RELACIONES DE ESCALA DE GALAXIAS DE TIPO TEMPRANO.

DEPENDENCIA DEL RANGO DE MAGNITUD

Alberto Nigoche Netro

Instituto de Astrofísica de Canarias

Nigoche-Netro, A., Ruelas-Mayorga, A,. & Franco-Balderas, A. 2008, A&A, 491, 731

Nigoche-Netro, A., Ruelas-Mayorga, A,. & Franco-Balderas, A. 2009, MNRAS, 392, 1060

Relaciones estructurales importantes de las galaxias de tipo temprano

- **La relación de Kormendy (KR).**

$$< \mu >_e = \alpha + \beta \log(r_{e,kpc})$$

$r_{e,kpc}$ **radio efectivo**
$<\mu>_e$ **brillo superficial efectivo medio dentro de** $r_{e,kpc}$
α, β **factores de escala obtenidos de observaciones**

El Plano Fundamental (FP)

$$\log(r_{e,kpc}) = a \log(\sigma_0) + b < \mu >_e + c$$

$r_{e,kpc}$ radio efectivo
σ_0 dispersión de velocidades central
$<\mu>_e$ brillo superficial efectivo medio
a, b, c factores de escala obtenidos de observaciones

Discrepancias entre la teoría y las observaciones.

De la teoría: $a = 2$ $b = 0.4$
De las observaciones: $a \sim 1.5$ $b \sim 0.3$

Aun no existe explicación satisfactoria para discrepancias. Estas podrían deberse a: variaciones en M/L; dependencia del FP de ciertos factores.

¿Son universales las relaciones estructurales?

- Dependencia de:

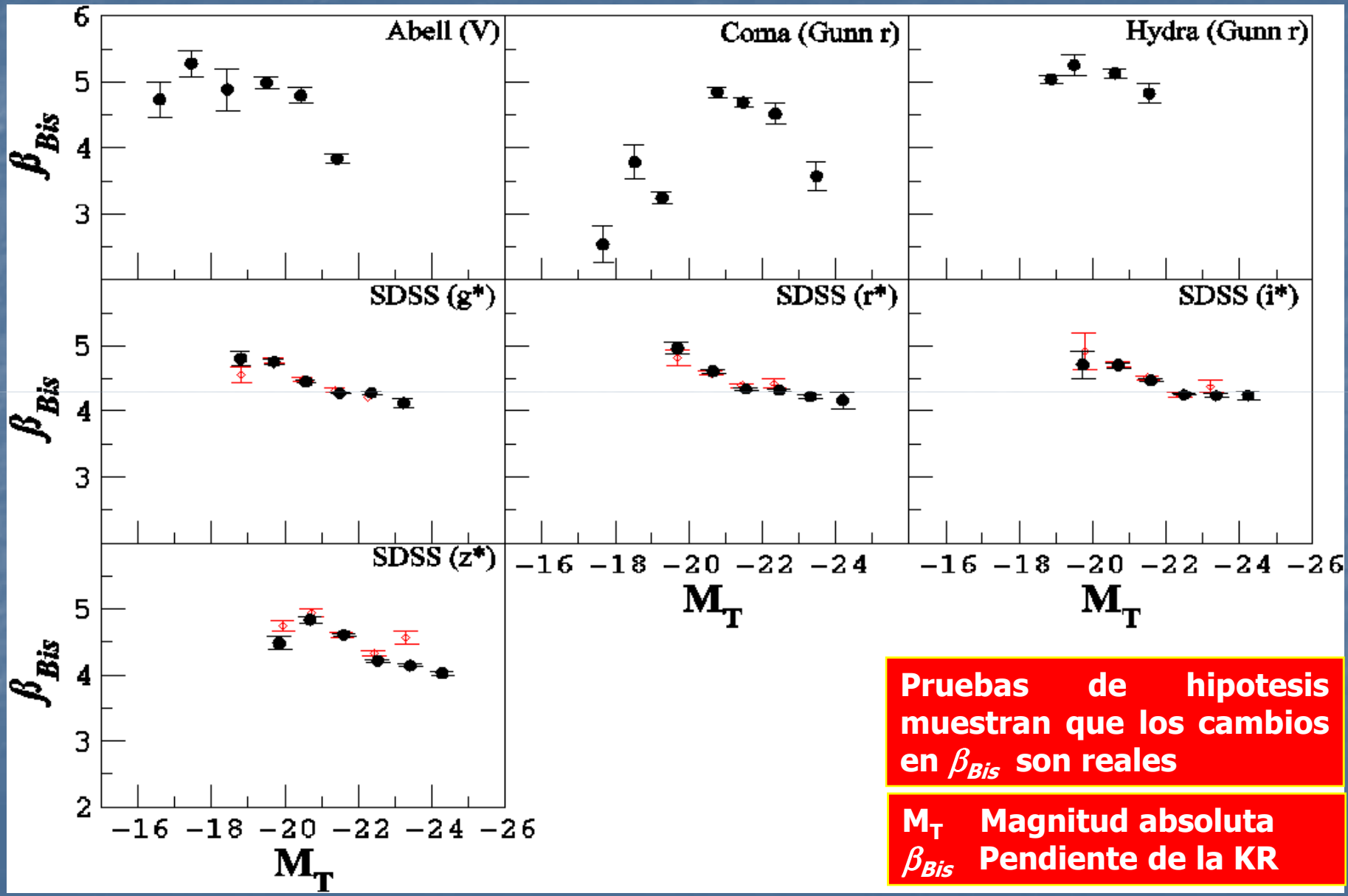
1) La longitud de onda.
2) El medio ambiente.
3) La distancia.
4) El brillo (magnitud).

Compilación de distintas muestras de ETGs

1. **Muestra de 626 galaxias de siete cúmulos de Abell ($-16 \geq M_V > -22$) (Varela 2004).**
2. **Muestra de 196 galaxias del cúmulo de Coma ($-17 \geq M_{Gr} > -24$) (Milvang-Jensen 1999; Aguerri *et al.* 2005).**
3. **Muestra de 54 galaxias del cúmulo de Hydra ($-18 \geq M_{Gr} > -22$) (Milvang-Jensen 1999).**
4. **Muestras del *Sloan Digital Sky Survey* (*SDSS*) (Bernardi *et al.* 2003).**

   - **Muestra heterogénea ($z \leq 0.3$, $-19 \geq M_{r*} > -25$) de ~ 9000 galaxias en los filtros g*, r*, i* y z* (r* ~ R Jhonson).**
   - **Muestra "homogénea" ($0.04 < z \leq 0.08$ y $-19.1 \geq M_{r*} > -23.5$) de ~ 1600 galaxias en los filtros g*, r*, i* y z* (evitar posibles efectos de evolución).**

La distribución del coeficiente β de la KR de distintas muestras de galaxias (**intervalos de una mag**).



Pruebas de hipotesis muestran que los cambios en β_{Bis} son reales

M_T Magnitud absoluta
β_{Bis} Pendiente de la KR

¿β es constante e igual a 5?

