

Cosmic Magnification

Guillaume Blanc

LAL

25 avril 2017

Téléconférence LSST France

Plan

- Quelques mots sur le principe et la théorie
 - Biais de magnification
 - Cross-corrélation
- Détection
- À quoi ça sert ?
 - Paramètres cosmologiques
 - Biais galactique
 - Poussières intergalactiques
 - Amas de galaxies
 - ...
- Conclusion

Quelques définitions

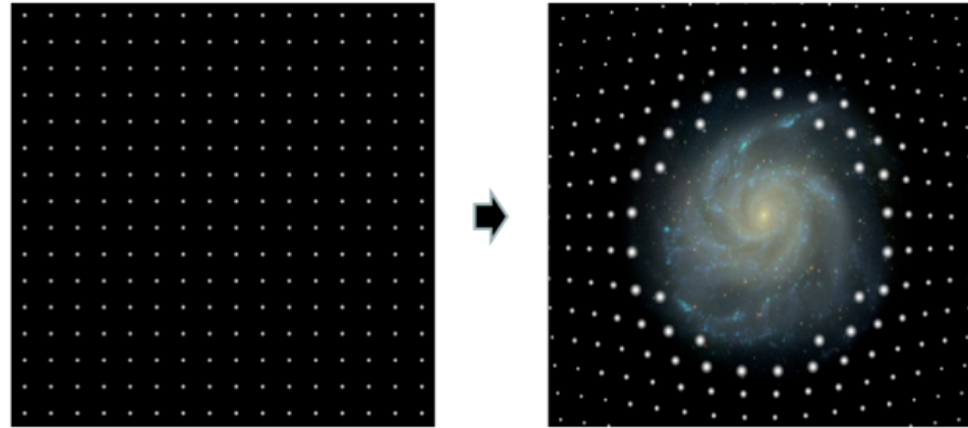
- **Galaxy clustering** = auto-corrélation des positions des galaxies
- **Cosmic shear** = auto-corrélation des distorsions des formes des galaxies lentillées par la matière présente sur la ligne de visée
- **Galaxy-galaxy lensing** = cross-correlation entre la position de galaxies d'avant-plan et la forme (shear) de galaxies d'arrière-plan
- **Cosmic magnification** = corrélation entre la position de galaxies d'avant-plan et la position de galaxies d'arrière-plan

Cosmic Magnification

- Distorsion systématique de la forme de sources d'arrière-plan par des masses d'avant-plan = *cosmic shear*
- Amplification systématique du flux de sources d'arrière-plan par des masses d'avant-plan = **cosmic magnification**

Deux effets dans la limite faible :

1. Le flux de sources distantes augmente → **magnitude limite apparente plus profonde**
2. L'angle solide est élargi, **diluant la densité de surface des images des sources** sur le ciel



Courtesy Y. Mellier

⇒ Induit une **cross-corrélation** entre ces populations physiquement séparées ; **positive ou négative** selon comment la perte de sources par dilution est contrebalancée par le gain de sources par l'amplification du flux.

Biais de magnification

Densité (en nombre)
d'objets lentillés

Densité d'objets
non lentillés

$$n_{\text{obs}}(> f, z) = \frac{1}{\mu(z)} n_0 \left(> \frac{f}{\mu(z)} z \right)$$

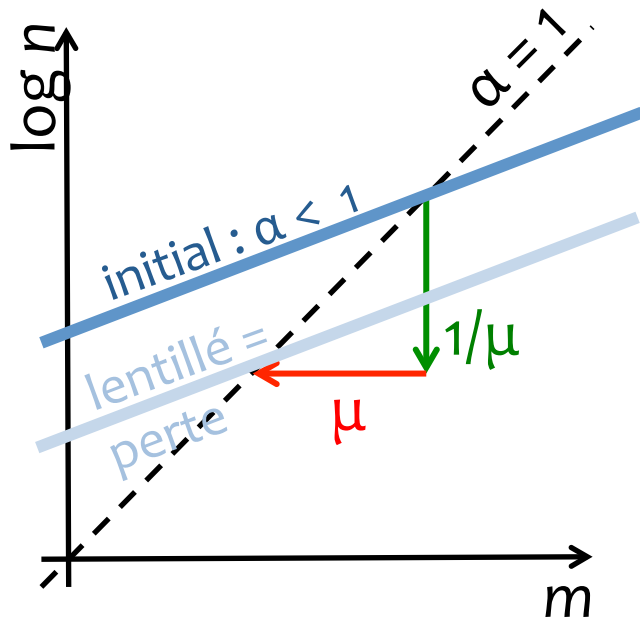
dilution

magnification

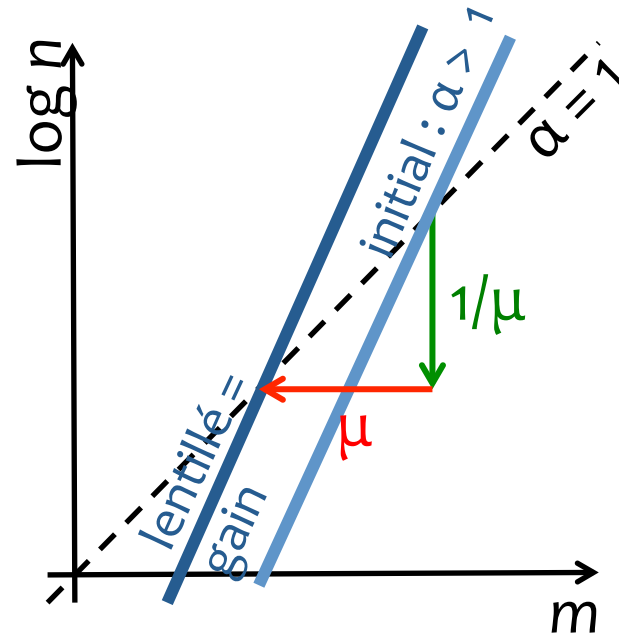
Hypothèse : $n_0 \propto f^{-0.4\alpha(m)}$

$$\alpha = \frac{d \log n_0}{dm}$$

$$\frac{n_{\text{obs}}(< m)}{n_0(< m)} = \mu^{\alpha(m)-1}$$



La dilution gagne









La magnification gagne

Limite faible

Facteur de magnification

$$\mu = \frac{1}{\det \mathcal{A}}$$

$$\mu \simeq 1 + 2\kappa \quad \text{en limite faible} \\ (\kappa, \gamma \ll 1)$$

	< 0	> 0
κ		
Re[γ]		
Im[γ]		

κ est la *convergence* = densité de masse projetée sur le ciel

Donc le contraste de densité dû à la magnification s'écrit :

$$\delta n_m(\theta) = \mu(\theta)^{\alpha(m)-1} - 1 \simeq 2(\alpha - 1)\kappa(\theta)$$

Contraste de densité en nombre

$\delta n_g(\theta)$ « clustering » intrinsèque au sein d'une même population d'objets

$\delta n_m(\theta)$ contraste de densité dû à la magnification

$\delta n_{sn}(\theta)$ bruit statistique poissonnien

$$\delta n(\theta) = \delta n_g(\theta) + \delta n_m(\theta) + \delta n_{sn}(\theta)$$

Cross-corrélation

Cross-corrélation angulaire :

$$w^{(ij)}(\theta) = \langle \delta n^i(\phi) \delta n^j(\theta + \phi) \rangle$$

$$w^{(ij)}(\theta) = w_{gg}^{(ij)}(\theta) + w_{gm}^{(ij)}(\theta) + w_{mg}^{(ij)}(\theta) + w_{mm}^{(ij)}(\theta) + \delta_K^{ij} w_{sn}^{(ij)}(\theta)$$

Spectre de puissance associé :
$$P_{xy}^{(ij)}(\ell) = \int d^2\theta w_{xy}^{(ij)}(\theta) e^{i\vec{\ell} \cdot \vec{\theta}}$$

$$P^{(ij)}(\ell) = \boxed{P_{gg}^{(ij)}(\ell)} + \boxed{2P_{gm}^{(ij)}(\ell) + P_{mm}^{(ij)}(\ell)} + \boxed{P_{sn}^{(ij)}(\ell)}$$

