétriques)
 - PSF variable dans l'image et à mesurer.
 - Plusieurs images à combiner

Plusieurs challenges

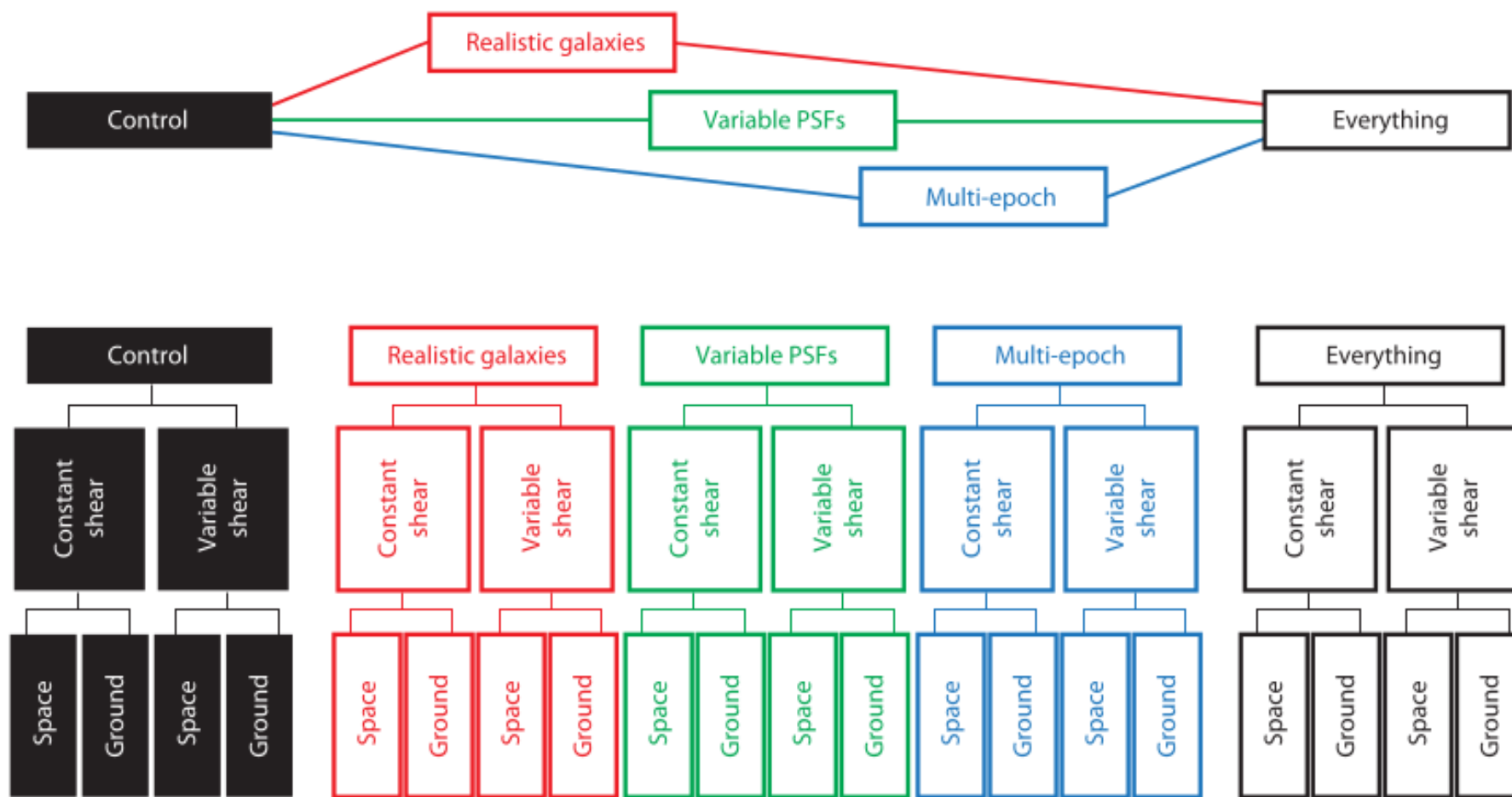


Figure 5. Schematic of the GREAT3 branch structure.