$$M_T = <\mu>_e - 5\log(r_e) - 2.5\log(2\pi) - 5\log(D) + 5$$

luego, si

$$M_T = cte$$

entonces tenemos la KR

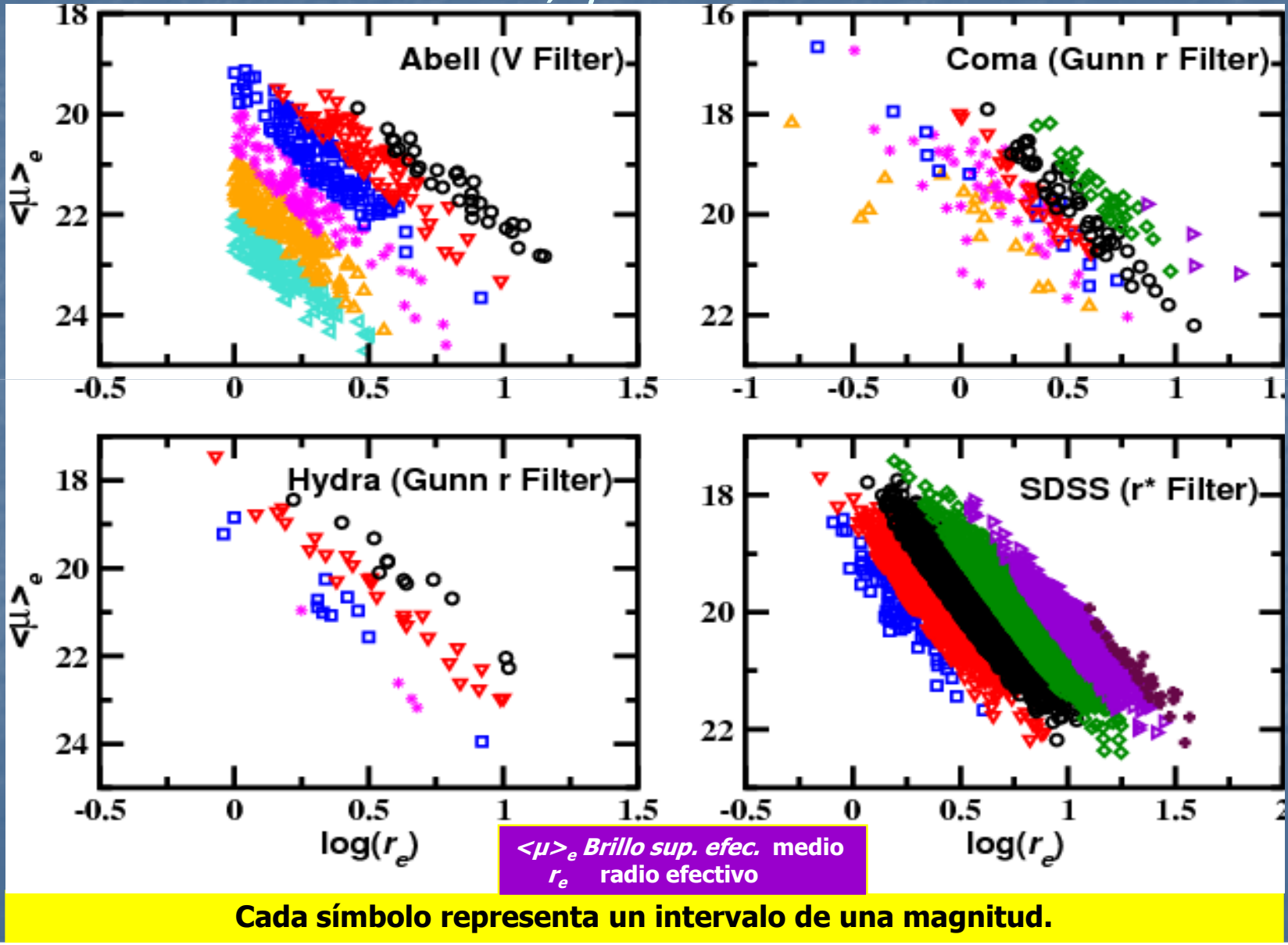
$$<\mu>_e = 5\log(r_e) + cte$$

de donde

$$\beta = 5$$

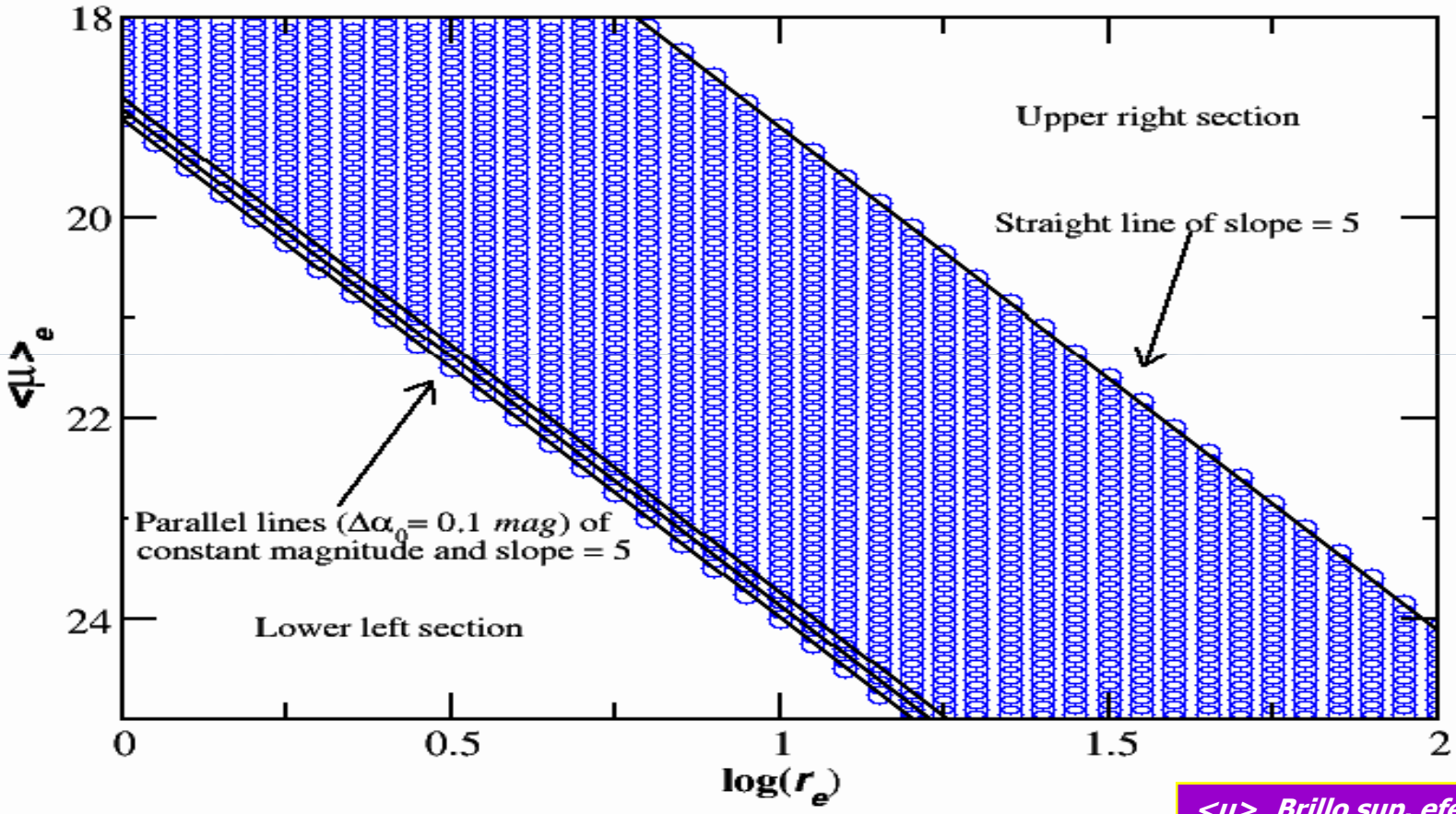
M_T	***magnitud absoluta total***
r_e	***radio efectivo***
$<\mu>_e$	***brillo superficial efectivo medio dentro de r_e***
D	***distancia***

Distribución de galaxias en el plano $log(r_{e,kpc}) - <\mu>_e$



Cada símbolo representa un intervalo de una magnitud.

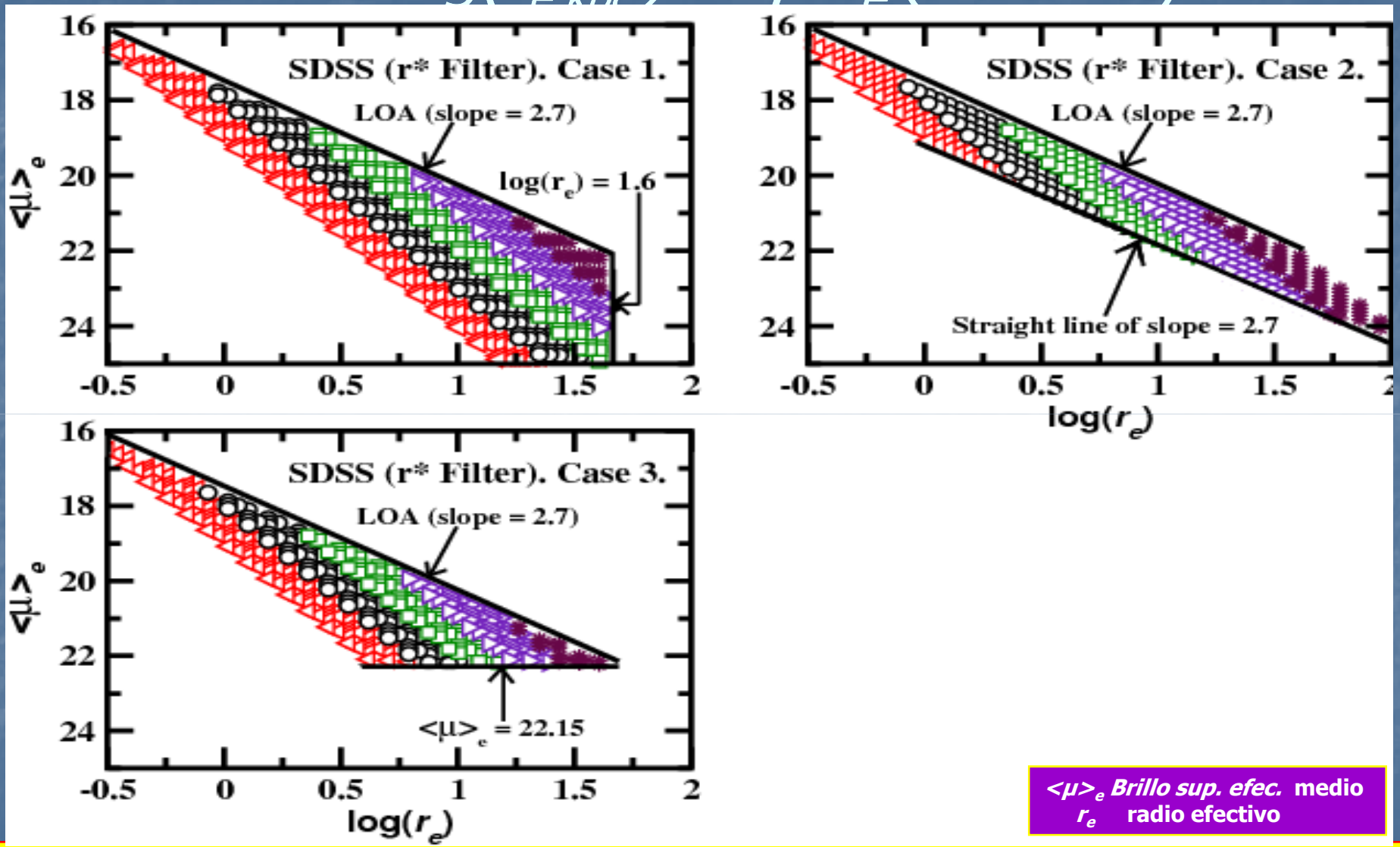
Simulación de la distribución de galaxias en el Plano $log(r_{e,kpc})$ - $<\mu>_e$(SDSS r*)



$<\mu>_e$ *Brillo sup. efec.* medio
r_e radio efectivo

Simulación: tomar valores de log(r_e) en una rango similar al de muestra real, tomar un punto cero y fijar una pendiente (m=5), luego incrementar el punto cero en 0.1 mag/arcsec^2 y considerar nuevamente m=5, y así sucesivamente hasta cubrir todo el rango de brillo de la muestra real.

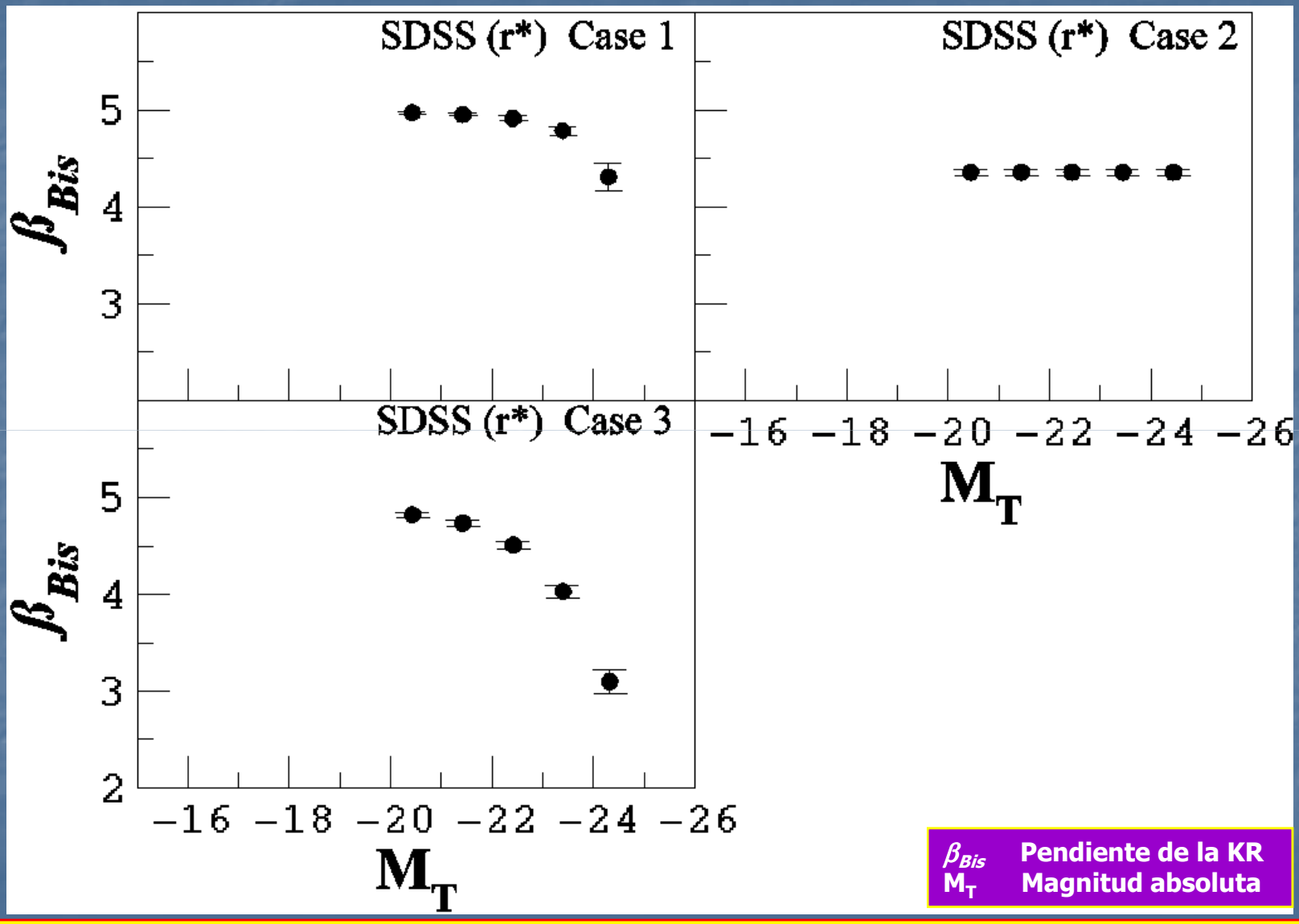
Simulación de la distribución de galaxias en el Plano $log(r_{e\,kpc})$ - $<\mu>_e$ (SDSS r*)