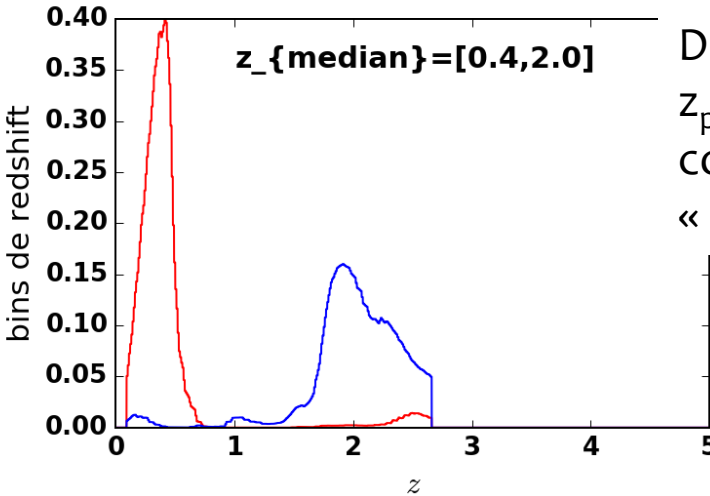
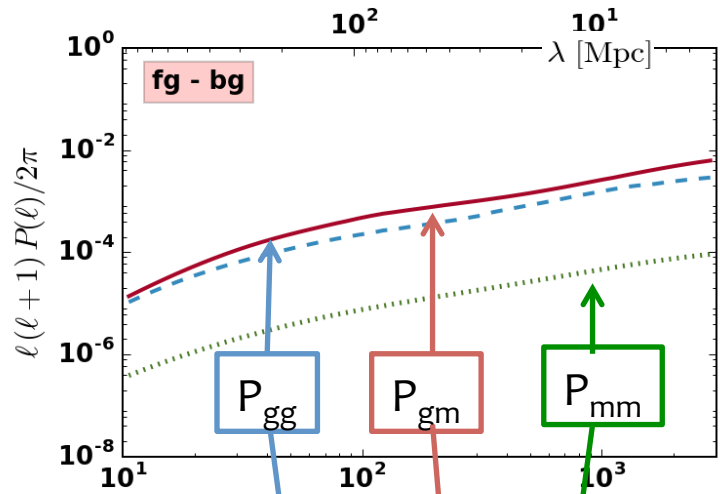
Clustering

Magnification

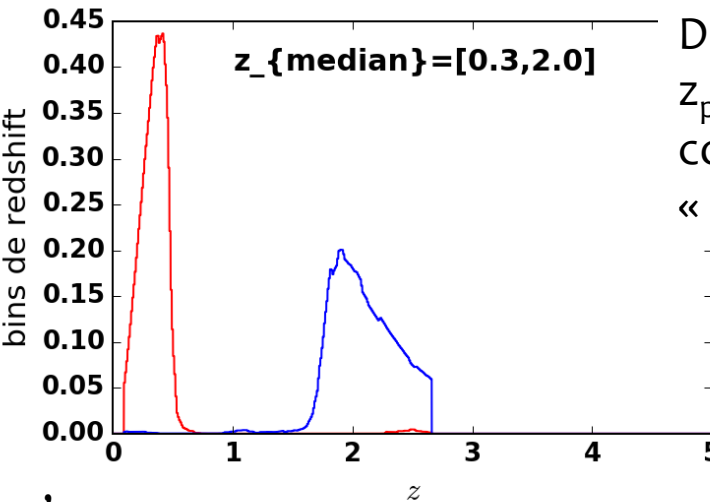
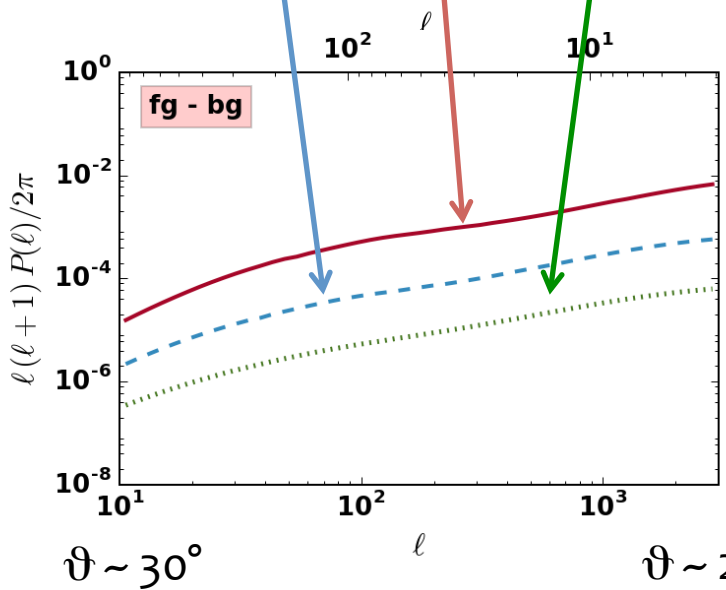
Bruit

(Duncan et al. 2014, Boucaud 2013)

Illustration pour LSST



Deux bins en z_{phot} , **sans** coupure « qualité »



Deux bins en z_{phot} , **avec** coupure « qualité »

Travail (en cours) de Théodore Nicolas, voir présentation LSST France, mars 2017

- Relevé type SDSS dominé par le bruit poissonnien
- Relevé type LSST devient dominé par le signal physique de clustering intrinsèque

→ *Nécessité de limiter le recouvrement !*

(voir thèse A. Boucaud)

Estimateur de la cross-corrélation

- Cross-corrélation entre deux populations 1 et 2
= excès de probabilité par rapport à une distribution aléatoire
- **Estimateur de Landy-Szalay** (Landy et Szalay, 1993) modifié pour la cross-corrélation (voir par ex. Blake et al. 2006) :

$$w_{12}(\theta) = \frac{D_1 D_2 - D_{1,2} R_{2,1} - D_2 R_1 + R_1 R_2}{R_1 R_2}$$

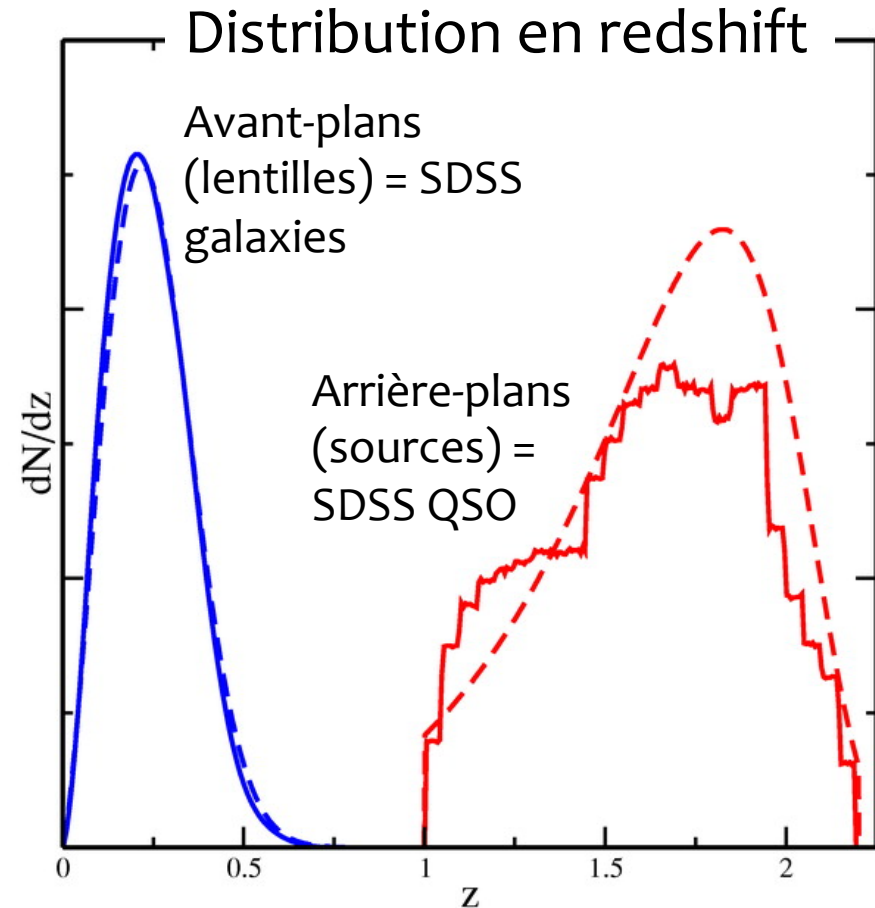
$D_1 D_2$ = nombre de paires (population 1 ; population 2) normalisé

