

# Surveys für Aktive Galaxienkerne

## Rekapitulation

Entdeckung und Identifikation von aktiven Galaxienkernen über hauptsächlich vier Phänomene:

**Emissionslinienkerne in Galaxien:** Erstmals 1930er Jahre (C. Seyfert) spektroskopische Entdeckung breiter ( $> 1000$  km/s)  $H\alpha$  und  $H\beta$ -Emissionslinien in Zentralregionen einiger weniger naher Galaxien, z.B. NGC 4151. Inzwischen werden (meist schwache) aktive Kerne in  $\sim 10\%$  der nahen großen Galaxien gefunden.

**Radiogalaxien:** Mit Entwicklung der Radioastronomie in 50er Jahren (speziell Interferometrie  $\rightarrow$  genauere Positionen): Ausgedehnte Radioquellen, Strukturen aus Kern + Jet(s) + Halo (*lobes*), ausnahmslos in großen elliptischen Galaxien gelegen.

**Quasare:** Zunächst als quasi-punktförmige Gegenstücke zu einzelnen Radioquellen entdeckt, mit erheblichen Rotverschiebungen (frühe 60er Jahre). Später hauptsächlich als extrem blaue „UV-Exzeß-Objekte“ gefunden, auch wenn keine starke Radiostrahlung nachweisbar ist.

**Extragalaktische Röntgenquellen:** Entdeckung der „Röntgenhintergrundstrahlung“ in 60er Jahren, mit Physik-Nobelpreis 2002 geehrt. Heutige Deutung: mindestens 80% des Röntgenhintergrunds wird durch aktive Galaxienkerne bei hohen Rotverschiebungen erzeugt.

Diese vier Aspekte sind auch heute die Hauptansätze für systematische Durchmusterungen (*surveys*) nach aktiven Galaxienkernen.

# Formeln zur Kosmographie von AGN

## Kosmologische Parameter:

$$H_0 \equiv \dot{R}_{t=t_0} \quad \text{Hubble-Parameter; } h_{50} \equiv H_0/50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$$

$$\varrho_0 \equiv \frac{3H_0^2}{8\pi G} \quad \text{kritische Dichte}$$

$$\Omega_0 \equiv \frac{\varrho}{\varrho_0} \quad \text{dimensionsloser Dichteparameter}$$

$$\Omega_\Lambda \equiv \frac{\Lambda}{3H_0^2} \quad \text{Beitrag der kosmologischen Konstante}$$

## Interpretation der Rotverschiebung

Klassische Dopplerformel  $v/c = \lambda_{\text{obs}}/\lambda_{\text{em}} - 1 \equiv z$  nur gültig für  $v \ll c$ .

Hubble-Beziehung  $d = v_r/H_0$  mit  $v_r = cz$  ist für  $z \gtrsim 1$  nicht mehr gültig.  
 Reformulierung über relativistische Dopplerformel *physikalisch unsinnig!*

Bei Lichtlaufzeiten  $t \gtrsim 0.1 H_0^{-1}$  spielt die Änderung des Skalenfaktors  $R(t)$  eine erhebliche Rolle, und Hubble's Gesetz gilt *nicht*.

Strahlung der Wellenlänge  $\lambda$  unterliegt der kosmologischen Expansion, d.h. wenn  $\lambda = \lambda_{\text{em}}$  zum Zeitpunkt  $t_{\text{em}}$  emittiert wurde, dann ist für  $t = t_0$ :  $\lambda_{\text{obs}}/\lambda_{\text{em}} = R(t_0)/R(t_e)$ , und wegen  $R(t_0) = 1$ :

$$z = \frac{\lambda_{\text{obs}}}{\lambda_e} - 1 = \frac{1}{R(t_{\text{em}})} - 1.$$

**Die Rotverschiebung einer Quelle mißt den Skalenfaktor des Universums zum Zeitpunkt der Strahlungsemission.**

## Rotverschiebung und Entfernung

Wegintegral längs Lichtweg von Quelle bei  $z$  bis zu  $z = 0$ : „Eigendistanz“  $d_p$ .

Für  $\Lambda = 0$ :

$$d_p = \frac{2c}{H_0 \Omega_0^2 (1+z)} \left\{ \Omega_0 z + (\Omega_0 - 2) [(\Omega_0 z + 1)^{1/2} - 1] \right\} .$$