Méthodes proposées par les participants

- Maximum de vraisemblance (MV)
 - Profil analytique (déformable) convolué avec PSF
- Méthodes bayésiennes (ou partiellement), avec des priors décrivant la population des galaxies.
- Moments (espaces direct et réciproque)
- Neural nets, Machine learning
- 22 méthodes au total.

Les « gagnants »

Lettre 1 :

Control
Realistic gal
Variable PSF
Multi-epoch
Full

Lettre 2 :

Ground
Space

Lettre 3 :

Constant shear
Variable shear

Branch	Winning team	Winning score	# of teams	# of entries
CGC	CEA-EPFL	1211	22 (4)	250
CGV	CEA-EPFL	1068	16 (5)	160
CSC	Amalgam@IAP	1516	16 (3)	110
CSV	Amalgam@IAP	1199	11 (4)	96
RGC	Amalgam@IAP	1121	20 (4)	195
RGV	CEA-EPFL	791	14 (4)	93
RSC	Fourier_Quad	1919	12 (3)	92
RSV	MegaLUT	1667	9 (4)	83
MGC	sFIT	1017	9 (3)	71
MGV	MegaLUT	1131	7 (2)	53
MSC	sFIT	841	6 (1)	48
MSV	CEA-EPFL	1605	6 (5)	45
VGC	sFIT	884	7 (1)	60
VGv	Amalgam@IAP	230	6 (0)	60
VSC	Amalgam@IAP	1183	4 (1)	25
VSV	sFIT	1276	4 (2)	17
FGC	sFIT	800	2 (1)	11
FGV	sFIT	379	2 (0)	17
FSC	sFIT	1184	2 (2)	17
FSV	sFIT	856	2 (2)	25

Table 1. For each branch, this table shows the winning team and its score, the number of teams that submitted to that branch (with the number having scores above 500 for the submissions analyzed in Sec. 5 shown in parenthesis), and the total number of entries in the branch.

A peu près toutes ces méthodes sont des MV.