$D_{1,2} R_{2,1}$ = nombre de paires (population 1,2 ; aléatoires 2,1) normalisé

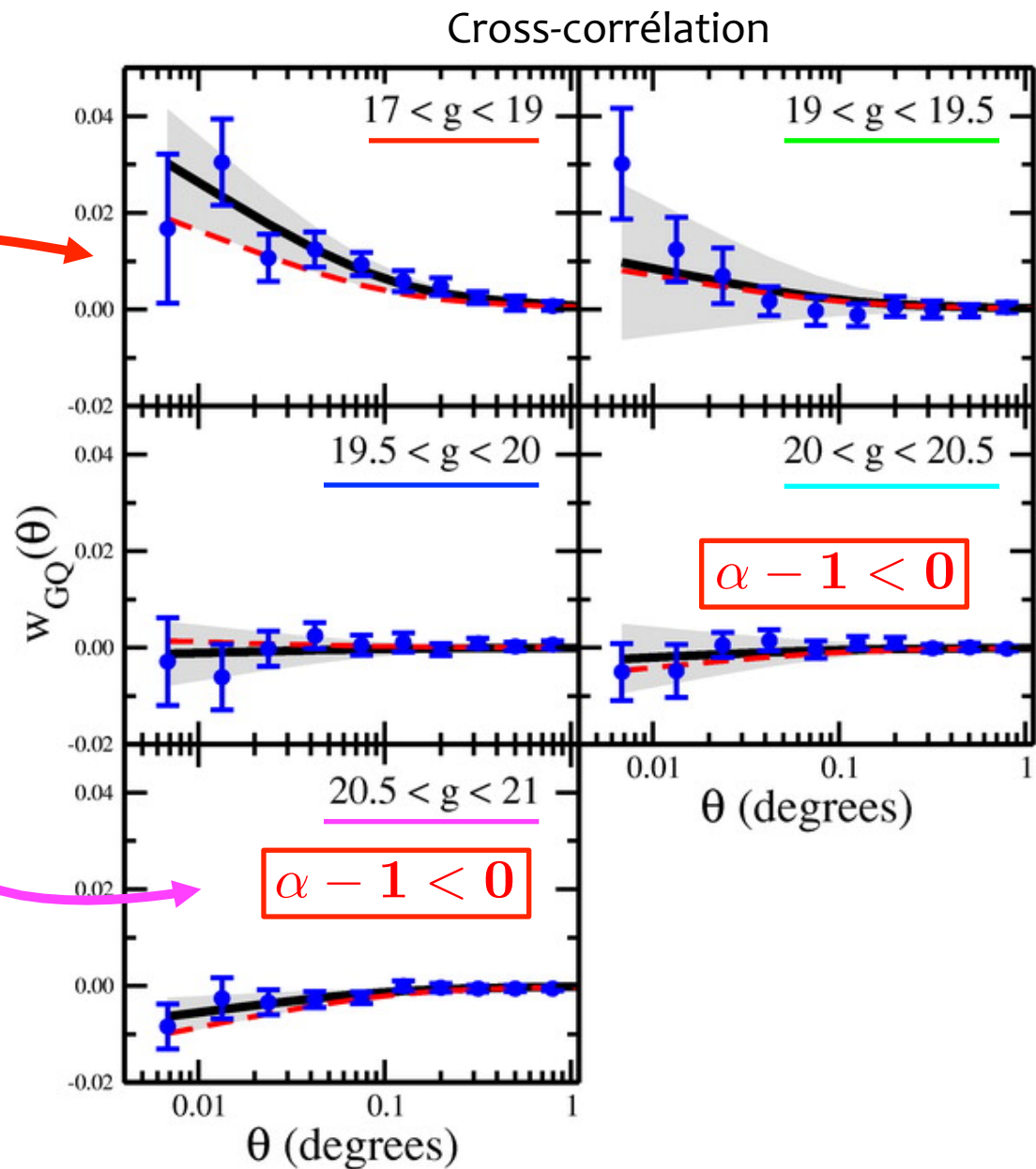
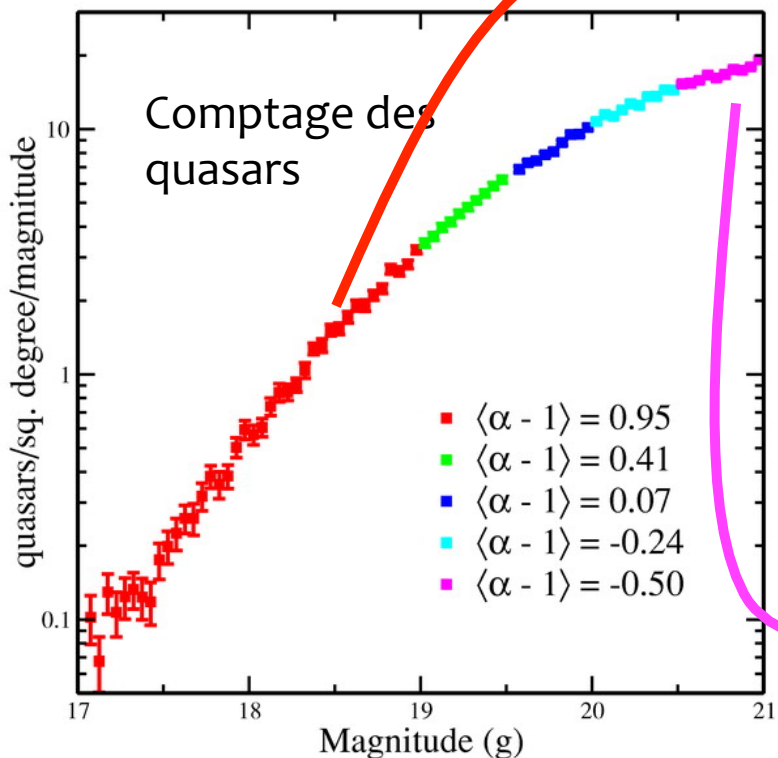
$R_1 R_2$ = nombre de paires (aléatoire 1 ; aléatoire 2)

Première véritable détection Scranton et al. (2005)

- SDSS – DR3
- 3800 deg² effectif
- (après masquage)
- $17 < r < 21$
- Avant-plans (lentilles) :
 - 13.5×10^6 galaxies
(1 gal/arcmin²)
- Arrière-plans (sources) :
 - 195000 QSO ($g < 21$)



Résultats



À quoi ça sert ?

Paramètres cosmologiques

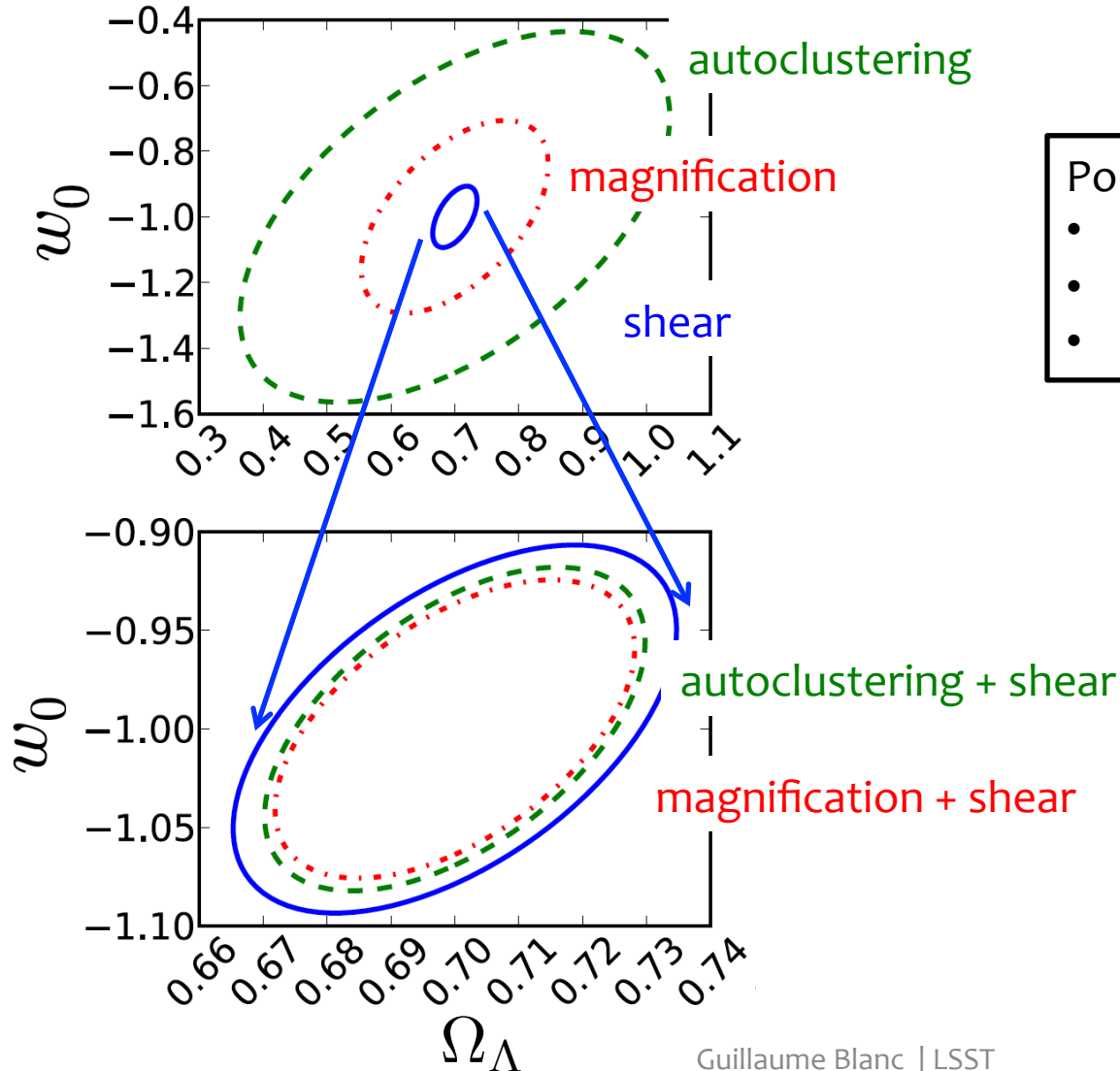
- Rapport S/N *a priori* défavorable :

$$\left(\frac{S}{N}\right)_{\text{shear}} \sim 3 - 5 \left(\frac{S}{N}\right)_{\text{cosmag}}$$

- Mais : vrai pour la même population de galaxies
- Or : la magnification cosmique donne accès à un réservoir de sources non résolues bien plus vaste que celui nécessaire pour le cisaillement.