$<\mu>_e$ *Brillo sup. efec.* medio
r_e radio efectivo

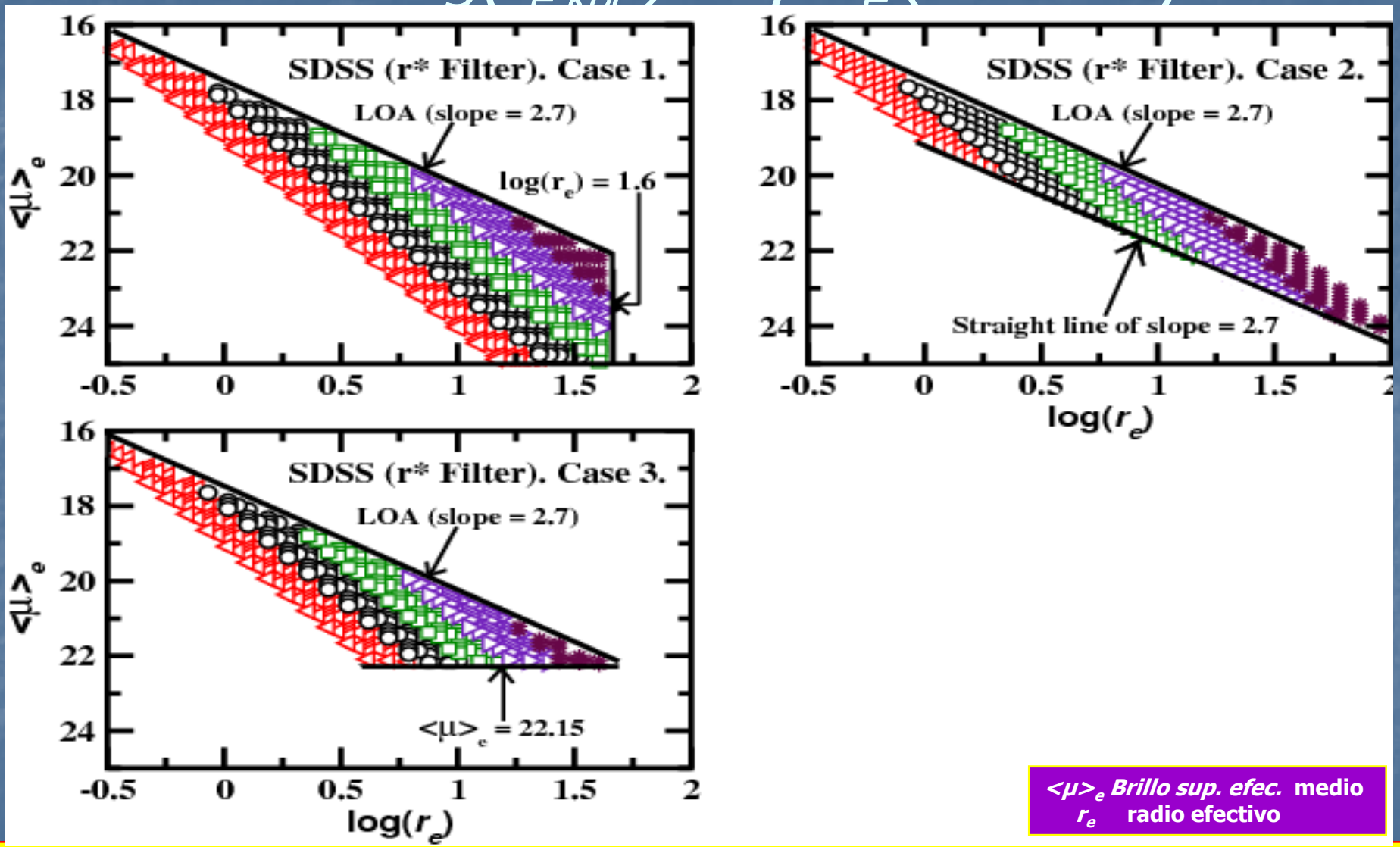
Simulación: Zona de exclusión en parte superior caracterizada por m=2.7 (D'Onofrio et al. 2006). Parte inferior: Caso 1; Radio limite, Caso 2; limite dado por recta m=2.7, Caso 3; Brillo limite. Cada símbolo representa un intervalo de una magnitud.

Variación de la pendiente β de una simulación del SDSS en el filtro r*



Cada punto representa un intervalo de una magnitud (valor medio de la magnitud de las galaxias contenidas en cada rango de magnitud analizado)

Simulación de la distribución de galaxias en el Plano $log(r_{e\,kpc})$ - $<\mu>_e$ (SDSS r*)



$<\mu>_e$ *Brillo sup. efec.* medio
r_e radio efectivo

Simulación: Zona de exclusión en parte superior caracterizada por m=2.7 (D'Onofrio et al. 2006). Parte inferior: Caso 1; Radio limite, Caso 2; limite dado por recta m=2.7, Caso 3; Brillo limite. Cada símbolo representa un intervalo de una magnitud.

La dependencia de la KR del rango de magnitud es ocasionada por un efecto geométrico debido a que la distribución de galaxias en el plano $log(r_{e,kpc})$ - $<\mu>_e$ depende de la luminosidad y a que dicha distribución no es simétrica.

Cualquier restricción que se imponga a una muestra de galaxias causará cambios en la forma geométrica y por lo tanto cambios en la KR.

¿La relación FP depende del rango de magnitud?

$$\log(r_{e,kpc}) = a\ \log(\sigma_0) + b < \mu >_e + c$$

Coeficiente *a* del FP

Coeficiente *b* del FP

Coeficiente *c* del FP

SDSS (g*)

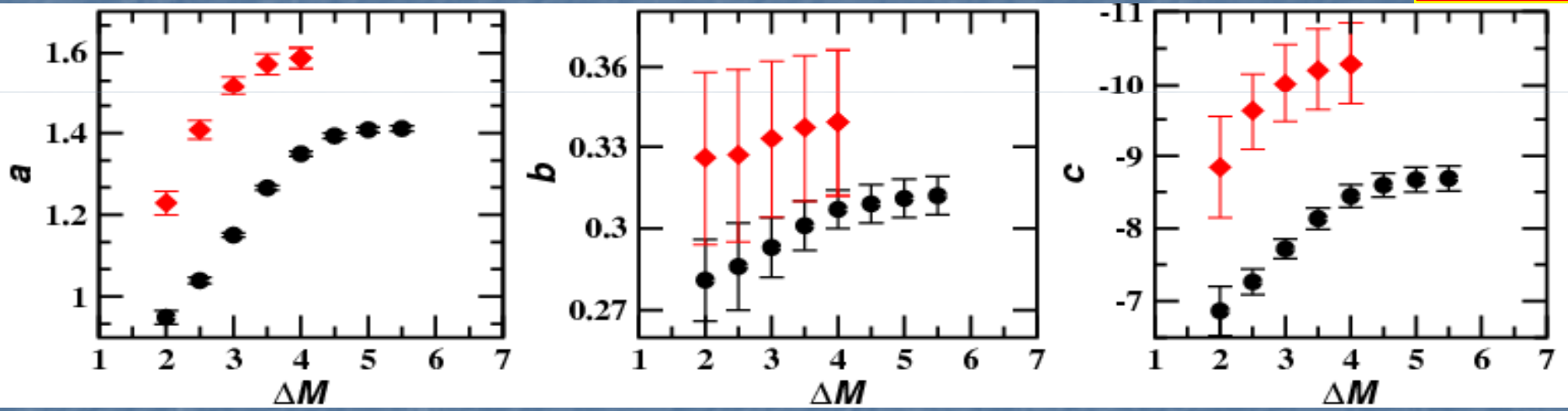
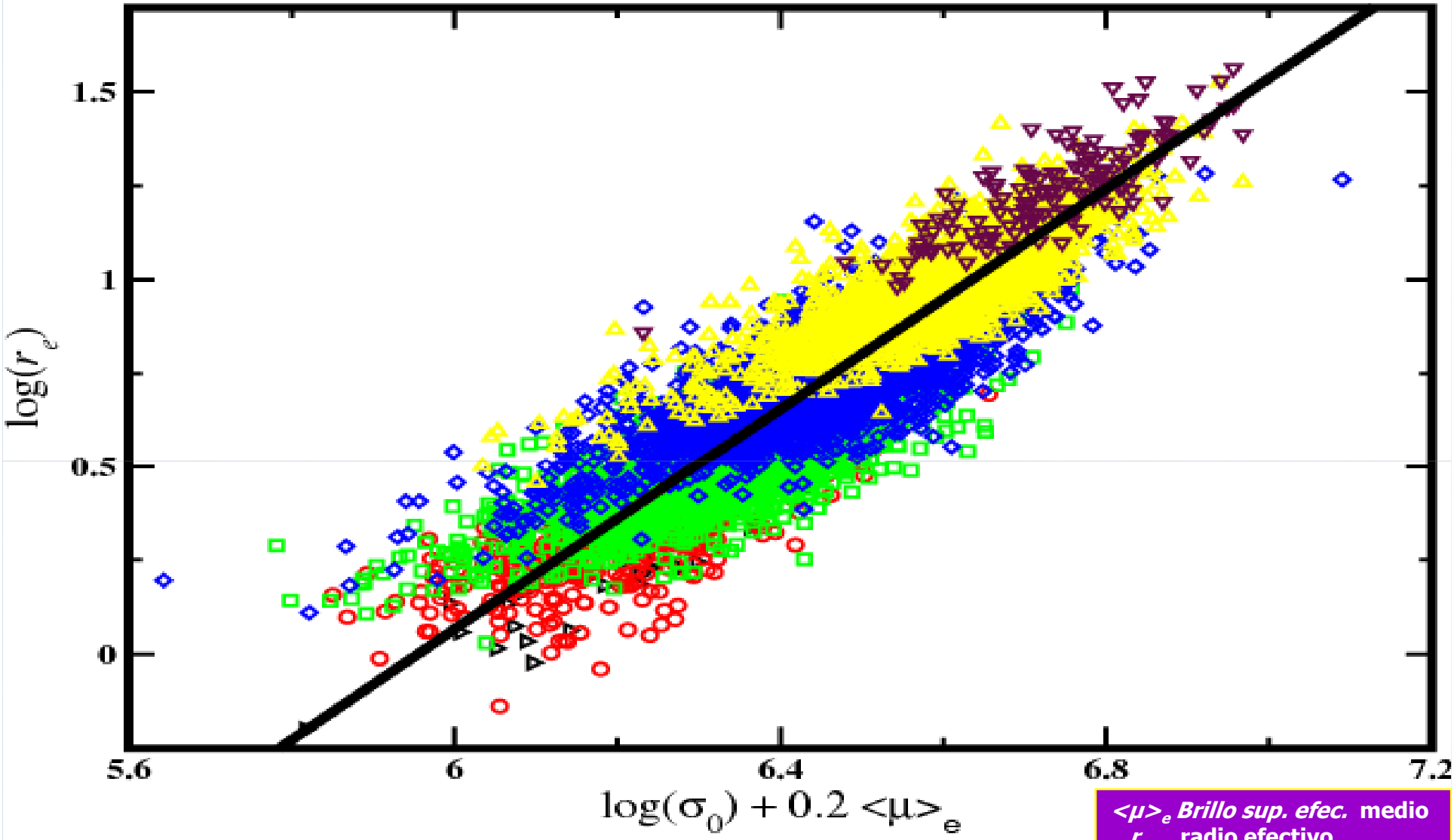


Figure 1. Behaviour of the FP coefficients with respect to the width of the magnitude range (upper magnitude cut-off). Circles represent the total SDSS sample (g* filter). Diamonds represent the homogeneous SDSS sample (g* filter).