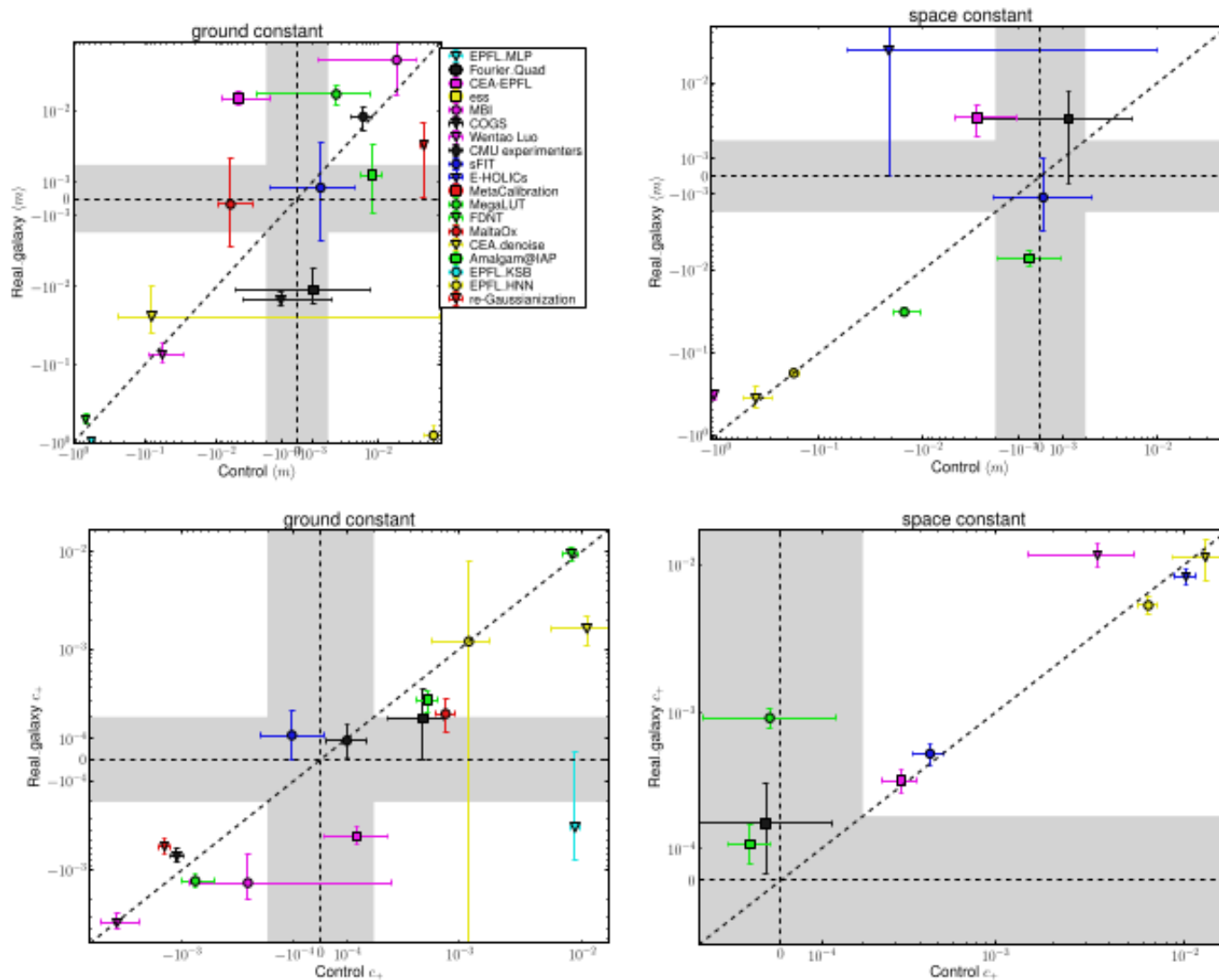


Figure 18. Left and right columns show results for $\langle m \rangle$ (top; averaged over components) and c_+ (bottom) for ground and space branches, respectively. Each panel compares results for control vs. realistic galaxy experiments. The axes are linear within the target region ($|m| < 2 \times 10^{-3}$ and $|c_+| < 2 \times 10^{-4}$, shaded grey) and logarithmic outside that region. The black dashed line is the 1:1 line.

Dans des conditions hygiéniques, quelques méthodes fonctionnent convenablement, mais pas dans toutes les conditions.


Les inconvénients du MV

- On est sûrs que le modèle (forme de la galaxie) ne décrit pas les données, à un certain degré.
- Ce degré est probablement dépendant de z .
- On a des biais dus à la non-linéarité.
- Quelle est la bonne méthode de calibration ?
- Comment qualifier ces approches dans des conditions moins hygiéniques ?

Comment calibrer ?

$$M = \int X X^T W(X) I(X) d^2 X$$

$$M = \int X X^T W(X) [\psi \otimes I_0](X) d^2 X$$

PSF Image « pré-seeing »


$$M = \int [(Y Y^T W(Y)) \otimes \psi_-](X) I_0(X) d^2 X$$

Manipulation algébrique

$$M(S) = \int [(Y Y^T W(Y)) \otimes \psi_-](X) I_0(SX) d^2 X$$

Appliquons un shear

$$\mathbf{S}_{\eta, \beta} = \mathbf{R}_{\beta} \mathbf{S}_{\eta} \mathbf{R}_{-\beta} = \begin{pmatrix} \cosh \frac{\eta}{2} + \sinh \frac{\eta}{2} \cos \theta & \sinh \frac{\eta}{2} \sin \theta \\ \sinh \frac{\eta}{2} \sin \theta & \cosh \frac{\eta}{2} - \sinh \frac{\eta}{2} \cos \theta \end{pmatrix}$$

Comment calibrer ?

$$M(S) = \int [(Y Y^T W(Y)) \otimes \psi_-](X) I_0(SX) d^2 X$$

$$M(S) = \int F(S^{-1} X) I_0(X) d^2 X \quad (\text{car } \det(S) = 1)$$

$$F(X) \equiv [(Y Y^T W(Y)) \otimes \psi_-(Y)]$$

$$\widetilde{F(S^{-1} X)} = \tilde{F}(Sk)$$

$$\begin{aligned} M(S) &= \int F(Sk) I_0(k) d^2 k \\ &= \int \frac{F(Sk)}{\psi^*(k)} \psi^*(k) I_0(k) d^2 k \\ &= \int G(S, X) [\psi \otimes I_0] d^2 X \\ &= \int G(S, X) I(X) d^2 X \end{aligned}$$