Contraintes sur l'énergie noire

Duncan et al. 2015



Pour un relevé type *Euclid* :

- 15000 deg²
- $i < 24.7$
- $\sigma_{\text{phot}} < 0.05 z_{\text{phot}}$

+ travail en cours
avec Théodore
Nicolas, suite thèse
A. Boucaud

Biais galactique

Relation entre la distribution spatiale des galaxies et celle de la matière noire :

$$\delta_g = f(\delta) \quad \text{Avec : } \delta = \frac{\rho}{\bar{\rho}} - 1$$

Si f est linéaire, alors : $b = \delta_g / \delta$ (dépend de l'échelle, des propriétés des galaxies : luminosité, couleur, morphologie, redshift...)

En terme de fonction de corrélation, le biais est défini comme :

$$b = \sqrt{\xi_{\text{gal}} / \xi_{\text{dark matter}}} \quad \text{qui dépend de l'échelle.}$$

$\xi_{\text{dark matter}}$ est la transformée de Fourier du spectre de puissance de la matière noire.

(Tiré de Coil 2012)

Estimateur indépendant du biais

Cross-corrélations lentilles-sources (magnification) :

$$w_{1s}(\theta) = (\alpha - 1)b \langle \delta_{\mu}(\phi) \delta_g(\phi + \theta) \rangle$$

Auto-corrélation lentilles-lentilles (clustering) :

$$w_{11}(\theta) = b^2 \langle \delta(\phi) \delta(\phi + \theta) \rangle$$

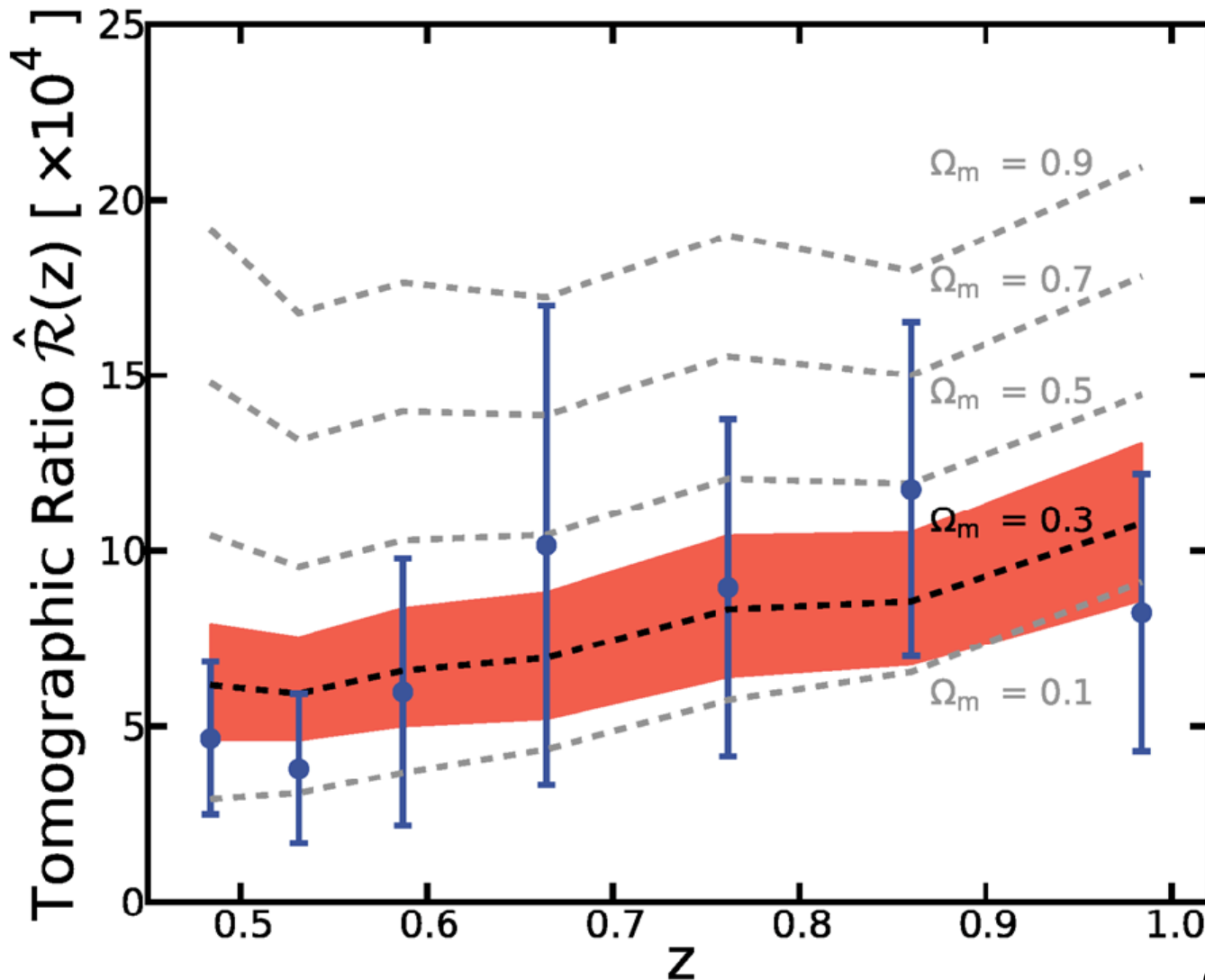
$$\mathcal{R} = \frac{w_{1s}^2}{w_{11}}$$

(Morrison et al. 2012 avec données DLS)

*Indépendant du biais b tant que
l'approximation linéaire tient*

On peut aussi imaginer mesurer $b(z, \ell)$...

Résultats tomographie



Deep Lens Survey

7 bins en z pour les lentilles.

Comparaison avec modèle dépendant de Ω_m .

En rouge σ_8 varie de ± 0.1 autour de 0.8.

(Morrison et al. 2012)

Poussière intergalactique (dans les halos)

Ménard et al. 2010

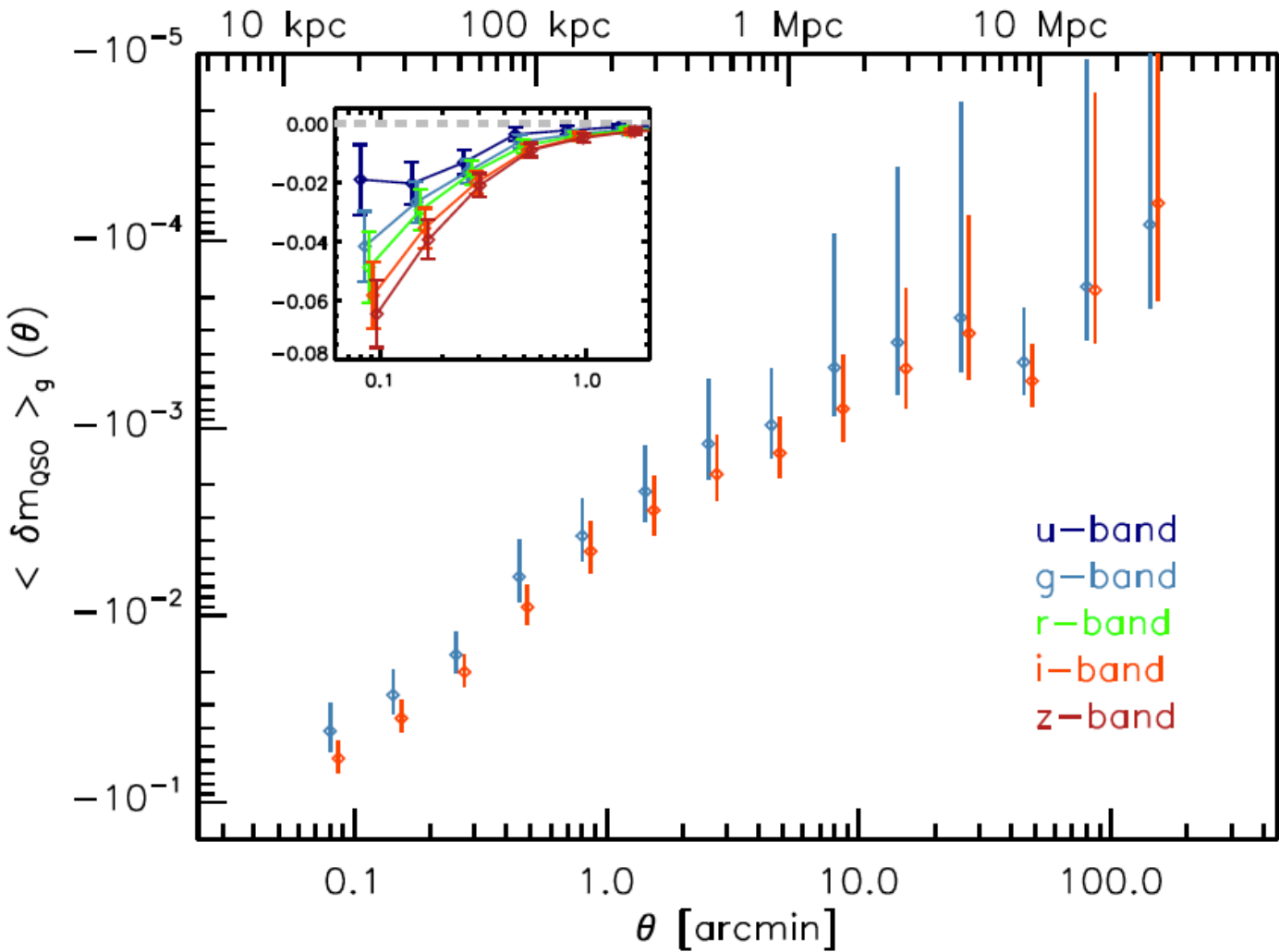
- Avant-plan = 20 millions de galaxies SDSS
- Arrière-plan = 85000 quasars SDSS