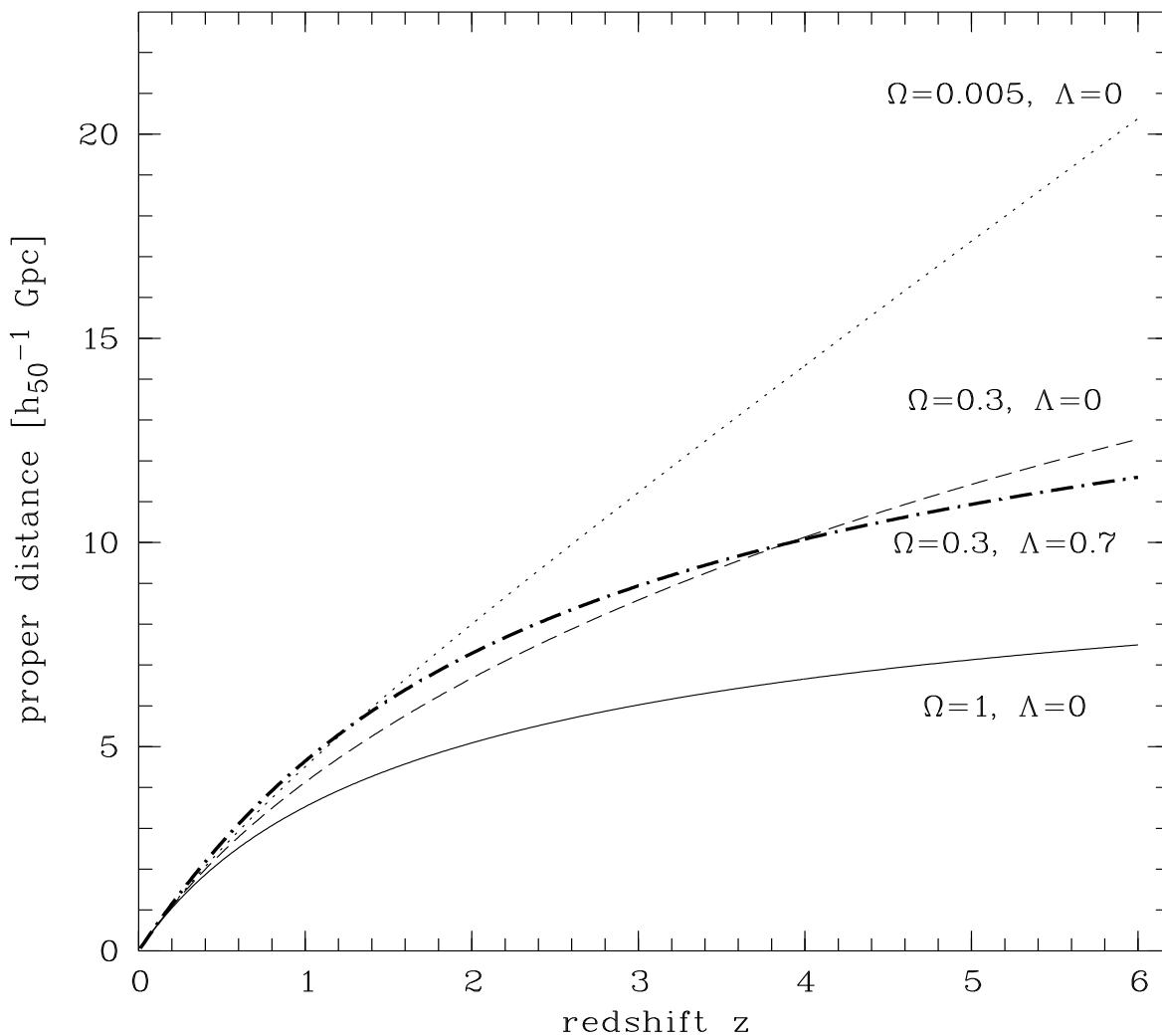
Für  $\Lambda \neq 0$ : kein geschlossener Ausdruck  $d_p(z)$  möglich,

→ Gleichungen bei Carroll, Press & Turner (1992, ARAA 30, 499).

– auch enthalten in der Sammlung von C-Funktionen zur Kosmologie, erstellt von Kohji Yoshikawa, frei erhältlich über folgende URL

<http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/~kohji/research/libcosm>

Proper distance as function of redshift



### Verschiedene Konzepte für „Entfernung“:

- Strahlungsstrom  $\rightarrow$  (bolometrische) Leuchtkraft:  $L = 4\pi d_L^2 \cdot f$ .
- Winkeldurchmesser  $\rightarrow$  lineare Durchmesser:  $D = \theta \cdot d_A$ .

Im statisch-euklidischen Raum äquivalent – im expandierenden Raum nicht!