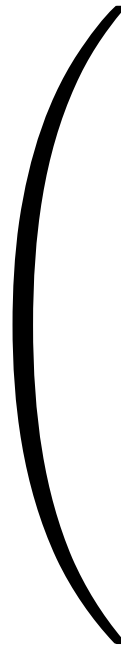
Comment calibrer ?

$$M(S) = \int [(Y Y^T W(Y)) \otimes \psi_-](X) I_0(SX) d^2 X$$

$$M(S) = \int G(S, X) I(X) d^2 X$$

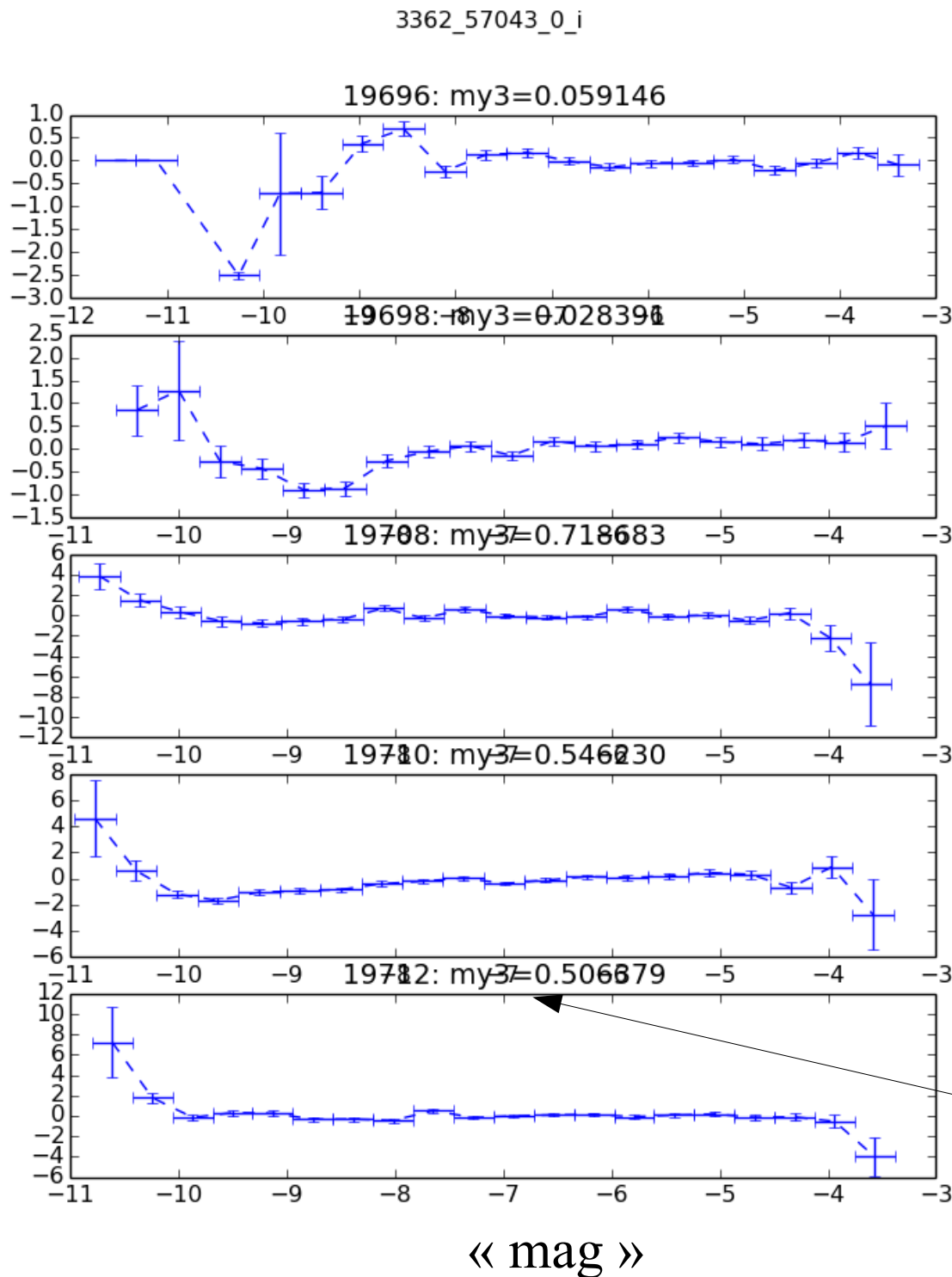
- $M(S)$ est une fonction (linéaire) de l'image observée
- Et une fonction explicite de S
- On peut donc calculer la dérivée dM/dS en dérivant sous l'intégrale.
 - On obtient ainsi la « normalisation » de la relation entre M et S .
 - Reste à traiter l'anisotropie de PSF :
 - On choisit W de manière à ce que $G(0, X) = G(|X|)$, i.e est « isotrope ».