$$f_{\text{obs}} = f_0 \mu e^{\tau_\lambda}$$

μ magnification gravitationnelle

τ_λ profondeur optique pour l'extinction par la poussière à la
longueur d'onde λ

$r_p^{\text{eff}} [h^{-1}]$ (at $z=0.36$)



Anti-corrélations entre la magnitude des quasars et les surdensités des galaxies d'avant-plan dues à la magnification, pour les bandes g et i

Décalage systématique = extinction par la poussière

Signal systématiquement plus important dans les filtres les plus rouges = rougissement par la poussière

- Détection de poussière dans le halo des galaxies (de 20 kpc à plusieurs Mpc)
- Estimation de la masse projetée de la poussière :

$$\Sigma_{\text{dust}} \sim \theta^{-0.8}$$

- Estimation de la courbe d'extinction :

$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)} \simeq 3.9 \pm 2.6$$

(Voie Lactée : $R_V \simeq 3.1$)

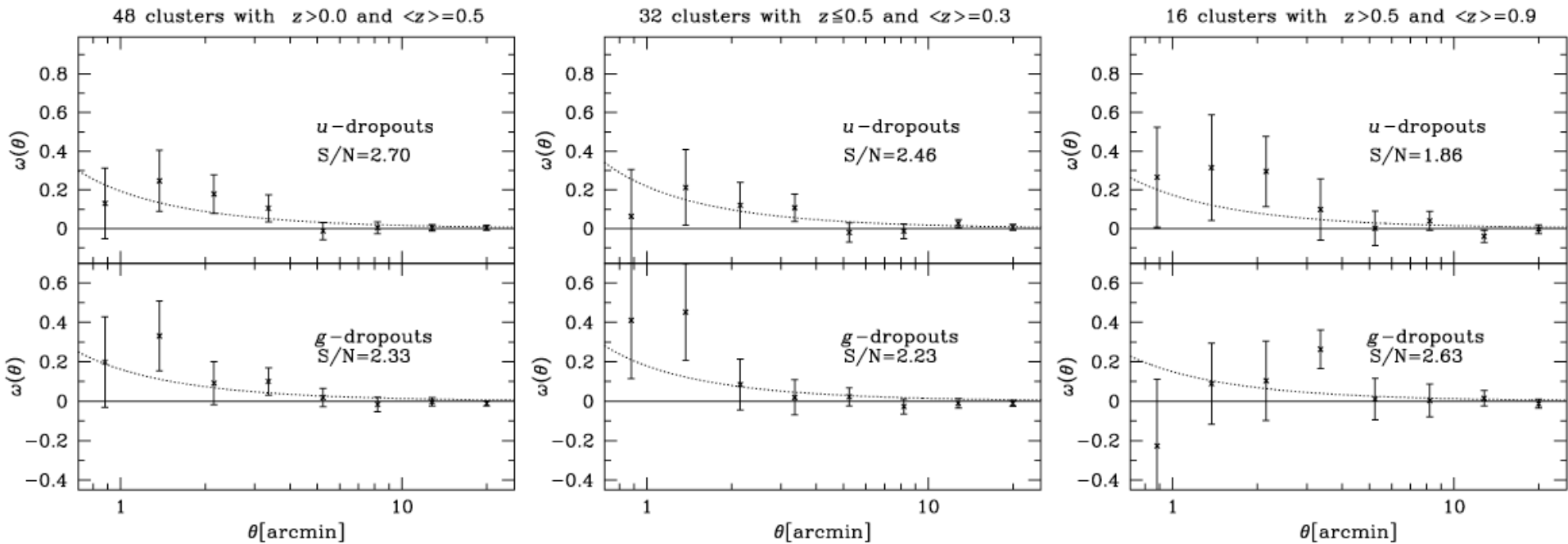
- Opacité moyenne jusqu'à $z = 0.5$

$$\langle A_V \rangle \sim 0.03 \text{ mag}$$

Peser les amas de galaxies

Hildebrandt et al. 2011

- Lentilles = *Spitzer Adaptation of the Red-sequence Cluster Survey* (SpARCS) = 48 amas entre $z = 0.2$ et 1.6
- Sources = CFHTLenS (LBG) = u-dropouts ($z \sim 3$) et g-dropouts ($z \sim 4$)
- Les amas sont *stackés*, la cross-corrélation mesurée



Cross-corrélation ajustée avec un modèle de sphère isotherme singulière (SIS)
et un seul paramètre (a):

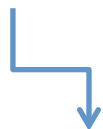
$$\mu_{\text{comb}}(a) = \sum_{i=0}^N \mu_{\text{SIS}}(z_i; aM_{200, \text{richness}, i})$$

$$\mu_{\text{SIS}}(\theta) = \frac{\theta}{\theta - \theta_E}$$

angle de déflexion d'Einstein: $\theta_E = 4\pi \left(\frac{\sigma_v}{c}\right)^2 \frac{D_{\text{ds}}}{D_s}$

dispersion des vitesses: $\sigma_v \propto M_{200}^{1/3}$

M_{200} = Masse contenue dans un rayon où la densité de
masse de l'amas excède la densité critique de
l'univers d'un facteur 200



estimée à partir de la
« richesse » (nombre
de galaxies) des
amas (cf. Muzzin et
al. 2007)

Table 1
Results of the Multi-SIS Fits to the Magnification Signals

Sample	Number of Clusters	$\langle z \rangle$	M_{richness} ($\times 10^{14} M_{\odot}$)	S/N	a	$M_{\text{magn.}}$ ($\times 10^{14} M_{\odot}$)
All	48	0.5	1.9	3.6	$1.1^{+0.6}_{-0.6}$	$2.1^{+1.2}_{-1.1}$
$z \leq 0.5$	32	0.3	1.1	3.3	$1.4^{+0.8}_{-0.7}$	$1.5^{+0.9}_{-0.8}$
$z > 0.5$	16	0.9	3.4	3.2	$0.9^{+0.9}_{-0.7}$	$3.1^{+3.0}_{-2.5}$

Conclusion

- Si les aspects liés au cisaillement sont très explorés depuis plus de 15 ans, la magnification l'est beaucoup moins ;
- Les relevés étaient jusque-là peu profonds favorisant les mesures de cisaillement ;
- LSST *semble* parfait pour mesurer la magnification cosmique ;
- Outre les paramètres cosmologiques la magnification permet d'appréhender d'autres aspects (biais galactique, poussières, amas...);