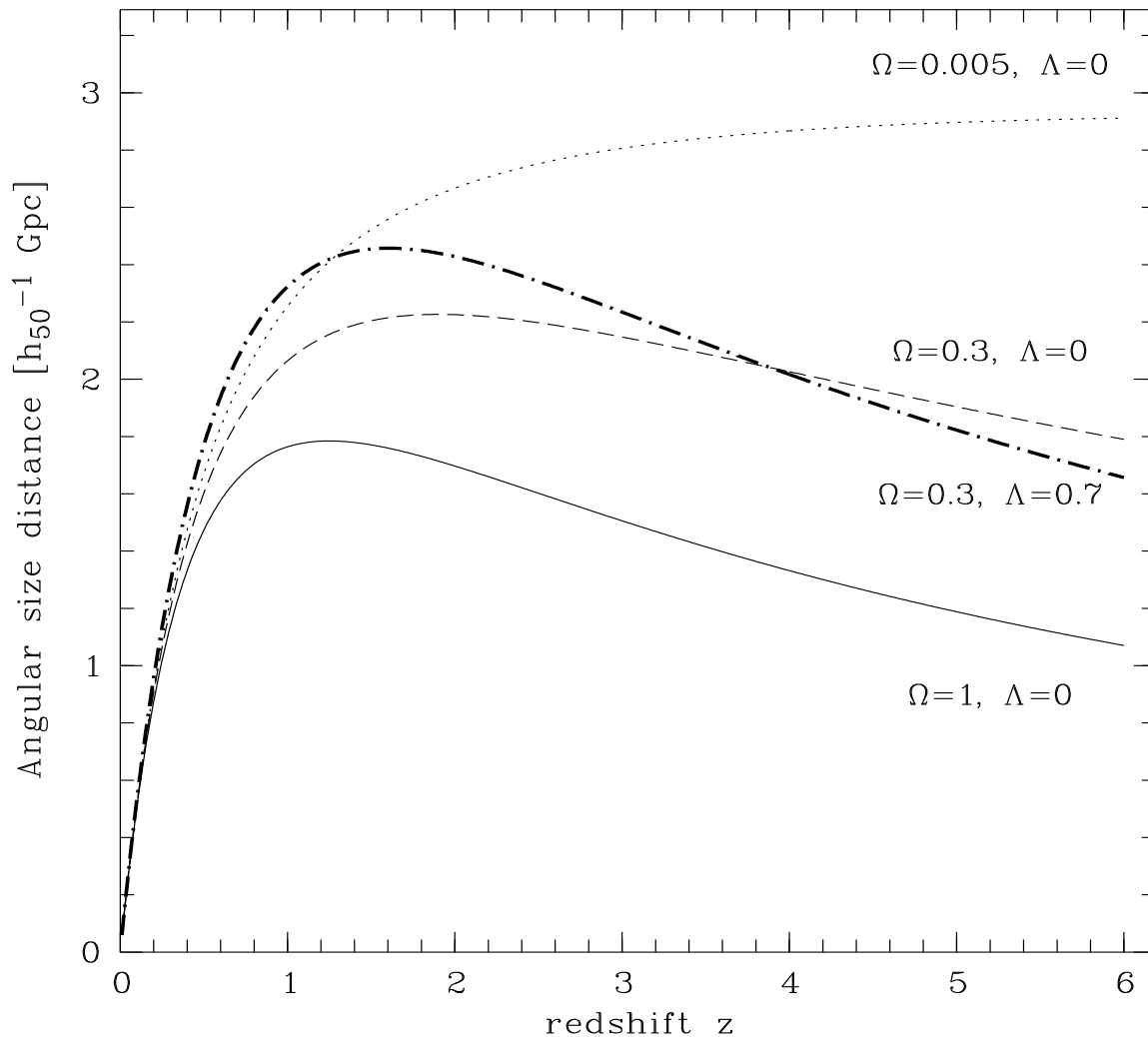
*Leuchtkraftdistanz:*

$$d_L = d_p(1+z) \Rightarrow L = 4\pi d_L^2 \cdot f = 4\pi d_p^2(1+z)^2 \cdot f.$$

*Winkelgrößendistanz:*

$$d_A = \frac{d_p}{1+z} \Rightarrow D = \theta \cdot d_A = \theta \cdot d_p / (1+z).$$

Angular size distance as function of redshift



## Rotverschiebung und Spektren

Beobachtete Wellenlängen bzw. Frequenzen:

$$\lambda_{\text{obs}} = \lambda_{\text{em}}(1 + z) \quad \text{bzw.} \quad \nu_{\text{obs}} = \frac{\nu_{\text{em}}}{(1 + z)} .$$

Intrinsische spektrale Energieverteilung gegeben durch monochromatischen Fluß  $F(\lambda_{\text{em}})$  bzw.  $F(\nu_{\text{em}})$  (oft auch dargestellt als  $L_\lambda$  bzw.  $L_\nu$ ). Bei  $z = 0$  beobachteter Strahlungstrom:

$$f_\lambda = f(\lambda_{\text{obs}}) = \frac{F(\lambda_{\text{obs}}/(1 + z))}{4\pi d_L^2(1 + z)}$$

(entsprechend für  $f_\nu$ ) – beachte den zusätzlichen  $(1 + z)$ -Term.

## Flächenhelligkeit

Betrachte ausgedehnte Quelle konstanter Flächenhelligkeit  $\Sigma = f/\theta^2$ .

Statisch-Euklidisch: scheinbare Flächenhelligkeit ist *unabhängig* von Entfernung. Im expandierenden Universum ist  $\theta \propto d_p^{-1}(1 + z)$  und  $f \propto d_p^{-2}(1 + z)^{-2}$  (bolometrisch), bzw.  $f_\lambda \propto d_p^{-2}(1 + z)^{-3}$  (monochromatisch). D.h.

$$\Sigma_{\text{bol}}(z) \propto (1 + z)^{-4} \quad ; \quad \Sigma_\lambda(z) \propto (1 + z)^{-5} !$$

$\Rightarrow$  AGN-Muttergalaxien sehr schwierig zu detektieren bei hohen  $z$ .

## Astronomische Magnituden

Per definitionem Integrale über filterspezifische Wellenlängenbereiche im Beobachtersystem  $\Rightarrow$  quasi-monochromatische Größen.

Mit  $g_B(\lambda)$  als Filtertransmissionskurve gilt:

$$m = \text{const.} - 2.5 \log \frac{\int f_\lambda g_B(\lambda) d\lambda}{\int g_B(\lambda) d\lambda} \approx \text{const.} - 2.5 \log f(\lambda = \lambda_{\text{eff}}).$$

Umrechnung von scheinbarer in absolute Helligkeit (Entfernungsmodul):

$$m - M = -5 + 5 \log \left( \frac{d_L}{\text{pc}} \right) + 2.5 \log(1 + z).$$

nur, wenn  $m$  und  $M$  sich jeweils auf das gleiche Frequenzband im Ruhesystem beziehen; im allgemeinen ist noch K-Korrektur anzubringen.

## K-Korrektur

Häufig soll  $M$  für feste Referenzwellenlänge  $\lambda_{\text{ref}}$  geschätzt werden, z.B. im Ruhesystem- $B$ -Band, wenn scheinbare Helligkeit  $m$  nur bei  $\lambda_{\text{obs}} \neq \lambda_{\text{ref}}$  vorliegt, z.B. im beobachteten  $B$ -Band. Umrechnung von scheinbaren in absolute Helligkeiten, in Magnituden ausgedrückt:

$$\begin{aligned} M &= -5 + 5 \log \left( \frac{d_L}{\text{pc}} \right) + 2.5 \log(1 + z) + 2.5 \log \left[ \frac{\int f_\lambda g_B(\lambda) d\lambda}{\int f\left(\frac{\lambda}{1+z}\right) g_B(\lambda) d\lambda} \right] \\ &\equiv -5 + 5 \log \left( \frac{d_L}{\text{pc}} \right) + K(z) \end{aligned}$$

$\rightarrow$  Definition für  $z$ -abhängige „K-Korrektur“ ,

gilt sinngemäß natürlich auch für alle anderen Wellenlängenbereiche!

Erfordert Kenntnis der spektralen Energieverteilung zwischen allen relevanten  $\lambda$  und  $\lambda/(1+z)$ .

Achtung: K-Korrektur enthält sowohl Spektral- als auch Bandbreitenterm!