Pruebas de hipótesis demuestran que el FP depende del rango de magnitud.

Distribución de galaxias en el plano edge-on



<μ>$_e$ *Brillo sup. efec.* medio
r_e radio efectivo
σ_0 Disp. De velocidades

Figure 2. Distribution of the galaxies in the complete SDSS sample (g* filter) on the edge-on plane. Each symbol and colour represent a one-magnitude wide interval. The continuous line is the fit ($BCES_{Bis}$) obtained for all the data in the sample.

Aportaciones de este trabajo

Universalidad de las relaciones de escala.

1) Dependencia de la magnitud.

- Encontramos que los parámetros (coeficientes y dispersión intrínseca) de la KR y el FP dependen del rango de magnitud.
- La dependencia de la KR y FP del rango de magnitud se puede explicar mediante un efecto geométrico.
- Cualquier restricción que se haga a una muestra de galaxias tales como cortes en magnitud, brillo, radio o dispersión de velocidades causará cambios en los parámetros de las relaciones KR y FP.
- Si la dependencia del rango de magnitud (o el sesgo ocasionado por restricciones en las distintas variables) no se toma en cuenta al hacer comparaciones entre muestras de galaxias los resultados pueden ser malinterpretados.

La dependencia del FP del rango de magnitud es ocasionada por un efecto geométrico debido a que la distribución de galaxias en el espacio definido por las variables $log(r_{e,kpc})$, $<\mu>_e$, $log(\sigma_0)$ depende de la luminosidad.

Cualquier restricción que se imponga a una muestra de galaxias causará cambios en la forma geométrica y por lo tanto cambios en el FP.

Distribución de residuos del FP tomando como referencia el ajuste a todas las galaxias de la muestra

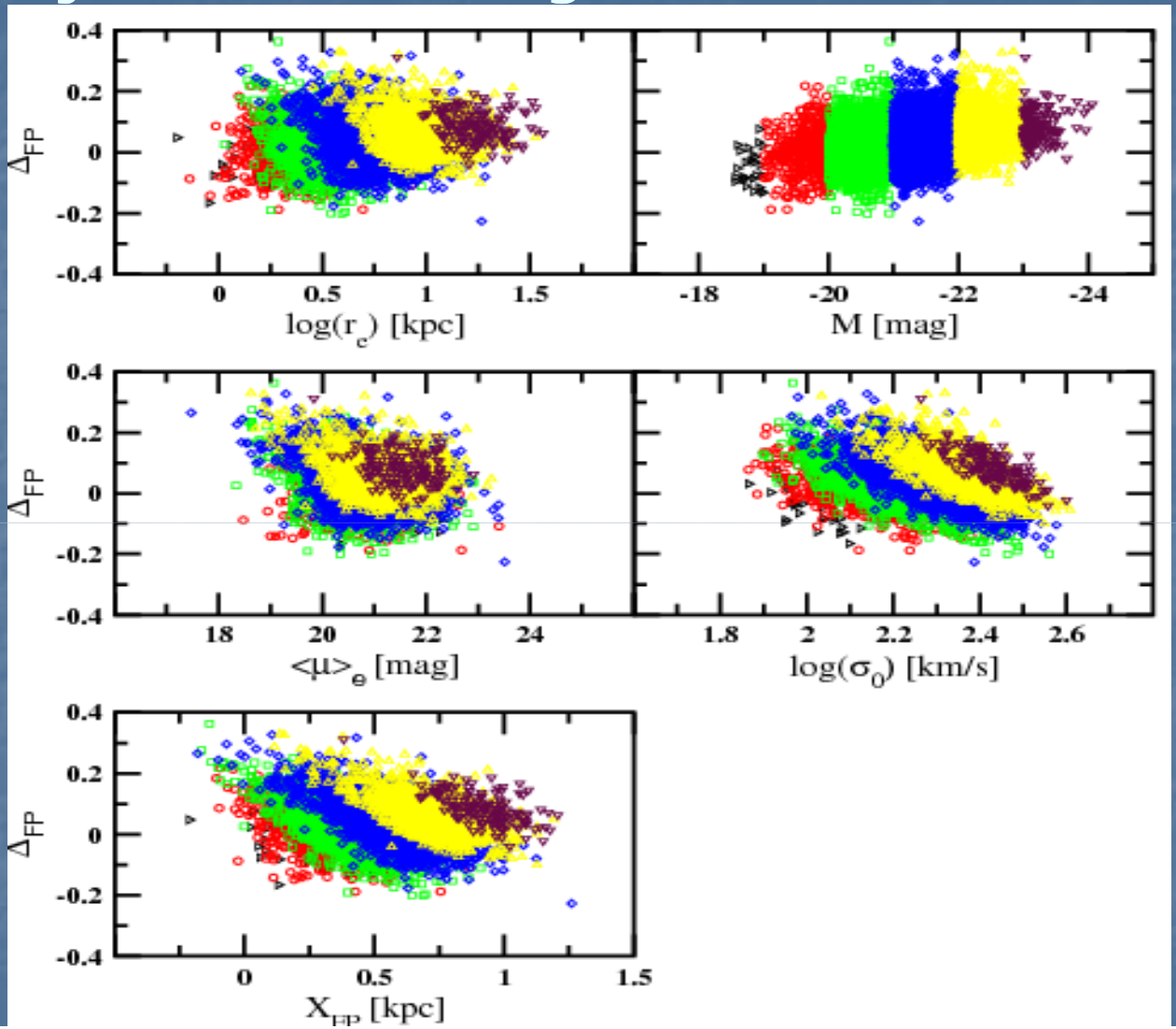


Figure 3. Orthogonal residues for the FP vs. $\log(r_e), M, <\mu>_e, \log(\sigma)$, and X_{FP}. The FP coefficients we use correspond to the $BCES_{Bis}$ fit for all the galaxies in the SDSS sample (g* filter). Each symbol and colour represent a one-magnitude wide interval.

Distribución de residuos del FP tomando como referencia el ajuste al intervalo -21≥M>-22

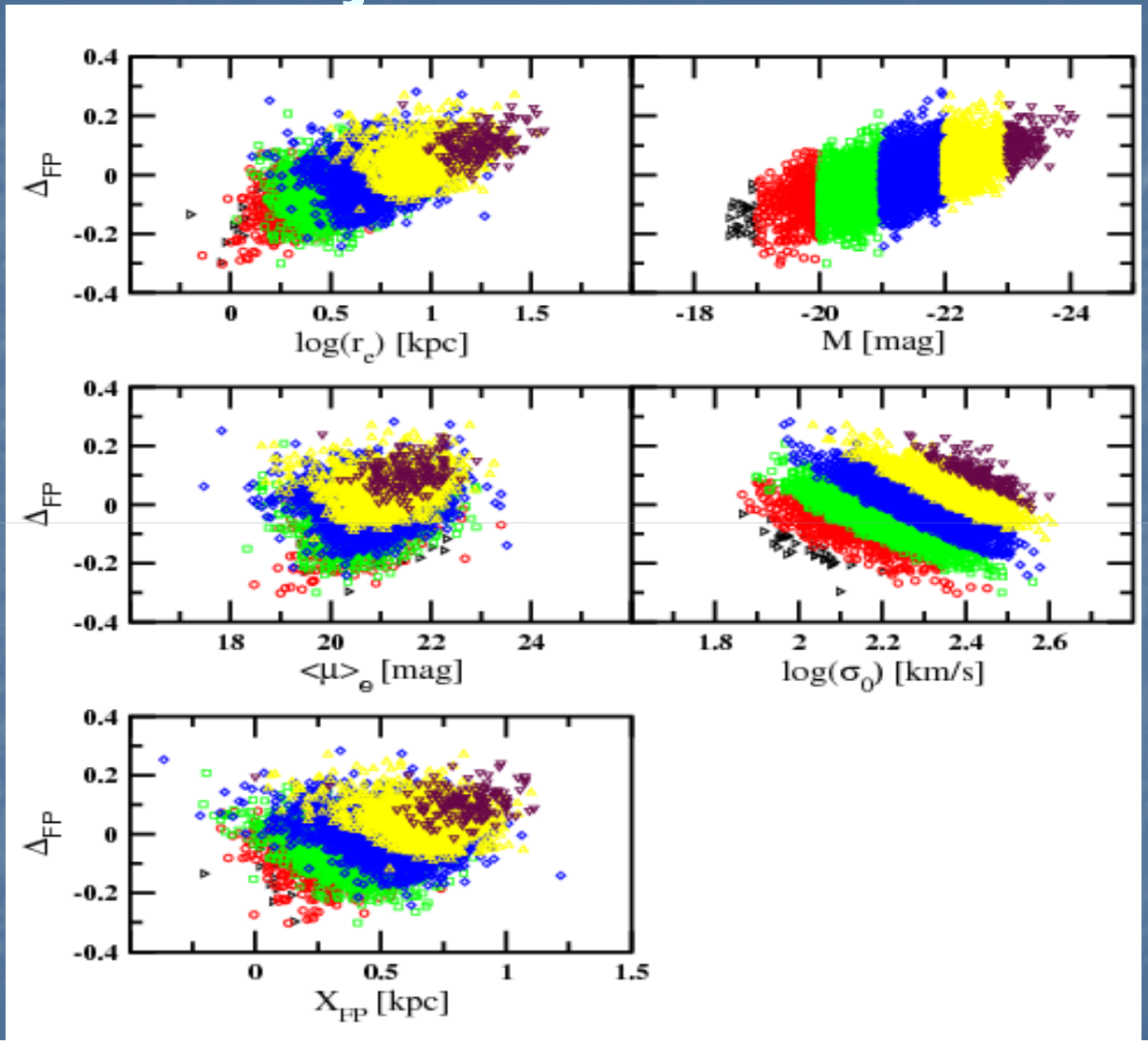
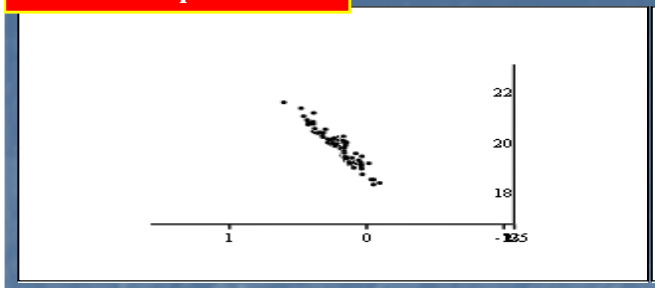