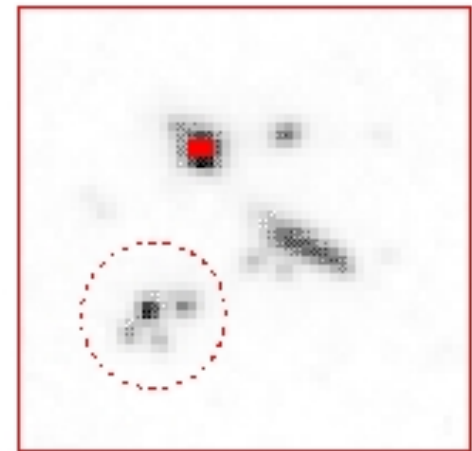
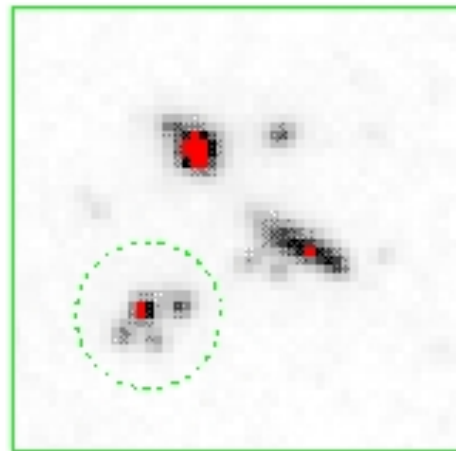
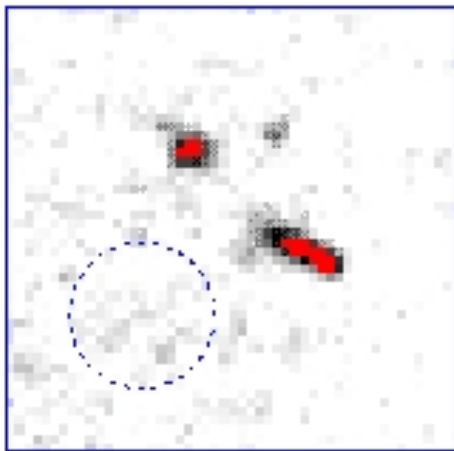
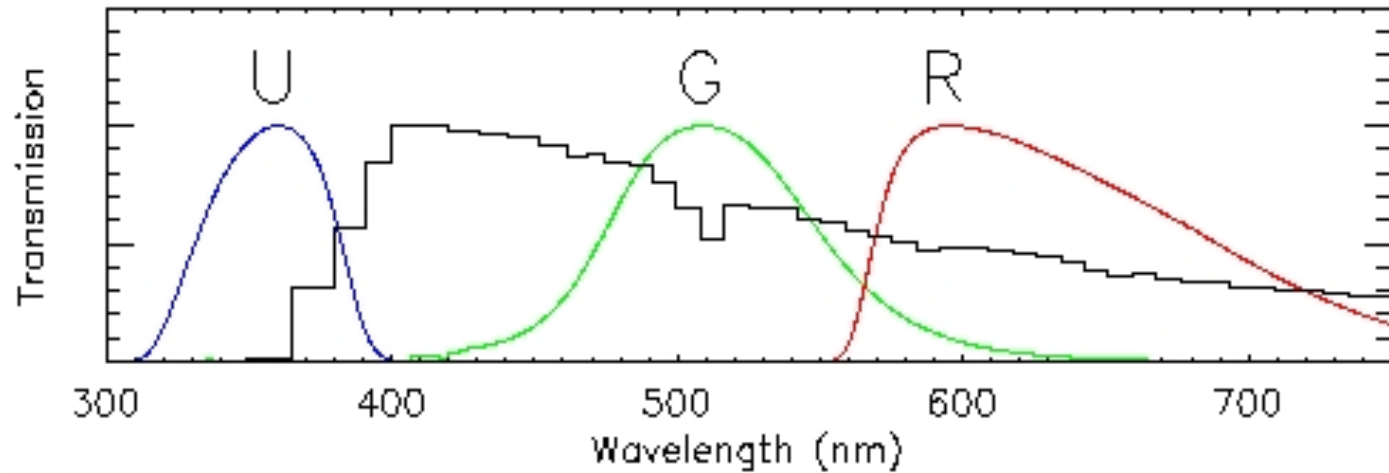
Un créneau à saisir ?

Backup

Séparations des deux populations sans redshifts spectroscopiques = Lyman Break Galaxies (LBG)

- Limite de Lyman = 91.2 nm (énergie d'ionisation de H)
- Toutes les longueurs d'onde < 91.2 nm sont absorbées par l'hydrogène neutre
- Dans le référentiel de la galaxie émettrice, le spectre est intense au-dessus de la limite de Lyman, très faible en-deçà → Lyman *break* ou *dropout*
- À $z \sim 3$, la limite de Lyman est à 365 nm = visible