**Beispiel:** K-Korrektur für Potenzgesetz

Approximation vieler Quasarspektren als (stückweise) Potenzgesetze mit Spektralindex  $\alpha$ :

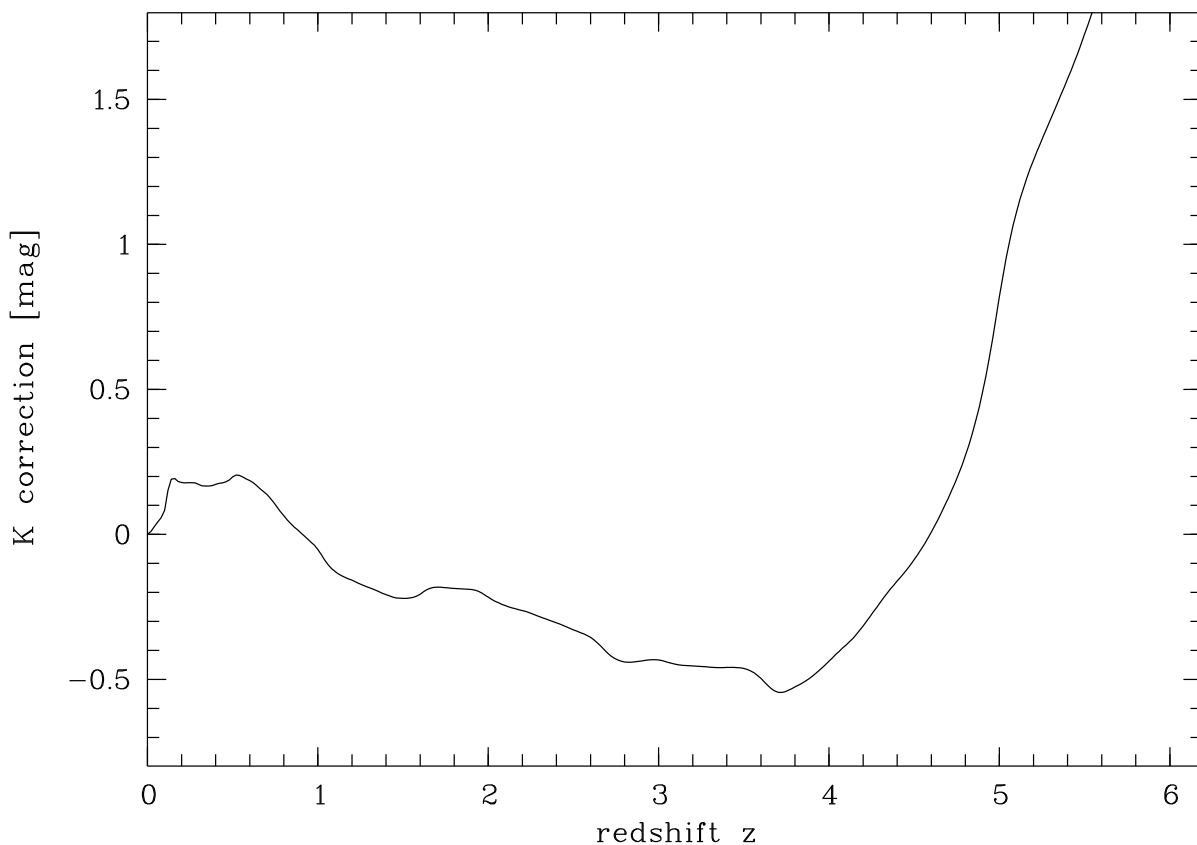
$$f(\nu) \propto \nu^\alpha \iff f(\lambda) \propto \lambda^{-(\alpha+2)}$$

Eingesetzt in Definition für K-Korrektur und integriert:

$$\begin{aligned} K(z) &= 2.5 \log(1+z) + 2.5 \log(1+z)^{-\alpha-2} \\ &= 2.5(-\alpha-1) \log(1+z) \end{aligned}$$

d.h. für  $\alpha = -1$  verschwindet K-Korrektur unabh. von  $z$ .

Besser als Potenzgesetzapproximation: Benutze *mittleres Spektrum* für betreffende Objektklasse. Beispiel für den Verlauf von  $K(z)$ , bezogen auf das optische  $R$ -Band im Ruhesystem von Quasaren:



## Anzahl-Helligkeits-Relation

Elementare statistische Beschreibungsgröße: *Flächendichte* = Anzahl Quellen mit  $f_\lambda > f'$  pro „Fläche“ (Raumwinkel  $\Omega$ ).

Schreibweise:  $\mathcal{N}(> f)$ ; in Magnituden:  $\mathcal{N}(< m)$ .

Differentielle Flächendichte:  $\mathcal{A}(f) = d\mathcal{N}/df$ .

Wichtigste Populationsstatistik: Verteilungsfunktion über Leuchtkräfte (bei gegebener Ruhewellenlänge); i.allg. nicht konstant als Fkt. der kosmische Zeit.

Kumulative Leuchtkraftfunktion:  $\psi(L, z) =$  Anzahldichte von AGN mit Leuchtkraft  $> L$ ;

Entsprechend *differentielle* Leuchtkraftfunktion:  $\phi(L, z) = d\psi/dL$ .

Verbindung zwischen Flächendichte  $\mathcal{N}(f)$  und Leuchtkraftfunktion  $\phi(L)$  durch „Grundgleichung der Stellarstatistik“. Betrachte zunächst statisch-euklidischen Raum:

$$\mathcal{N}(> f) = \int_f^\infty \int_{r=0}^\infty \phi(L(f', r), r) r^2 dr df' .$$

Wenn zusätzlich noch gilt, daß  $\phi(L, r)$  unabhängig von  $r$  ist, dann gilt mit  $L = 4\pi r^2 f$  und Substitution  $r \rightarrow L$ :

$$\mathcal{N}(> f) = \text{const.} \times f^{-3/2} \times \int_0^\infty \phi(L) L^{3/2} dL$$

d.h. wenn das Integral existiert, ist  $\mathcal{N}(f) \propto f^{-3/2}$  **unabhängig von der Leuchtkraftfunktion!**

Umgekehrt: Falls  $\mathcal{N}(f) \propto f^\beta$  mit

$\beta < -1.5 \Rightarrow$  Nicht-homogene Dichteverteilung mit radialem Dichteanstieg zu wachsenden Entfernungen.