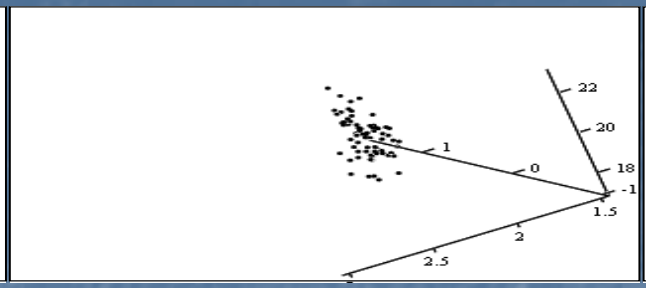
Figure 4. Orthogonal residues for the FP vs. $\log(r_e), M, < \mu >_e, \log(\sigma)$, and X_{FP}. The FP coefficients we use correspond to the $BCES_{Bis}$ fit for the middle part (-21.0 $\geqslant M >$-22.0) of the SDSS galaxy distribution (g* filter). Each symbol and colour represent a one-magnitude wide interval.

Distribución 3-D de las ETGs de Bernardi et al. (2003)

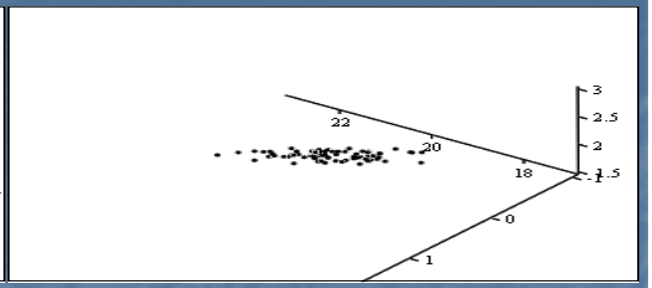
$-19 \geq M_{r*} > -20$



(X1 , XX3 , X2)

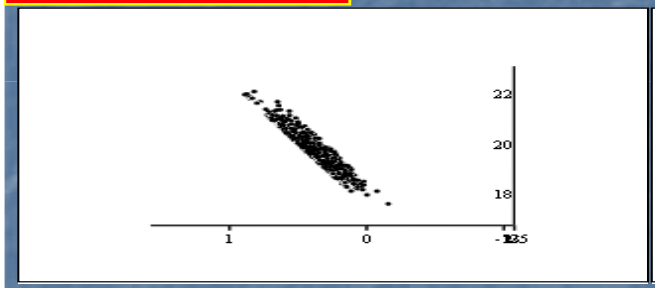


(X1 , XX3 , X2)

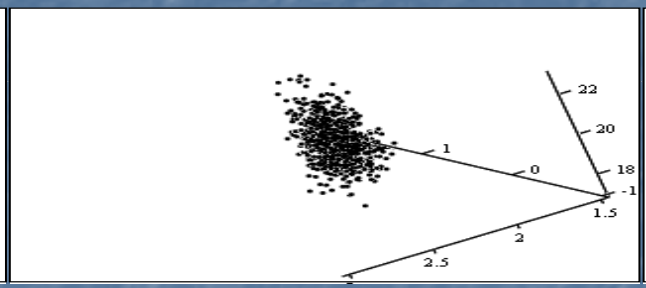


(X1 , XX3 , X2)

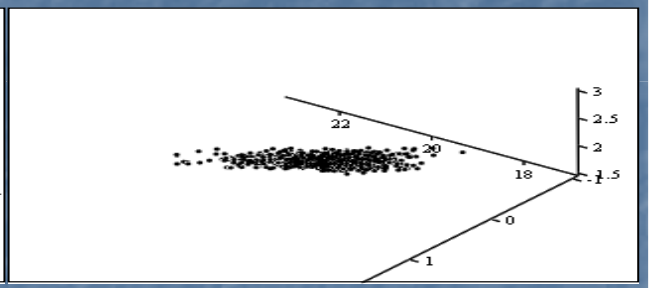
$-20 \geq M_{r*} > -21$



(X21 , XX23 , X22)

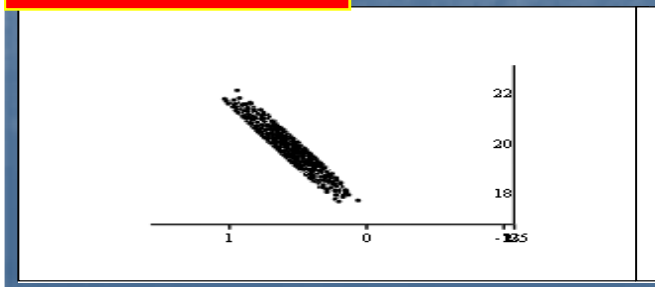


(X21 , XX23 , X22)

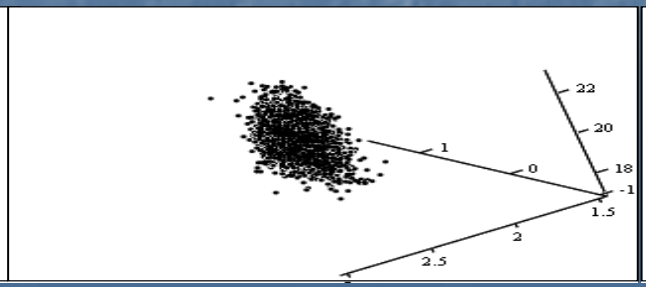


(X21 , XX23 , X22)

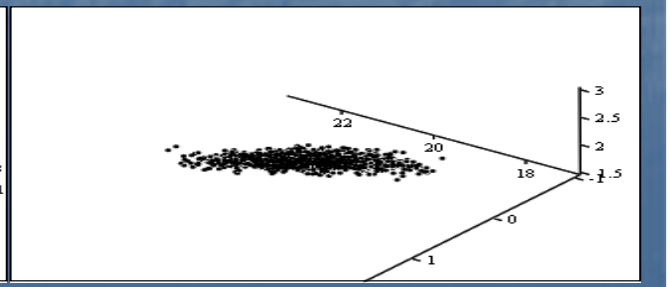
$-21 \geq M_{r*} > -22$



(X31 , XX33 , X32)



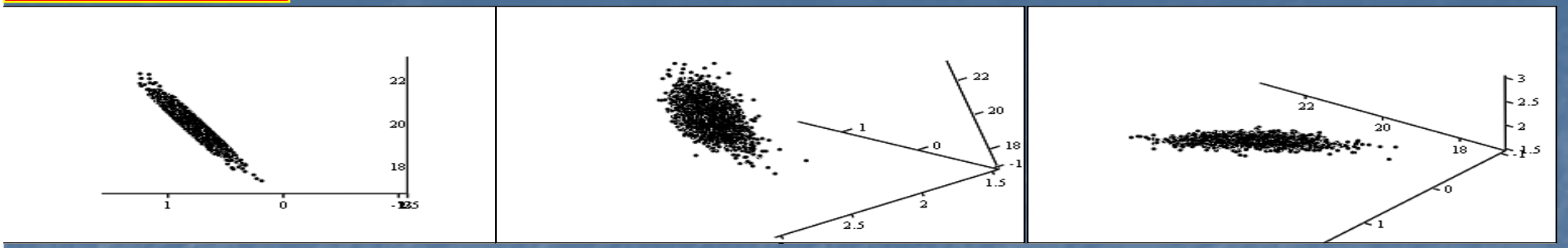
(X31 , XX33 , X32)



(X31 , XX33 , X32)

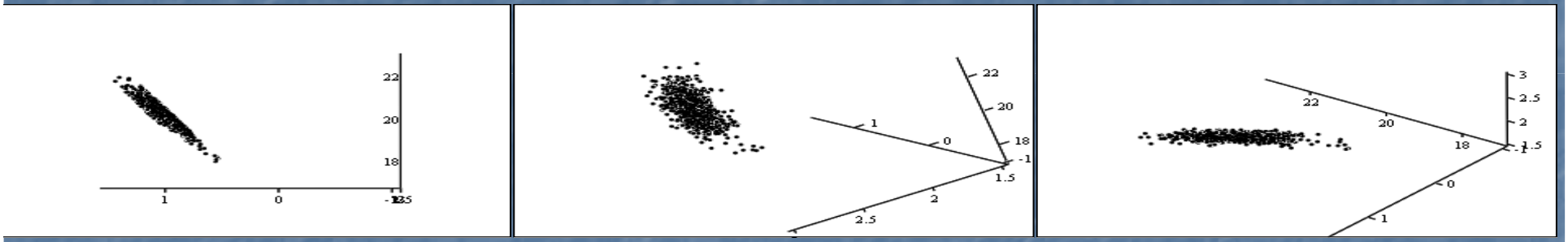
Distribución 3-D de las ETGs de Bernardi et al. (2003)

$-22 \geq M_{r*} > -23$



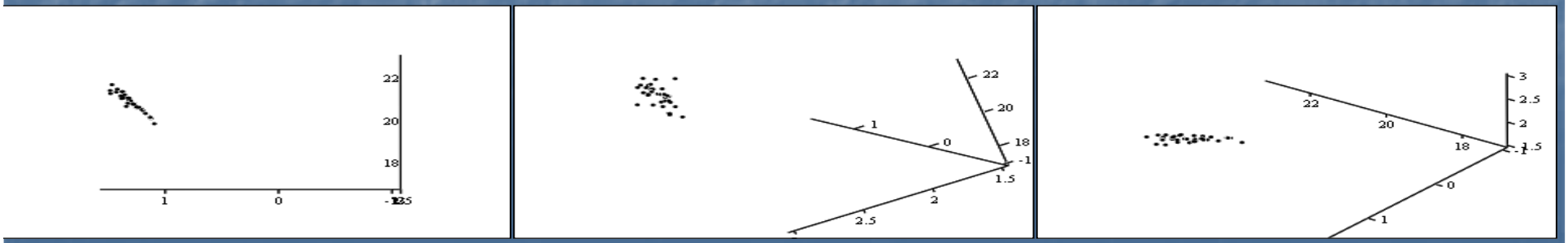
(X41 , XX43 , X42) (X41 , XX43 , X42) (X41 , XX43 , X42)

$-23 \geq M_{g*} > -24$



(X51 , XX53 , X52) (X51 , XX53 , X52) (X51 , XX53 , X52)