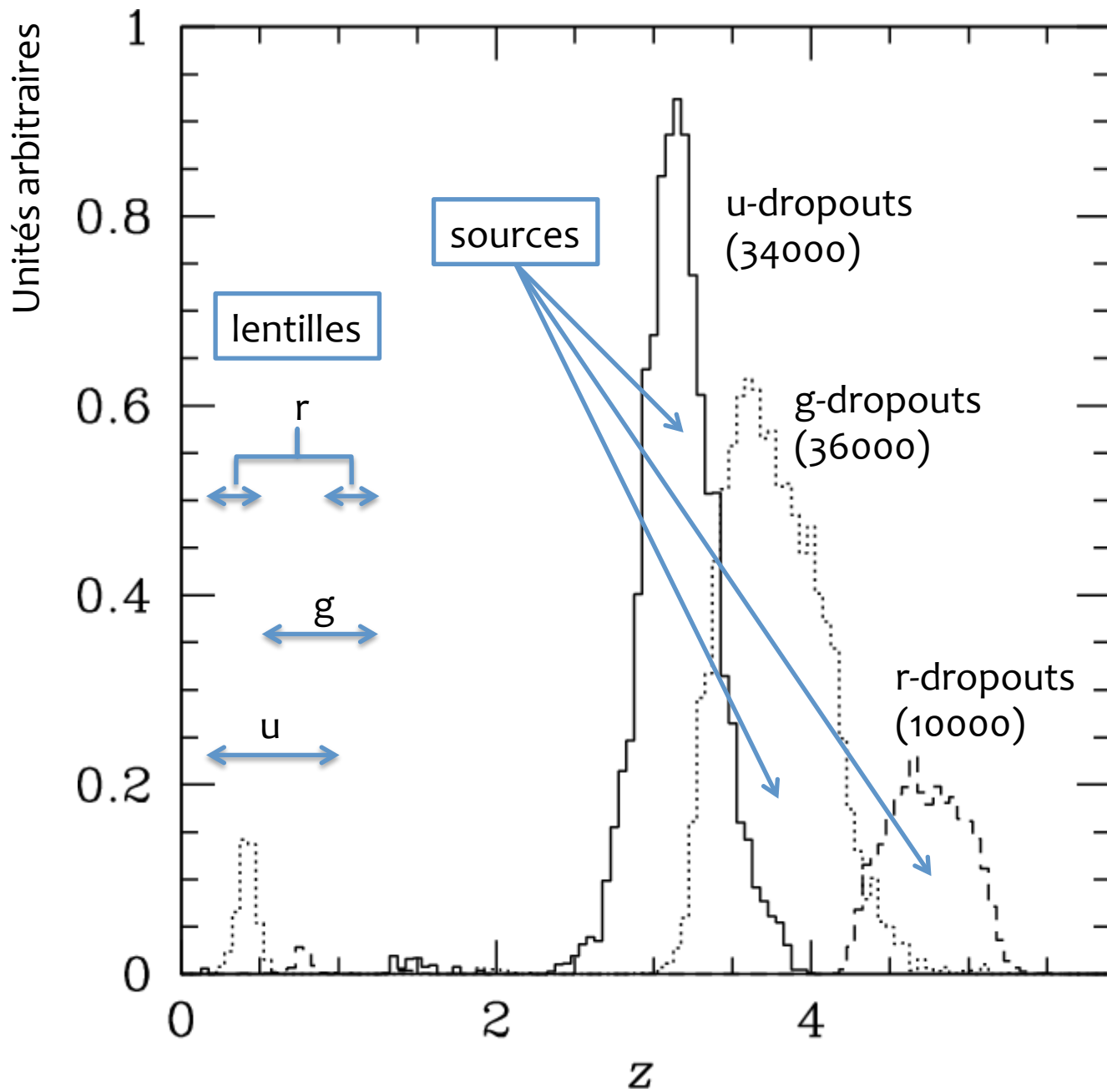
Lyman-Break Galaxies



Cosmic magnification avec le CFHTLS- Deep

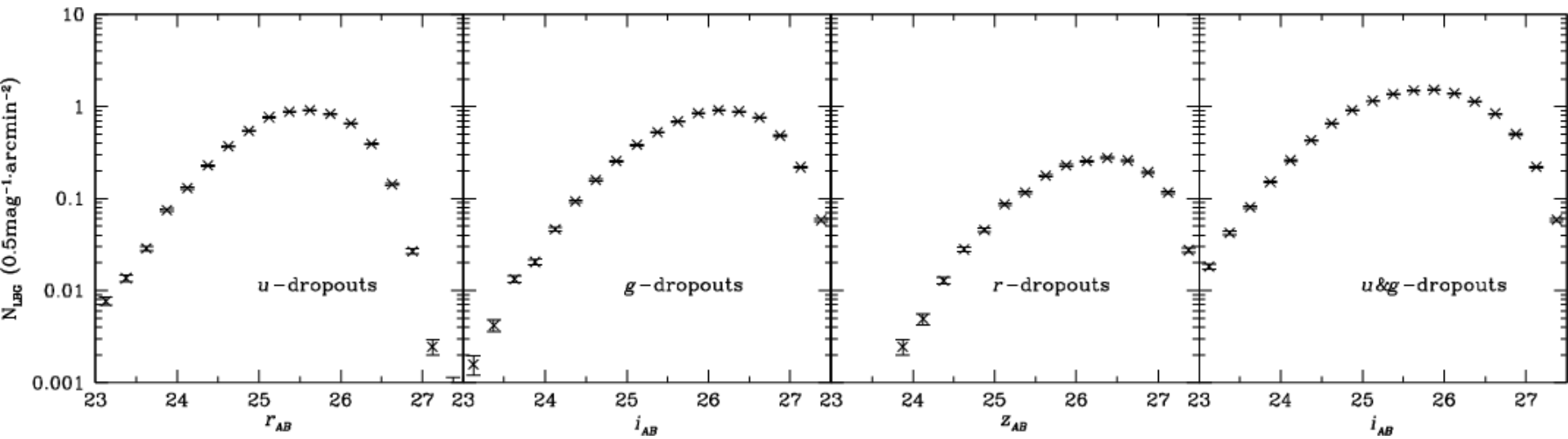
Hildebrandt et al. 2009

- CFHTLS Deep (4 deg²)
- Avant-plans (lentilles) = galaxies à faible z évitant les intervalles de z contaminés par les LBG
- Arrière-plans (sources) = LBG (Lyman-Break Galaxies)



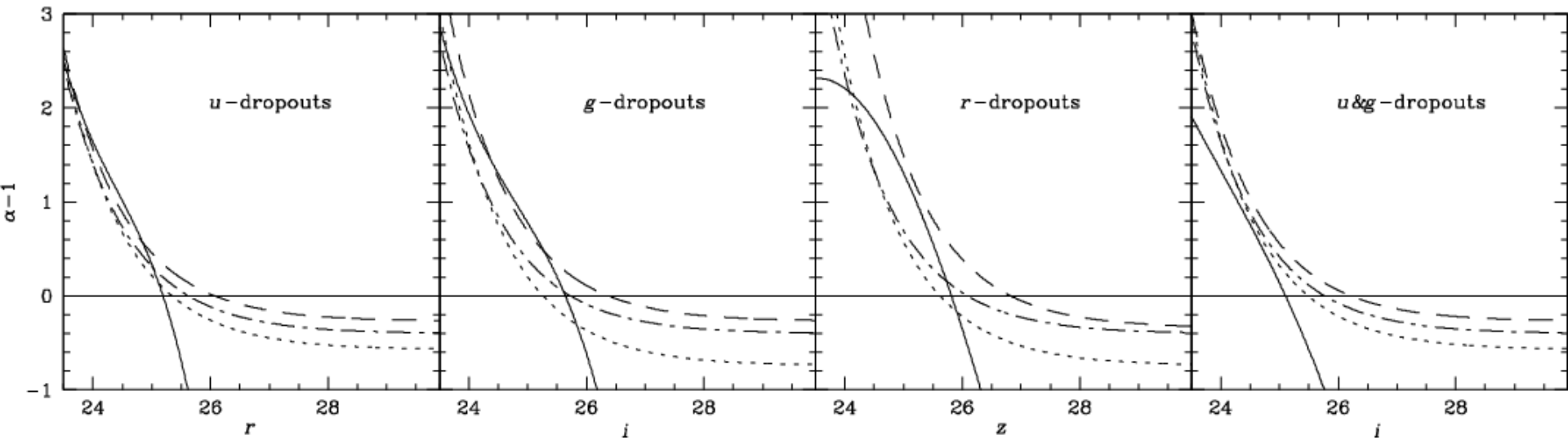
Distribution simulée en redshift pour les 3 échantillons de drop-outs.

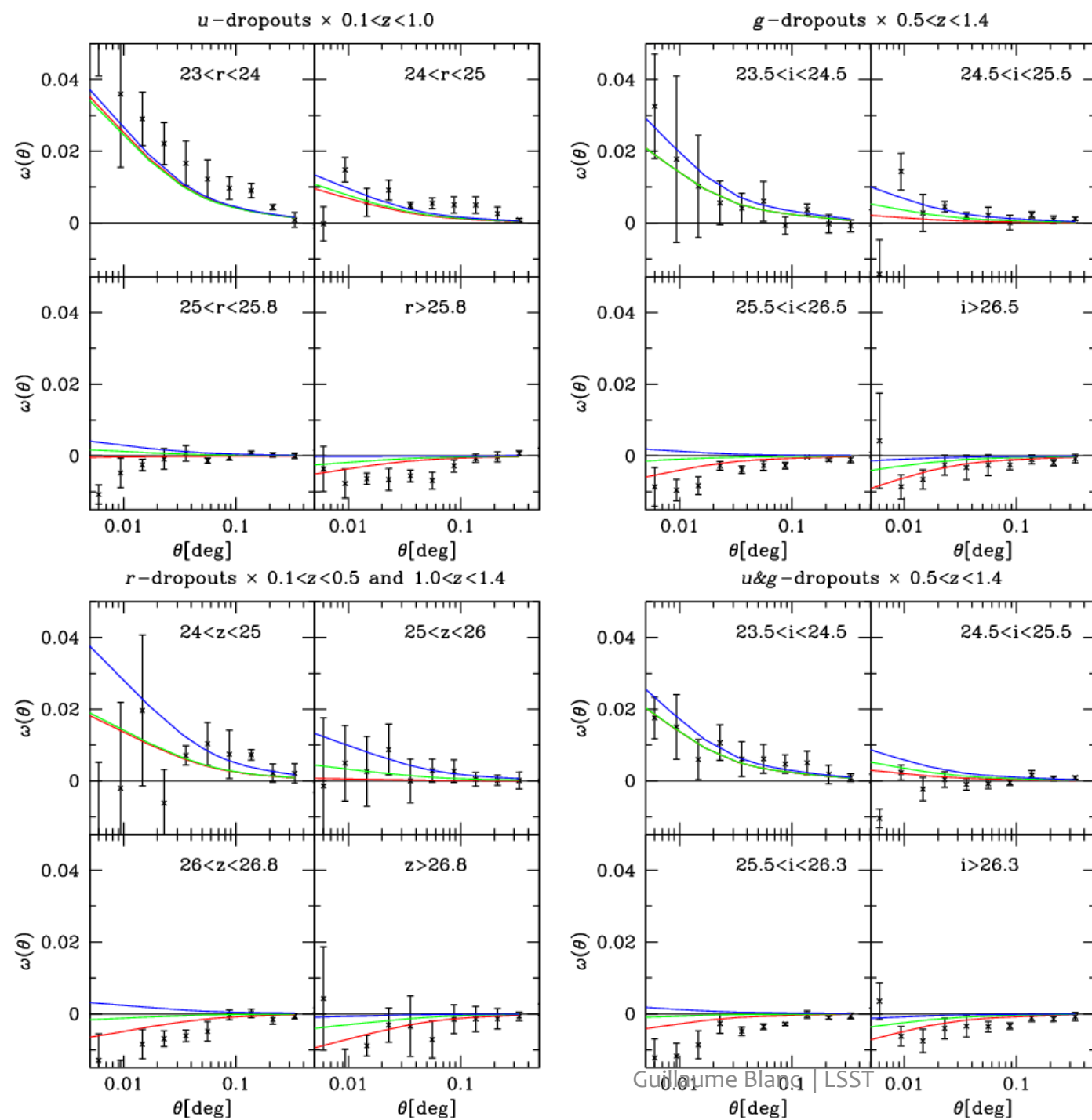
Comptage des 3 échantillons de dropouts avec la combinaison des droupouts u&g.



Plusieurs fonctions de luminosité mesurées sont utilisées pour prédire α au-delà de la limite d'incomplétude de façon à pouvoir faire les prédictions théoriques.

Valeur de $\alpha-1$ en fonction de la magnitude des LBG pour les 4 échantillons de sources. Les différentes courbes correspondent aux différentes fonctions de luminosité utilisées.





Fonctions de corrélation entre les dropouts à différents z pour différentes magnitudes et les galaxies d'avant-plan. Les courbes colorées correspondent aux prédictions selon les différentes fonctions de luminosité utilisées.