$\beta > -1.5 \Rightarrow$  Dichteabfall mit wachsendem  $r$ .



Gilt leider so einfach nicht für das expandierende Universum! Allgemeine Aussage ist hochgradig modellabhängig, aber robuste qualitative Aussage ist möglich:

*Für alle plausiblen kosmologischen Modelle ist die Steigung  $\beta$  für homogene Quellenverteilung flacher als im statisch-euklidischen Fall, d.h.  $\beta > -1.5$ .*

Analoge Formulierung in astronomischen Magnituden:

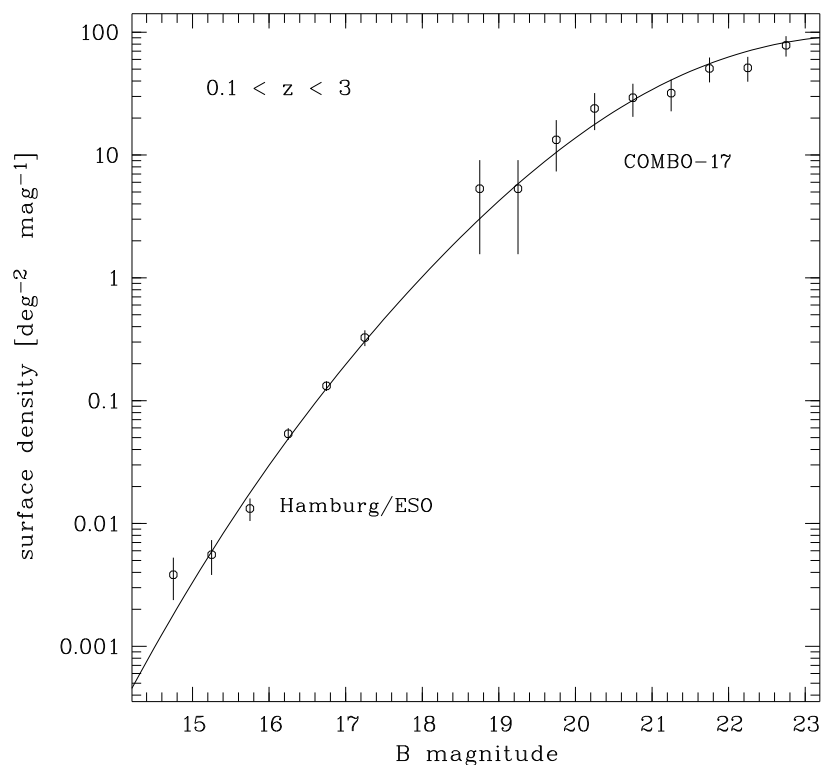
$$\mathcal{N}(< m) = -\beta/2.5 \times (m - m_0) + \text{const.}$$

d.h. Zunahme um Faktor  $10^{0.6} \approx 4$  pro Magnitudenintervall bei homogener Verteilung im statisch-euklidischen Raum; Faktor wird kleiner für expandierendes Universum.

**Beobachtungsbefund:** Zunahme der Anzahldichte von Quasaren deutlich steiler als für homogene Quellenverteilung.

⇒ Kosmologische Entwicklung! (siehe spätere Vorlesungsstunde)

⇒ Konsequenzen für Planung & Durchführung von Surveys!



## AGN-Durchmusterungen: Allgemeine Überlegungen

Ziel einer Durchmusterung ist i.allg. die Anfertigung einer **Stichprobe** (*sample*). Verwendungszwecke können vielfältig sein:

- Suche nach interessanten Objekten für detaillierte Studien (was ist „interessant“?)
- Messung der Flächendichte bzw. Anzahl-Helligkeits-Relation bestimmter Objektklassen.
- Im kosmologischen Kontext: Bestimmung der Veränderung der Raumdichte einer Objektklasse in Abhängigkeit von Rotverschiebung (Entwicklung).

Hauptprobleme bei AGN-Durchmusterungen: Effizienz & Vollständigkeit:

*Effizienz:* Identifikation ist ein Mehrschrittprozess, der i.allg. sehr beobachtungsaufwendig ist. Ein Survey ist effizient, wenn sich eine Stichprobe mit vergleichsweise wenig Beobachtungsaufwand aufbauen läßt.

*Vollständigkeit:* Um repräsentative Stichproben zu erstellen, muß sichergestellt sein, dass möglichst wenige Quasare/AGN durch das Suchkriterienraster fallen.

Offenbar sind Effizienz und Vollständigkeit oftmals in Konkurrenz zueinander; es gilt, einen Kompromiss zu finden.

## Vollständigkeit und Auswahleffekte

Für theoretische Zwecke ideal wäre eine *volumenlimitierte* Stichprobe (alle Objekte eines Typs innerhalb eines definierten Volumens).

Unmöglich; in der Praxis kann nur „Flusslimitierung“ angestrebt werden (alle Objekte eines Typs heller als eine wohldefinierte Grenzhelligkeit).

In der Regel noch nicht einmal das erreichbar. Weitere zu berücksichtigende Effekte:

*Helligkeitsabhängige Entdeckungswahrscheinlichkeit.* Statt scharfem Übergang bei genauem Flusslimit: langsamer Anstieg der Entdeckungswahrscheinlichkeit mit  $f$ .

*$z$ -abhängige Entdeckungswahrscheinlichkeit.* Selektion von AGN-Kandidaten kann auf viele Weise von Rotverschiebung abhängen, z.B. über K-Korrektur, Sichtbarkeit von Emissionslinien, Anfälligkeit für Absorption. Idealerweise Abschätzung der Entdeckungswahrscheinlichkeit durch Monte-Carlo-Simulation und Beschreibung durch eine *Selektionsfunktion*. Statt Vollständigkeit: Kontrollierte Unvollständigkeit.

*Optische Identifikation und  $z$ -Bestimmung:* Selektion von AGN-Kandidaten aus Röntgen od. Radio erfordert i.d.R. nachfolgende optische Identifikation und Spektroskopie. Bedeutender Flaschenhals; oft nur 60–70% der Objekte hell genug für optische Spektroskopie.