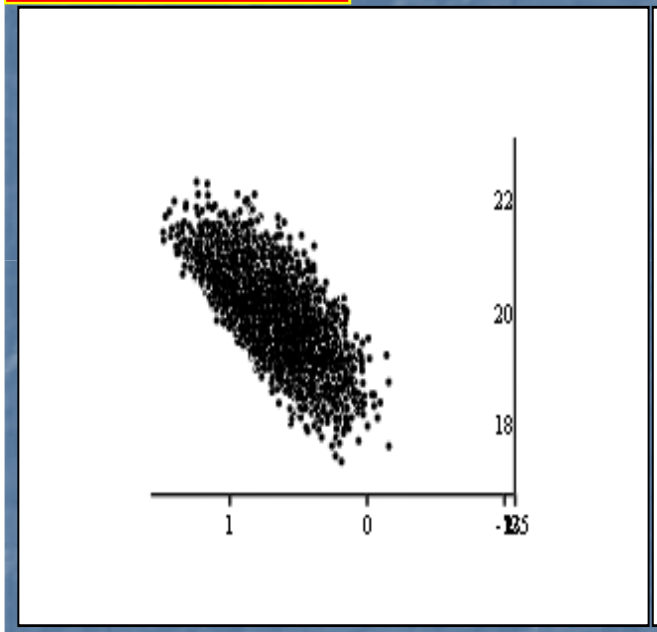
$-24 \geq M_{g*} > -25$



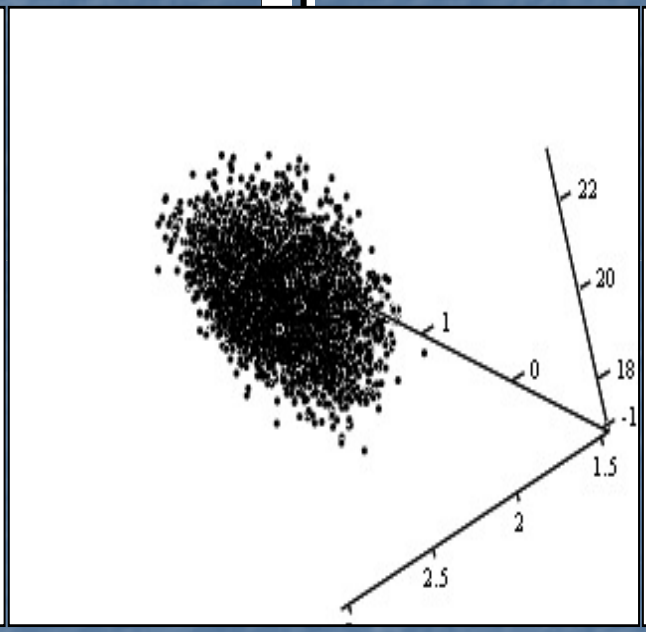
(X61 , XX63 , X62) (X61 , XX63 , X62) (X61 , XX63 , X62)

Distribución 3-D de las ETGs de Bernardi et al. (2003)

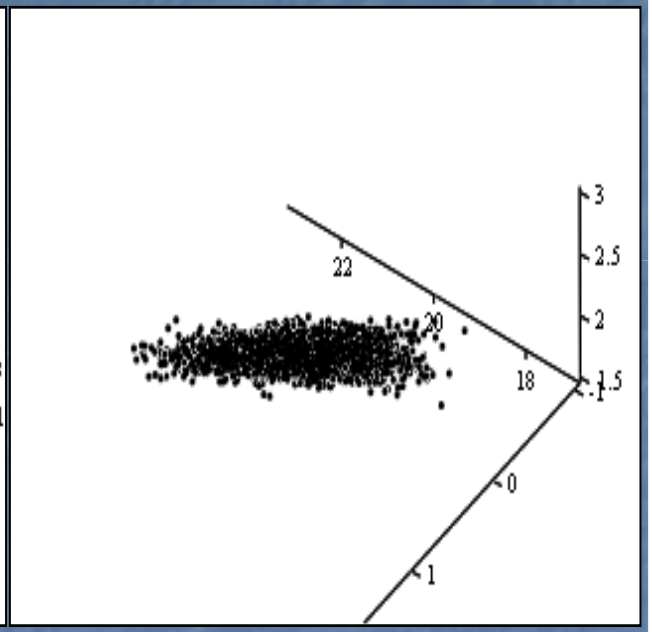
$-19 \geq M_{r^*} > -25$



(X,Z,Y)

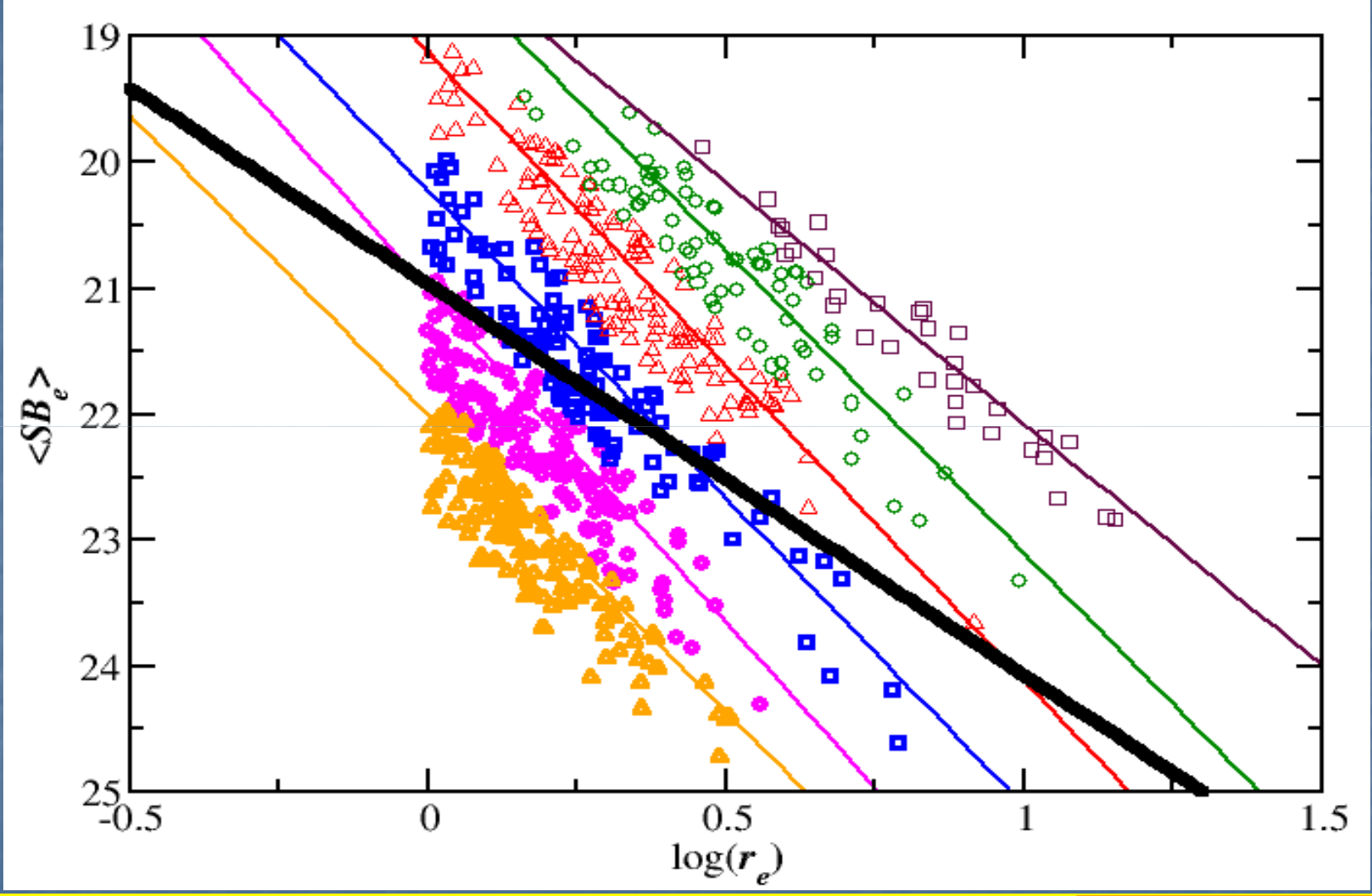


(X,Z,Y)



(X,Z,Y)

Distribución de galaxias en el plano de Kormendy (muestra de los siete cúmulos de Abell)



Cada símbolo representa un intervalo de una magnitud. Las líneas delgadas representan ajustes a los datos en cada uno de los intervalos de magnitud. La línea gruesa representa el ajuste a todos los datos.

r_e radio efectivo
<SBe> Brillo sup. efec.

Cálculo de distancias a gran escala

- Faber-Jackson y Tully-Fisher. Mediante estas relaciones se puede conocer la magnitud absoluta y mediante esta se puede conocer la distancia.
- Plano fundamental. Si el FP es universal o si se conocen las desviaciones del FP respecto a la universalidad y además se establece el FP para un cúmulo de galaxias con distancia conocida, entonces podemos conocer el punto cero intrínseco. La desviación del punto cero del FP de otro cúmulo de galaxias nos dará la distancia al cúmulo en cuestión.

Importancia de las relaciones estructurales

- Puesto que dichas relaciones involucran parámetros dinámicos y de contenido estelar, el proceso de conversión de masa en estrellas debe estar codificado ahí. Por ejemplo, dichas relaciones nos dicen que las galaxias mas grandes son mas eficientes en producir estrellas y enriquecer el medio interno (Larson 1974 propuso que los vientos galácticos causados por supernovas son la causa de la alta formación estelar en las E).
- Algunos estudios demuestran que las relaciones estructurales (FP, KR, color-magnitud) existen para galaxias a alto redshift, lo que implica que dichas galaxias se formaron en épocas tempranas del Universo y evolucionaron pasivamente desde entonces o que los procesos de formación estelar siguen patrones muy bien definidos, lo cual es difícil de explicar con el modelo jerárquico, donde las galaxias pequeñas (que difieren en sus propiedades observables) forman a las mas grandes.
- Algunas de las relaciones estructurales (FP, color-magnitud) muestran una dispersión intrínseca relativamente pequeña lo cual también implica una alta sincronización de formación de estrellas, puesto que de lo contrario, las variaciones de edad harían que la dispersión de las relaciones fuera grande.

Poblaciones estelares en ETGs

- El modelo monolítico predice que las ETGs son una clase uniforme de objetos que albergan poblaciones estelares viejas. El modelo jerárquico predice historias de formación mas complejas y extendidas en el tiempo.
- Las poblaciones estelares (PE) constituyen un registro fósil de la historia de formación y evolución química de las ETGs.
- La comparación de las observaciones con las predicciones de los modelos de síntesis de poblaciones estelares (MESPE) permiten inferir las propiedades de las PE a partir de la luz integrada.
- Actualmente no hay consenso en algunos aspectos respecto a los MESPE pues mientras que algunos modelos predicen cierta dispersión de edad en las ETGs (en consonancia con el modelo jerárquico), otros encuentran que son viejas (en consonancia con el modelo monolítico).
- Por otro lado las galaxias en general, difieren ampliamente en sus propiedades observables (luminosidad, color, masa, tamaño, brillo superficial, etc.) (en consonancia con el modelo jerárquico) y sin embargo muestran relaciones muy precisas entre dichos parámetros (relaciones de escala) las cuales sugieren que las ETGs se formaron a alto *redshift* (en consonancia con el modelo monolítico).
- El papel de las galaxias aisladas es importante puesto que tanto sus PE como sus relaciones de escala constituyen un *test* a los modelos de formación y evolución galáctica.