Morrison et al. 2012

Monthly Notices
of the
ROYAL ASTRONOMICAL SOCIETY



Mon. Not. R. Astron. Soc. **426**, 2489–2499 (2012)

doi:10.1111/j.1365-2966.2012.21826.x

Tomographic magnification of Lyman-break galaxies in the Deep Lens Survey

C. B. Morrison,¹★ R. Scranton,¹ B. Ménard,^{2,3}† S. J. Schmidt,¹ J. A. Tyson,¹ R. Ryan,⁴
A. Choi⁵ and D. M. Wittman¹

¹*Department of Physics, University of California, One Shields Avenue, Davis, CA 95616, USA*

²*Department of Physics and Astronomy, Johns Hopkins University, 3400 N. Charles Street, Baltimore, MD, USA*

³*Institute for the Physics and Mathematics of the Universe, University of Tokyo, Kashiwa 277-8583, Japan*

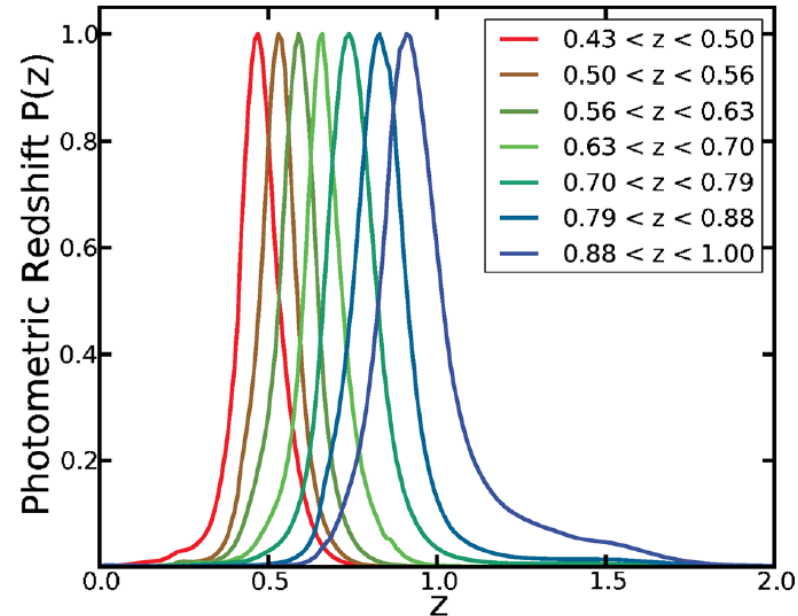
⁴*Space Telescope Science Institute, 3700 San Martin Drive, Baltimore, MD 21218, USA*

⁵*Scottish Universities Physics Alliance, Institute for Astronomy, University of Edinburgh, Royal Observatory, Blackford Hill, Edinburgh EH9 3HJ*

Données

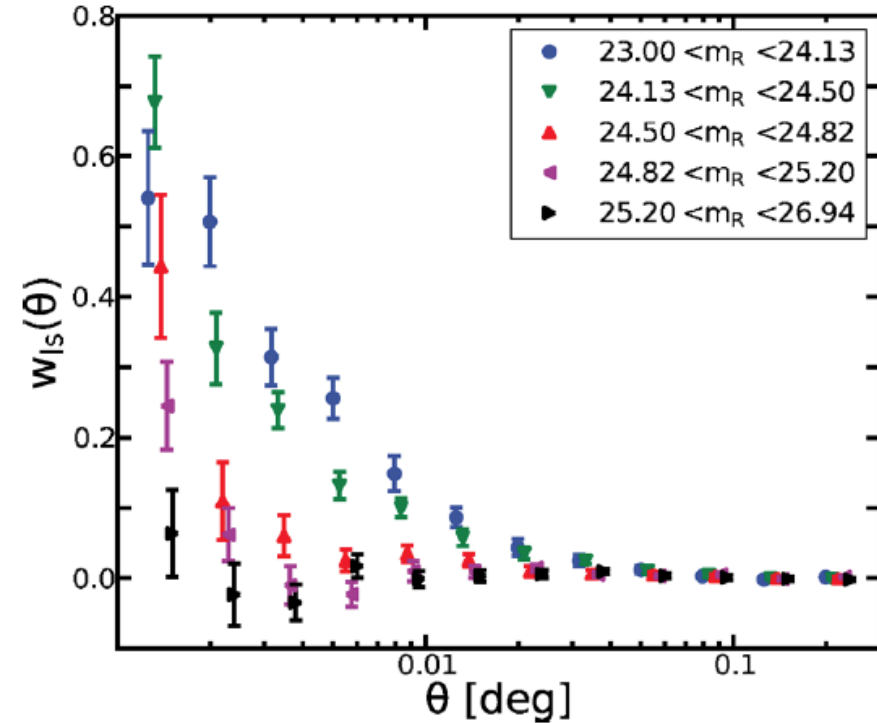
- Deep Lens Survey (DLS) = BVRz, 20 deg²
- @ Kitt Peak (KPNO) Mayall / CTIO Blanco – 4 m
- 100 nuits
- Limite de complétude : 26 en R_{AB} , 25.5 en B_{AB} , V_{AB} , 24.5 en z_{AB}
- Caméra 8k x 8k pixels, FoV = 35', pixel = 0.25''

- Avant-plan (lentilles) = galaxies $0.4 < z < 1.0$
 - 7 bins en z
 - 100 000 à 130 000 galaxies/bin

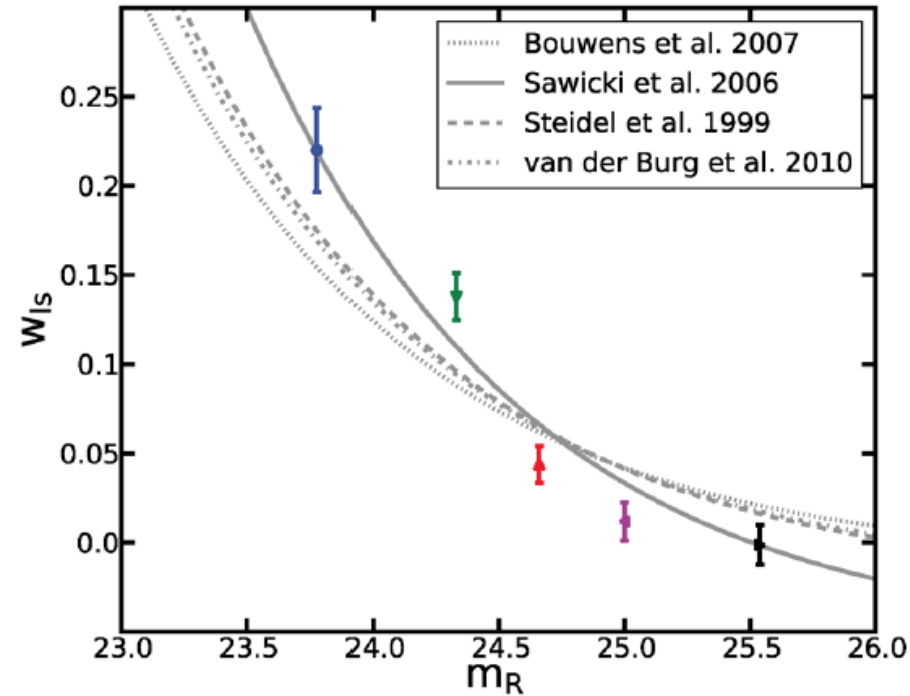


- Arrière-plan (sources) = LBG - B-band dropout @ $z = 4.0$
 - 12 000 galaxies

Résultats magnification



5 bins de magnitude
pour les sources LBG



Pour un seul bin angulaire :
 $0.001-0.01^\circ$
Courbes issues de différentes
fonctions de luminosité

Autres papiers...

- **Wang et al. (2011)** : sub-mm (Herschell) galaxies ; détection marginale...
- **Ford et al. (2012)** : groupes de galaxies sélectionnés en X + LBG (détection à 4.9σ)

Simulations : Hildebrandt 2016

Observational biases in flux magnification measurements

Simulation d'un relevé photométrique similaire au CFHTLens :

- Sources (LBG u-dropouts + critères de sélection en couleur) à $z = 3.2$, simulées par une fonction de luminosité de Schechter par bins de magnitude r entre 22 et 26.5, incluant ou pas magnification et extinction par des poussières.

$$\Phi(M) = \Phi_0 \left[10^{0.4(M_* - M)} \right]^{\alpha_{LF} + 1} \exp \left[-10^{0.4(M_* - M)} \right]$$

- Lentilles à $z = 0.7$ (pas sûr que ça serve : la magnification est introduite de manière ad-hoc dans l'échantillon des sources).

$$\Phi_{\mu+\tau}(M) = \frac{1}{\mu} \Phi(M + 2.5 \log \mu - A_r)$$

- Étude d'effets systématiques : bruit, effet de sélection en couleur, extinction par la poussière :
 - Extinction non négligeable
 - Effets de sélection peuvent induire une chromoticté dans la variation observée des flux