*Absorption und Extinktion.* Zentrale Frage für AGN-Surveys seit  $> 30$  Jahren: Entgehen evtl „staubige“ AGN systematisch der Suche? Verwandtes Problem: Absorption bei hohen Rotverschiebungen, vor allem durch intergalaktischen Wasserstoff.

Etliche Effekte sind bekannt, die die gemessenen Eigenschaften einer formal vollständigen Stichprobe verfälschen können:

*Eddington bias*: Photometrische Meßfehler führen zu einer Streuung der scheinbaren um die „wahren“ Strahlungsströme. Da es mehr schwache als helle Objekte gibt, folgt eine effektive Abflachung der aus Meßdaten konstruierten  $\mathcal{N}( > f )$ -Relation gegenüber der intrinsischen Relation (bereits bemerkt von Eddington 1913).

Rezept: Hohe photometrische Genauigkeit anstreben!

*Variability bias*: Ganz ähnliche Wirkung wie der *Eddington bias* hat der Effekt der Flussvariabilität für Multi-Epochen-Daten.

Rezept: Möglichst alle Daten zeitnahe aufnehmen.

*Malmquist bias*: Allgemein gilt, dass in einem flußlimitierten Survey die weiter entfernten Objekte die leuchtkräftigeren sind (Malmquist 1922); für Quasare mit ihrer starken kosmologischen Entwicklung gilt dies um so mehr.

Rezept: Statistische Korrekturen.

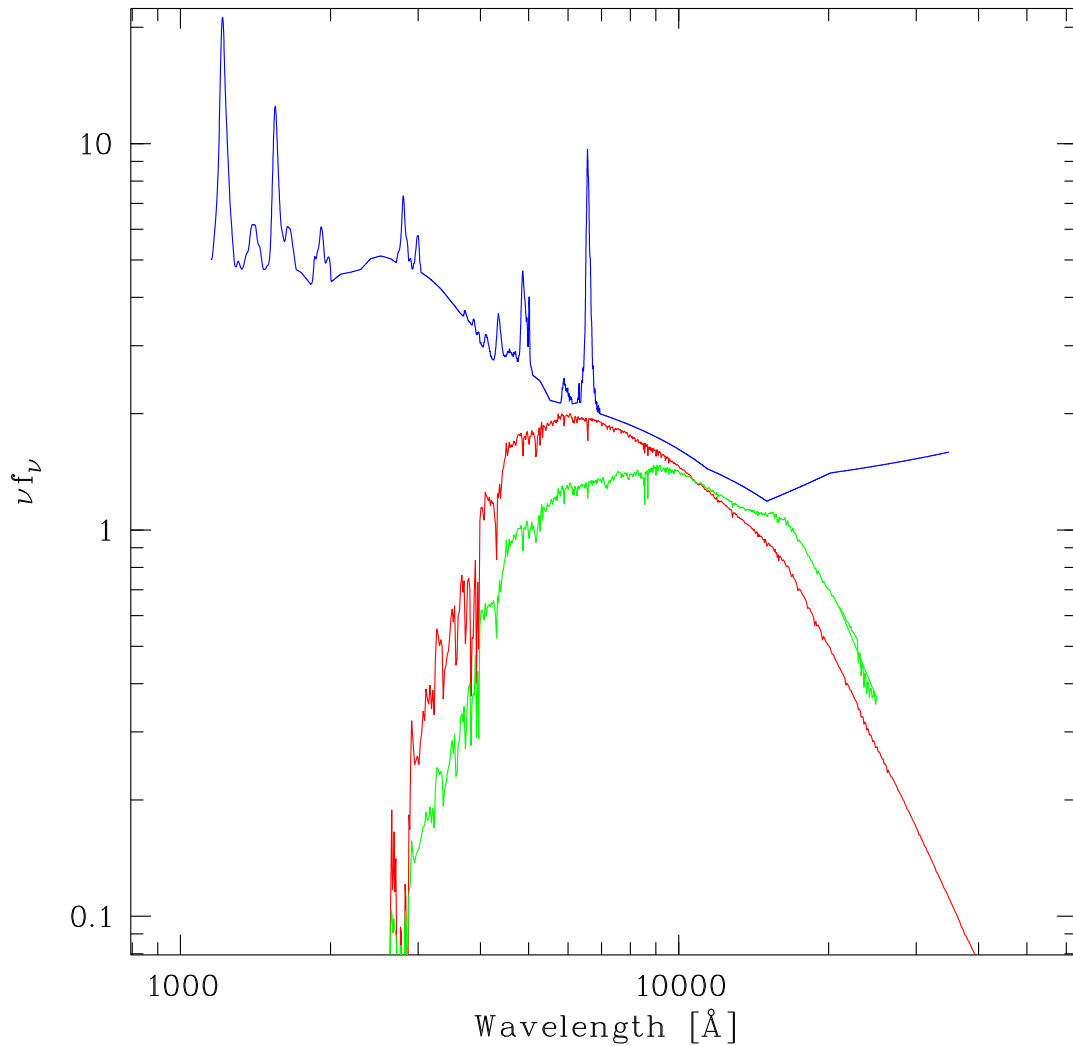
*Magnification bias*: Bekanntlich verstärkt der Gravitationslinseneffekt die Helligkeit eines betroffenen Quasars. Wiederum gilt, dass wegen der größeren Anzahl schwacher Quasare der Effekt asymmetrisch wirkt. Im Extremfall kann die Steigung der Anzahl-Helligkeits-Relation und der Leuchtkraftfunktion merklich beeinflußt werden.

Rezept: Keines; Größe des Effektes ist noch unbekannt.

# Optische Quasarsurveys

Ausgangspunkt: Unterscheidung zwischen AGN und Sternen bzw. „normalen“ Galaxien durch Erfassung der spektralen Energieverteilung.