Pruebas de hipótesis

Sea el caso donde un estimador W es calculado de N observaciones independientes de una variable aleatoria X, asumir que el verdadero parámetro W ha sido estimado y toma un valor W_0. Si la hipótesis es que $W = W_0$, que diferencia debe haber entre W y W_0 para que la hipótesis pueda ser rechazada?. En términos estadísticos, se puede considerar la probabilidad de una diferencia entre W y W_0 basándose en la distribución de W. Si la probabilidad de una diferencia dada es pequeña, la diferencia será considerada significante y la hipótesis $W = W_0$ será rechazada. En el caso de que la probabilidad de la diferencia no sea pequeña, la diferencia será aceptada como una variabilidad estadística normal y la hipótesis será aceptada.

Prueba del contraste de signos

-La hipótesis nula es que no hay tendencia subyacente en los datos.

-Se obtiene la mediana de la muestra y se asigna un signo + si el primer dato de la muestra es mayor o igual que la mediana, en caso contrario se asigna un signo –.

-Se repite este ejercicio consecutivamente para todos los datos de la muestra.

-cada cambio de signo se denomina un “run”.

-Se compara el numero de runs de la muestra dada con el número de runs que tendría una muestra con una distribución aleatoria.

-Si el número de runs es menor que el de la muestra aleatoria la hipótesis se debe rechazar, en caso contrario la hipótesis se debe aceptar.

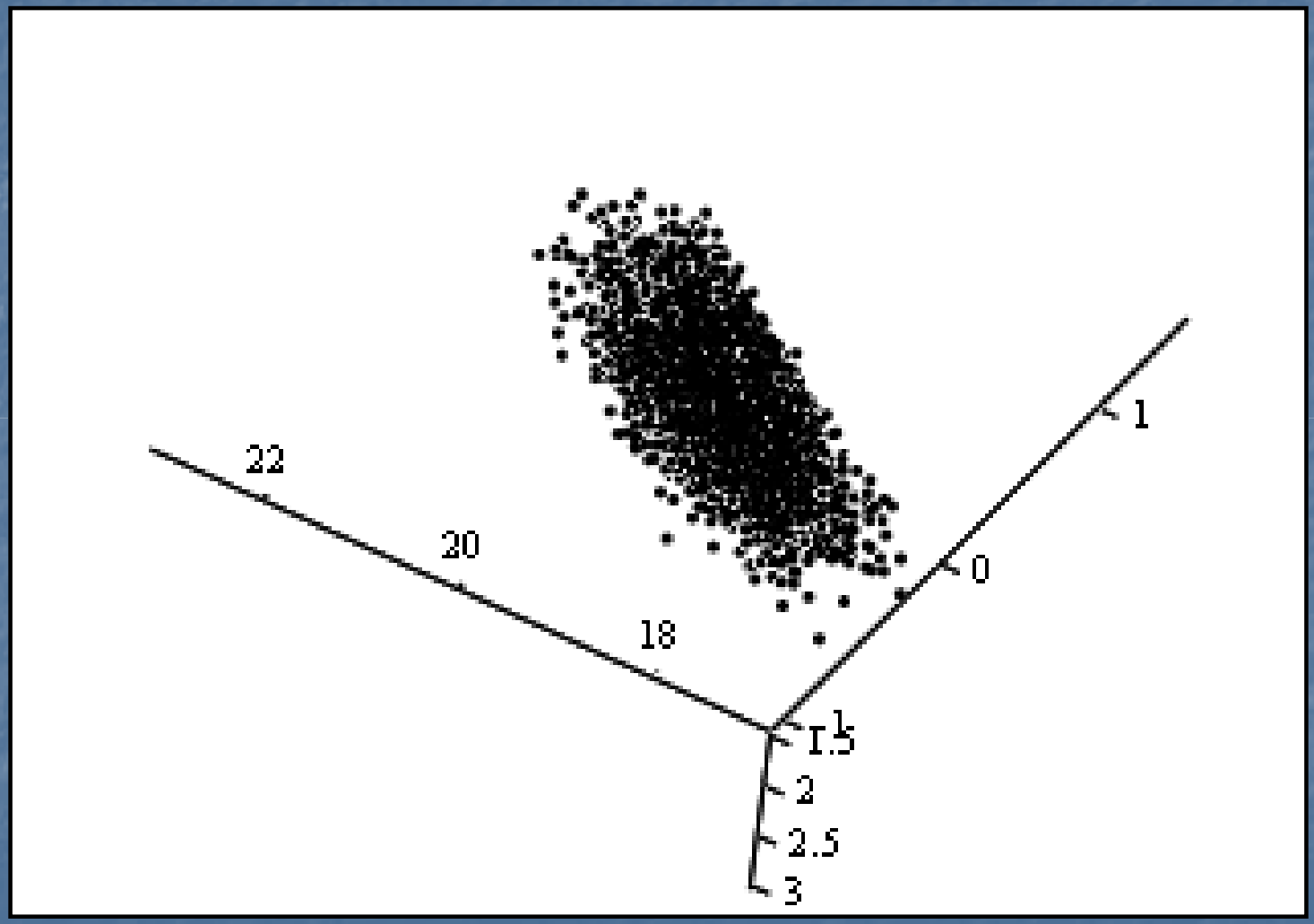
Cuestiones interesantes acerca de la Line of Aboidance (LOA)

La LOA podría estar relacionada con propiedades físicas de las galaxias pues parece coincidir con una línea de dispersión de velocidades constante (σ_0=250 km/s), es decir la LOA podría estar relacionada con un limite superior en σ_0 permitido a las galaxias lo cual podría estar relacionado con la temperatura y densidad del Universo en la época de la formación de las galaxias . Lo anterior se podría interpretar de la siguiente manera: si el FP es el reflejo del equilibrio que alcanzan las galaxias, aquellas galaxias cuya dispersión de velocidades se encuentra próxima al límite alcanzan el equilibrio (se sitúan en el FP) aumentando su tamaño y disminuyendo su brillo superficial.

Muestra homogénea del SDSS.

Within large volumes there could be evolution effects of the parameters of the galaxies. So, in order to have a representative sample of the universe in a given volume without any evolution effects it is important to consider narrow redshift intervals. Bernardi et al. 2003b recommend $z = 0.04$. This value comes from the sizes of the largest structures in the universe seen in numerical simulations of the cold dark matter family of models (Colberg et al. 2000).

Distribución 3-D de las ETGs de Bernardi et al. (2003)



(X, Z, Y)

The Kormendy relation for early-type galaxies. Dependence on the magnitude range

A. Nigoche-Netro[1], A. Ruelas-Mayorga[2] and A. Franco-Balderas[2]

The Fundamental Plane for early-type galaxies. Dependence on the magnitude range

A. Nigoche-Netro[1⋆], A. Ruelas-Mayorga[2]† and A. Franco-Balderas[2]‡
[1] *Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), Vía Láctea s/n, 38200 La Laguna, Spain*
[2] *Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México. Apartado Postal 70-264. México, D.F. México*

Las relaciones de escala o estructurales de las galaxias de tipo temprano (ETGs)

Las relaciones entre parámetros estructurales de ETGs, son útiles para:

-Poner restricciones a los modelos de formación y evolución galáctica.

-Hacer estimaciones de distancia a gran escala.

La relación de Kormendy de la muestra de siete cúmulos de Abell (**intervalos crecientes de magnitud**)

	Abell (V)		$BCES_{Bis}$
1	$-16 \geq M_V > -17$	β	4.733±0.268
		$\sigma_{Int.}$	0.201
	N = 136	*R*	0.933
2	$-16 \geq M_V > -18$	β	5.949±0.274
		$\sigma_{Int.}$	0.488
	N = 284	*R*	0.834
3	$-16 \geq M_V > -19$	β	5.721±0.411
		$\sigma_{Int.}$	0.719
	N = 394	*R*	0.715
4	$-16 \geq M_V > -20$	β	5.216±0.630
		$\sigma_{Int.}$	1.031
	N = 519	*R*	0.505
5	$-16 \geq M_V > -21$	β	3.102±0.673
		$\sigma_{Int.}$	1.143
	N = 593	*R*	0.326
6	$-16 \geq M_V > -22$	β	2.070±0.445
		$\sigma_{Int.}$	1.143
	N = 626	*R*	0.251

Existe un cambio sistemático de la pendiente β de la KR al incrementar el ancho del rango de magnitud

La dispersión intrínseca aumenta al incrementar el ancho del rango de magnitud

El coeficiente de correlación del ajuste disminuye al incrementar el ancho del rango de magnitud

$$<\mu>_e = \alpha + \beta \log(r_{e,kpc})$$

β **Pendiente de la KR**

$\sigma_{Int.}$ ***dispersión intrínseca***

R coeficiente de corr.

La relación de Kormendy de la muestra de los siete cúmulos de Abell (**int. de una magnitud**)

Abell (V)			*BCES$_{Bis}$*
1	-16≥M_V> -17	β	4.733±0.268
		$\sigma_{Int.}$	0.201
	N = 136	*R*	0.933
2	-17≥M_V> -18	β	5.276±0.193
		$\sigma_{Int.}$	0.275
	N = 148	*R*	0.924
3	-18≥M_V> -19	β	4.886±0.319
		$\sigma_{Int.}$	0.310
	N = 110	*R*	0.924
4	-19≥M_V> -20	β	4.983±0.093
		$\sigma_{Int.}$	0.287
	N = 125	*R*	0.929
5	-20≥M_V> -21	β	4.791±0.120
		$\sigma_{Int.}$	0.289
	N = 74	*R*	0.926
6	-21≥M_V> -22	β	3.830±0.072
		$\sigma_{Int.}$	0.146
	N = 33	*R*	0.972

Existe un cambio sistemático de la pendiente β de la KR al considerar galaxias más brillantes.

La dispersión intrínseca es menor que la que se reporta en la literatura

El coeficiente de correlación es relativamente bueno en todos los casos

$$<\mu>_e = \alpha + \beta \log(r_{e,kpc})$$

β Pendiente de la KR

$\sigma_{Int.}$ dispersión intrínseca

R coeficiente de corr.

¿La relación FP depende de la anchura del rango de magnitud?