Termes impairs de la PSF



Termes impairs de la PSF

ry(mas)

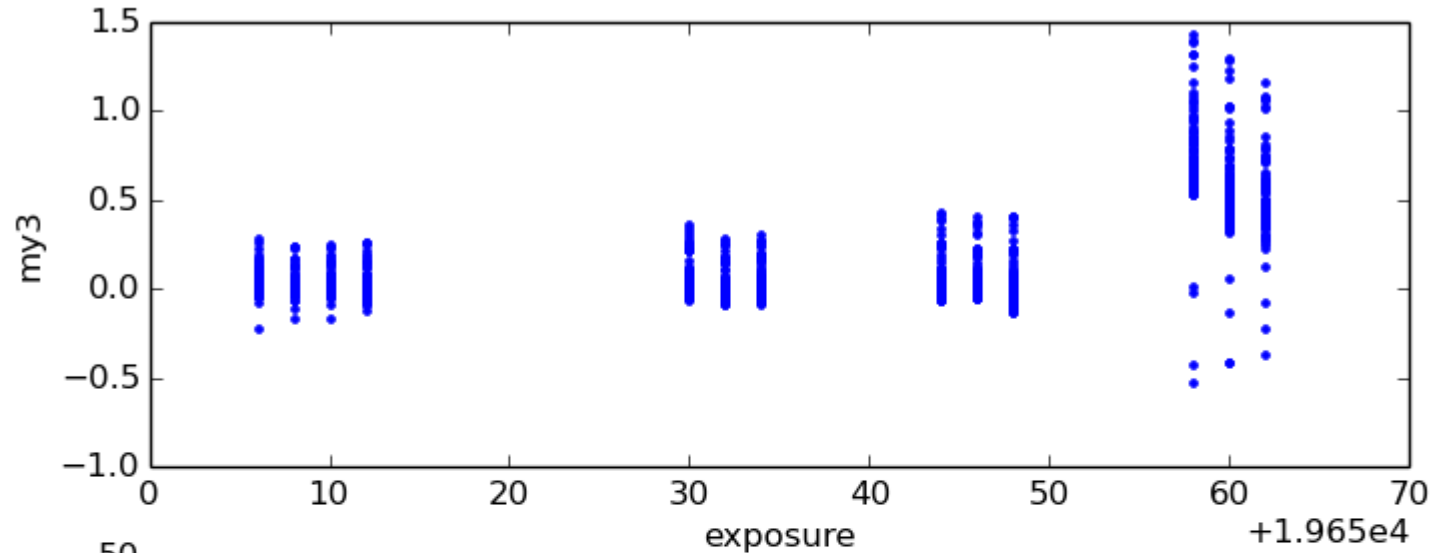


Résidus astrométriques
à la moyenne de la nuit
pour quelques visites

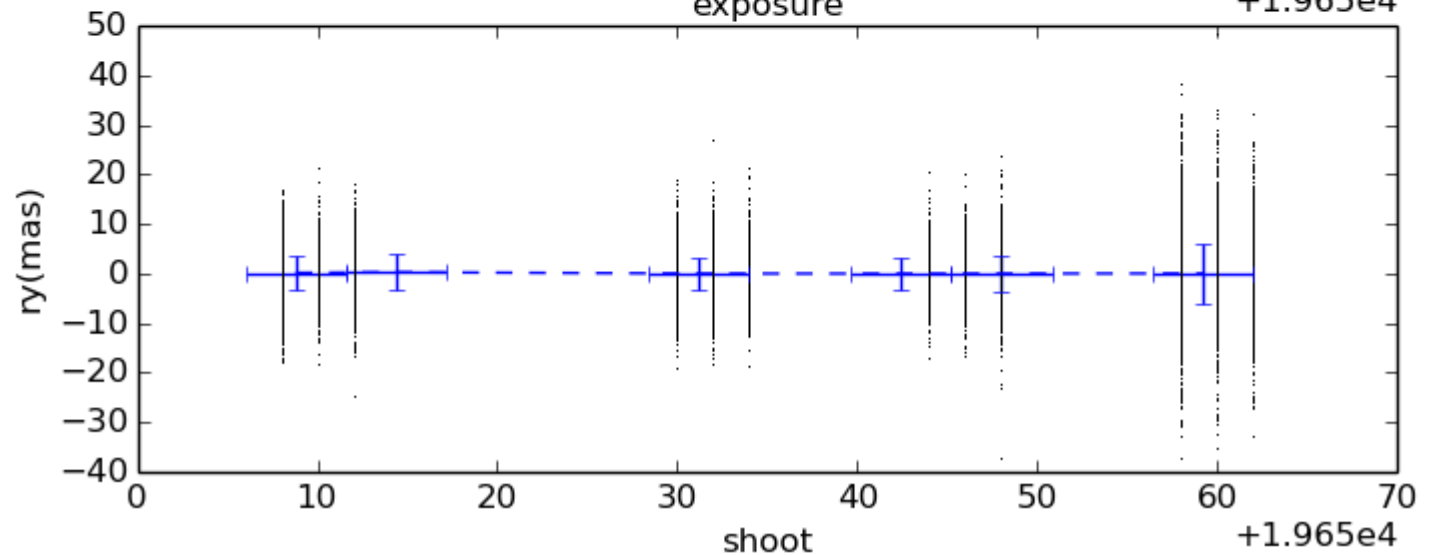
Myyy : moment gaussien
Moyen du 3^e degré

Termes impairs de la PSF

3emes
Moments
(y^3)



Résidus
selon y



Termes impairs de la PSF

- Avec HSC, on a parfois des images où la PSF est significativement impaire. On peut attribuer cela à un guidage imparfait.
- Cela trouble la mesure des positions des objets :
 - En pratique l'effet est différent pour les étoiles et les galaxies.....
- C'est probablement possible de rendre la PSF paire en convoluant l'image, a priori, avec un noyau astucieusement choisi
- discussions de cette question ?
- simulations avec une PSF non paire ?

Termes impairs de la PSF



Éléments d'un programme (1)

- Le modèle de calibration proposé fonctionne probablement :
 - Il ressemble à celui de Kaiser (2000)
 - Erin Sheldon l'a proposé à GREAT3 et à la dernière réunion DESC. Mais sous une forme numérique.
 - Il y a peut-être des nuances (importantes ?)
- Au delà des validations sur simulation, que pouvons nous tester sur des données réelles ?

Éléments d'un programme (2)

- Sur HSC :
 - Questionner le traitement de l'effet brighter-fatter
 - Gérer les termes impairs de la PSF.
 - Améliorer les solutions astrométriques.
 - Comment mesure-t-on les positions des galaxies ?
- Null-tests :
 - Corrélations étoiles-galaxies
 - Modes B ?

FIN

Cisaillement cosmique

- Corrélations du cisaillement des galaxies d'arrière plan par les contrastes de masse d'avant plan.
- La source du signal est **scalaire**
- On mesure un champ de « vecteurs » 2-d
- Il y a donc un null-test