Typical SEDs: Quasar  
Cool star  
Elliptical galaxy



## Vorgehensweise:

1. Aufnahme von Durchmusterungsfeldern mit Weitwinkelteleskop/kamera
2. Photometrie und Festlegung von Flußlimitierung etc.
3. Identifikation von Quasar-Kandidaten
4. Spektroskopieren der Kandidaten mit größeren Teleskopen
5. Klassifikation,  $z$ -Bestimmung, Planung von Folgebeobachtungen

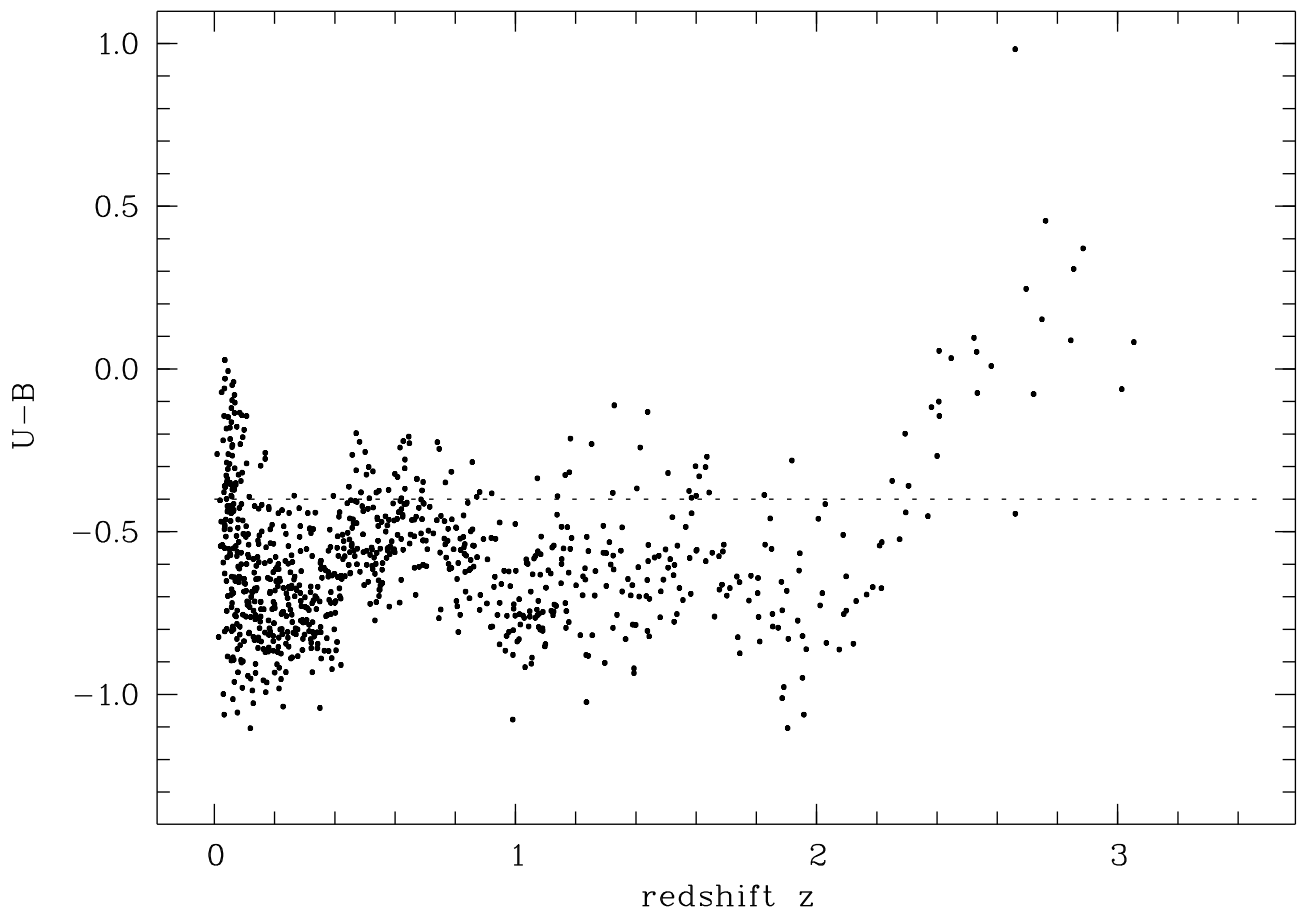
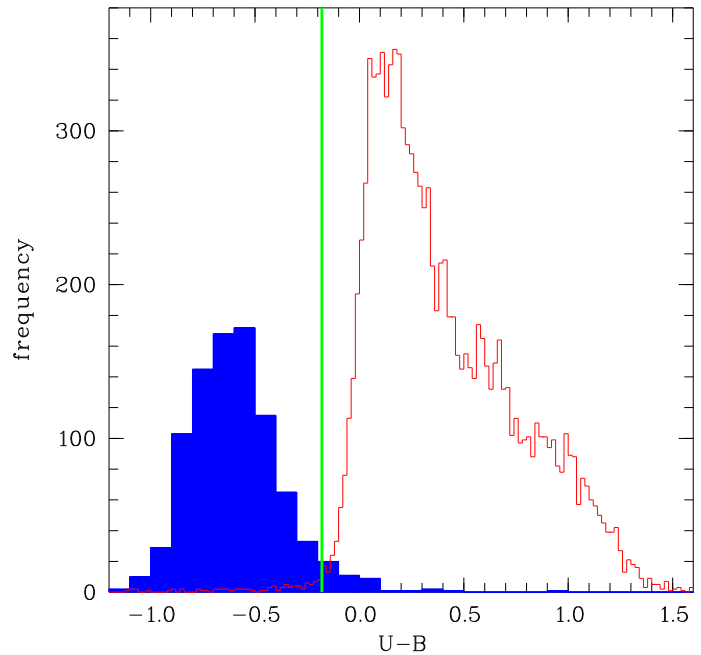
## UV-Exzess

Befund: bei gegebener optischer Helligkeit haben Quasare mehr UV-Fluss als Sterne & Galaxien.