SDSS	MIST$_{BIS}$ $-18.5 \geq M_{g^*} > -20.5$	MIST$_{BIS}$ $-18.5 \geq M_{g^*} > -21.0$	MIST$_{BIS}$ $-18.5 \geq M_{g^*} > -21.5$	MIST$_{BIS}$ $-18.5 \geq M_{g^*} > -22.0$	MIST$_{BIS}$ $-18.5 \geq M_{g^*} > -22.5$
a (g)*	0.994±0.022	1.062±0.0010	1.158±0.006	1.271±0.006	1.359±0.007
b (g)*	0.297±0.035	0.296±0.019	0.298±0.012	0.305±0.009	0.311±0.007
c (g)*	-6.917±0.444	-7.184±0.221	-7.535±0.145	-7.956±0.145	-8.265±0.154

SDSS	MIST$_{BIS}$ $-18.5 \geq M_{g^*} > -23.0$	MIST$_{BIS}$ $-18.5 \geq M_{g^*} > -23.5$	MIST$_{BIS}$ $-18.5 \geq M_{g^*} > -24.0$
a (g)*	1.406±0.007	1.425±0.007	1.428±0.008
b (g)*	0.312±0.007	0.315±0.007	0.315±0.007
c (g)*	-8.408±0.160	-8.495±0.165	-8.516±0.167

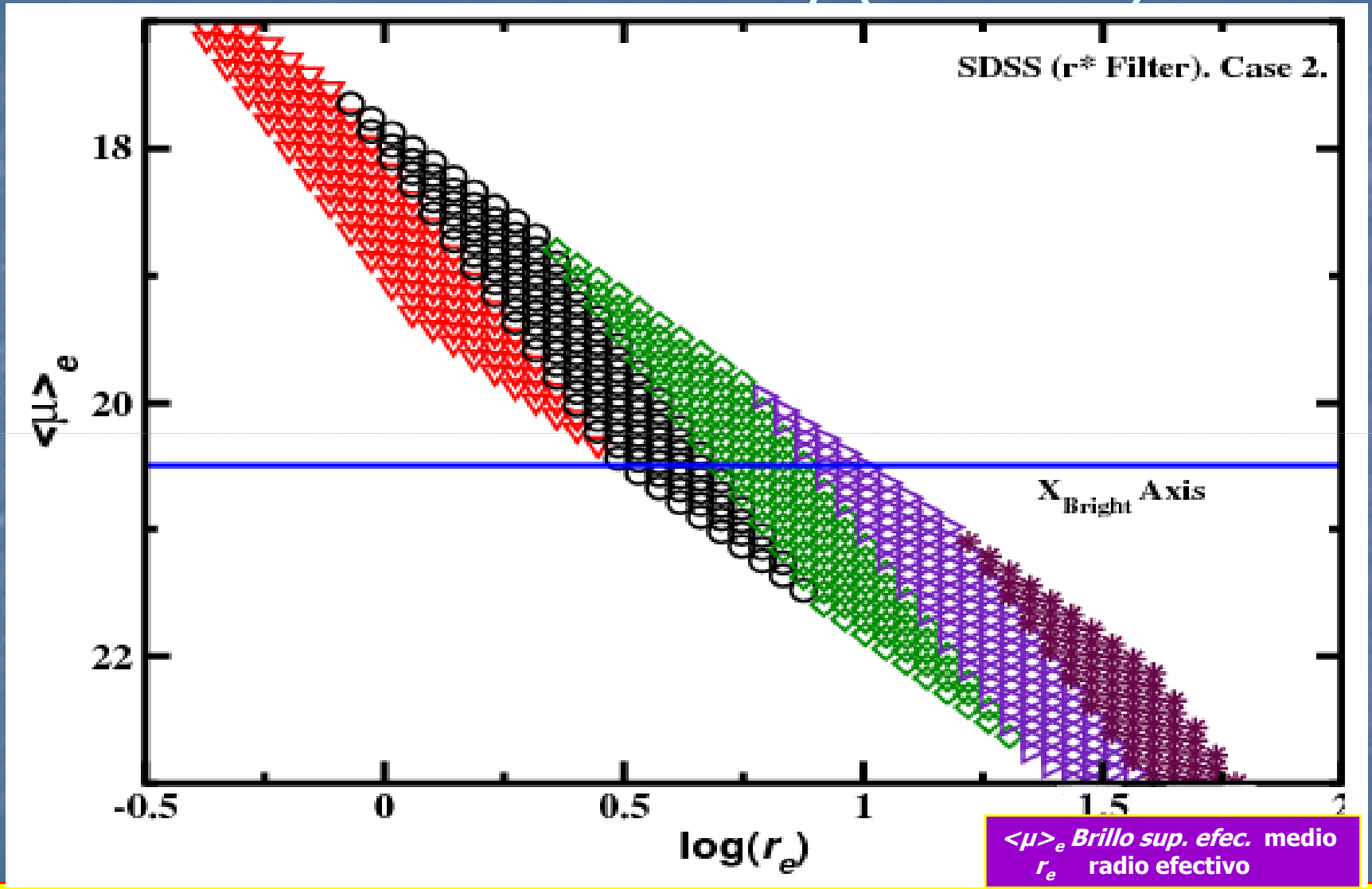
Coeficiente *a* del FP

Coeficiente *b* del FP

Coeficiente *c* del FP

$$\log(r_{e,kpc}) = a\ \log(\sigma_0) + b < \mu >_e + c$$

Simulación de la distribución de galaxias en el Plano de Kormendy (SDSS r*)



Simulación: Zona de exclusión en parte superior caracterizada por m=2.7 (D'Onofrio et al. 2006). Parte inferior: Caso 1; Radio limite, Caso 2; limite dado por recta m=2.7, Caso 3; Brillo limite. Cada símbolo representa un intervalo de una magnitud.

El Plano Fundamental (FP)

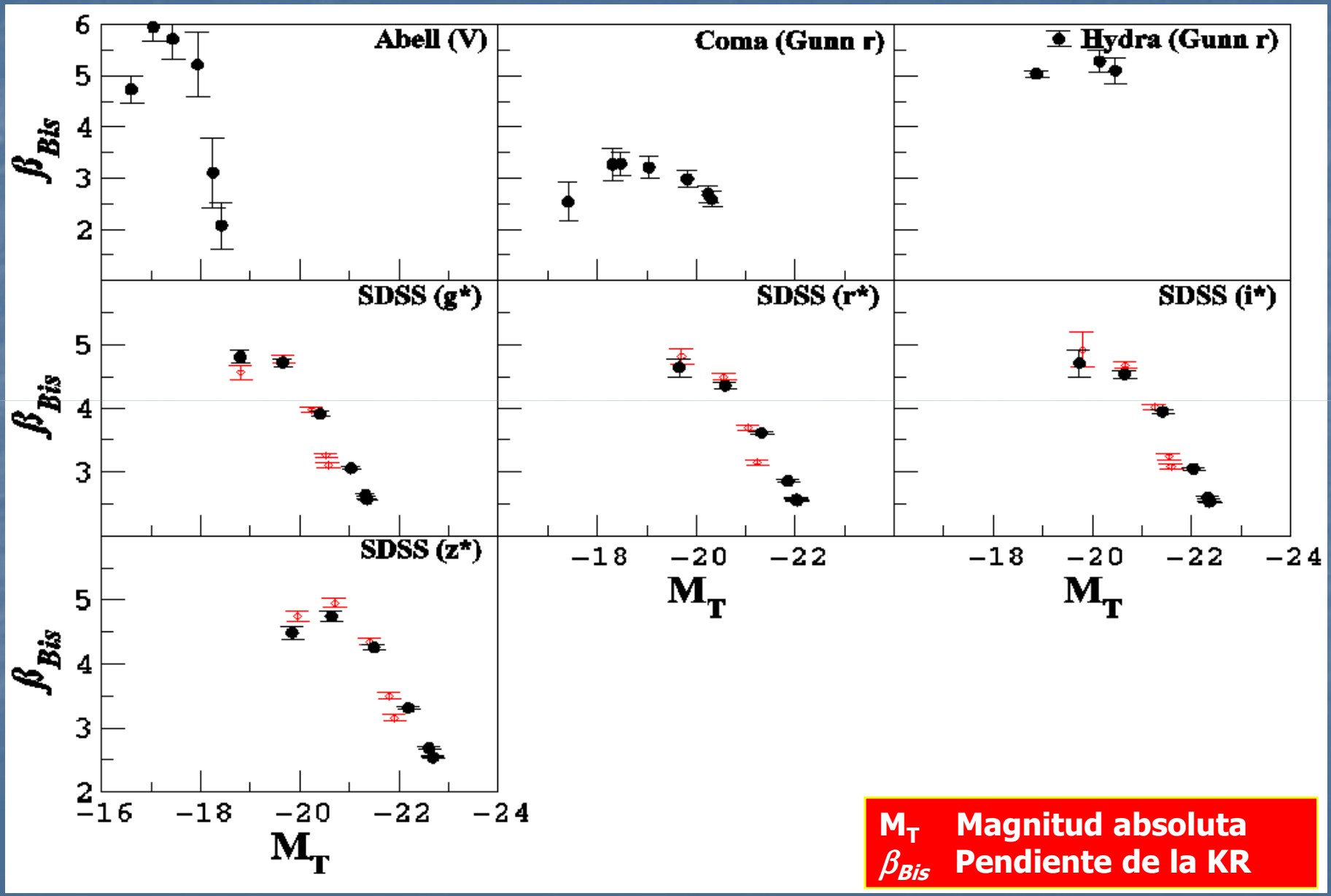
$$\log(r_{e,kpc}) = a\ \log(\sigma_0) + b < \mu >_e + c$$

$r_{e,kpc}$ radio efectivo
σ_0 dispersión de velocidades central
$<\mu>_e$ brillo superficial efectivo medio
a, b, c factores de escala obtenidos de observaciones

El FP se puede derivar teóricamente considerando que las ETGs:

- Están en equilibrio virial.
- Tienen una distribución regular de luz.
- Son sistemas Homólogos (cinemática, luminosidad y distribución de densidad similares).

La distribución del coeficiente β de distintas muestras de galaxias (**intervalos crecientes de mag.**)



M_T Magnitud absoluta
β_{Bis} Pendiente de la KR

Pruebas de hipótesis para la evaluación de los datos

Muestra	Nivel de significancia		
	Test 1	*Test 2*	*Test 3*
AbeII (Int. una mag.)	5 %	10 %	-----
Coma (Int. una mag.)	1 %	10 %	-----
SDSS (Muestra completa. Int. una mag.) en cada filtro.	1 %	5 %	
AbeII+Coma+Hydra (Int. una mag.)	1 %	-----	5 %
SDSS (Muestra completa. Int. una mag.) suma de los cuatro filtros.	1 %	1 %	10 %
AbeII+Coma+Hydra+SDSS en los cuatro filtros (Int. una mag.)	1 %	5 %	5 %

Hipótesis nula (HN) del test 1 (test valor medio): β tiene una distribución normal y valor medio 5. HN del test 2 (test contraste de signos o run test): no hay tendencia subyacente en los datos de β. HN del test 3 (test chi-cuadrada): los datos de β son aleatorios y siguen una distribución normal. Los porcentajes se refieren al nivel de significancia con que se pueden rechazar las hipótesis nulas. Las HN se pueden rechazar, en promedio, a un nivel del 5% de significancia o 95% de confianza.

Los métodos de ajuste

- Los métodos de ajuste de una función a un conjunto de datos producen resultados sesgados si no se toman en cuenta:
  - Los errores en las variables.
  - La correlación de los errores.
  - La dispersión intrínseca.
  - Una y otra variable como dependiente.

Los métodos de ajuste

- El método $BCES_{Bis}$ (*Bivariate Correlated Errors and Intrinsic Scatter*) (Akritas & Bershady 1996). Para dos variables (Kormendy y Faber-Jackson).

- El método $MIST_{Bis}$ (*Measurement errors and Intrinsic Scatter Three dimensional*) (La Barbera *et al.* 2000). Para tres variables (FP).