⇒ Gute Trennung im  $U - B$ -Histogramm (rechts).

Traditionell *die* Methode zur Quasarsuche.

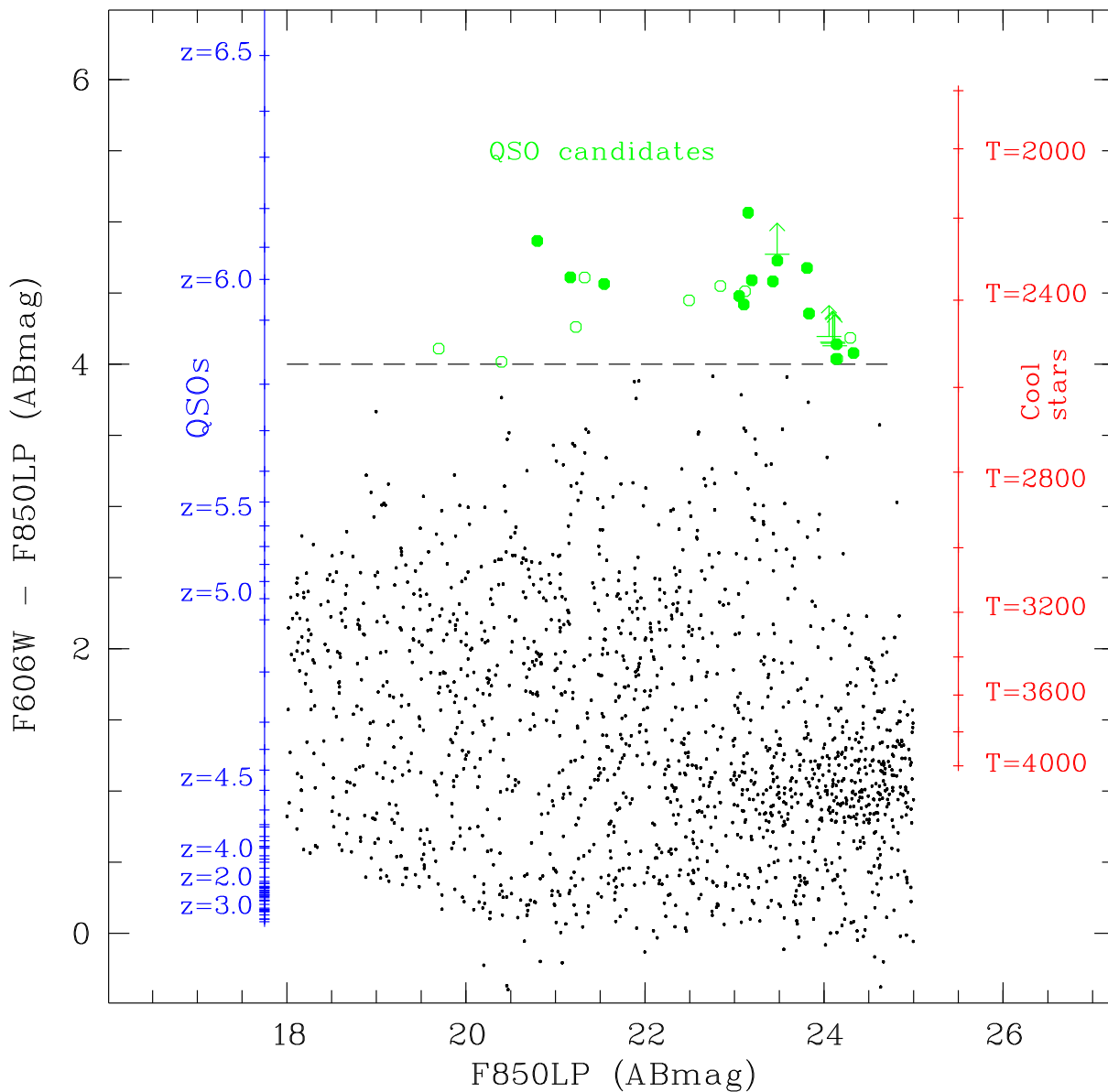
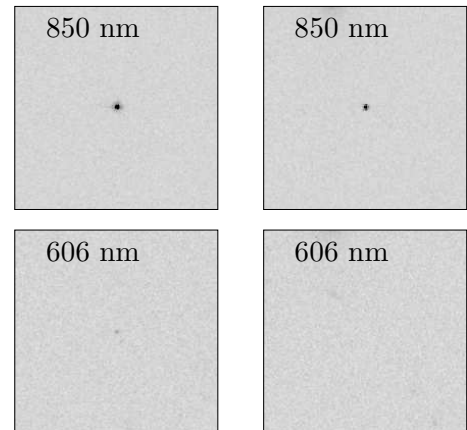
Aber Achtung: Signifikante Variation des mittleren  $U - B$  als Funktion von  $z$  (unten); speziell bei  $z > 2$ .



## Extrem Rote Objekte

Speziell bei Quasaren mit sehr hohen  $z$ :  
 Kurzwellige Bänder stark unterdrückt  
 $\Rightarrow$  Sehr rote Farben

Beispiel: Suche nach schwachen Quasaren  
 bei  $z \gtrsim 6$ :  
 Noch gut erkennbar bei 850 nm,  
 kaum zu sehen bei 606 nm („dropouts“)



## Multifarbensurveys

Verallgemeinerung der optischen Farbsurveys: Suche nach „Ausreißern“ im Multifarbenraum.

Vorteil 1: Selektion bis zu höchsten Rotverschiebungen möglich.

Vorteil 2: Gleichzeitige Erfassung der SEDs der Einzelobjekte.

Vorteil 3: Unter Umständen sogar „photometrische Rotverschiebungen“ bestimmbar.

Nachteil: Sehr beobachtungsaufwendig; hohe Photometriegenauigkeit!

Bekanntestes Beispiel: Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

No. 6, 2002

SDSS QUASAR TARGET SELECTION

2967

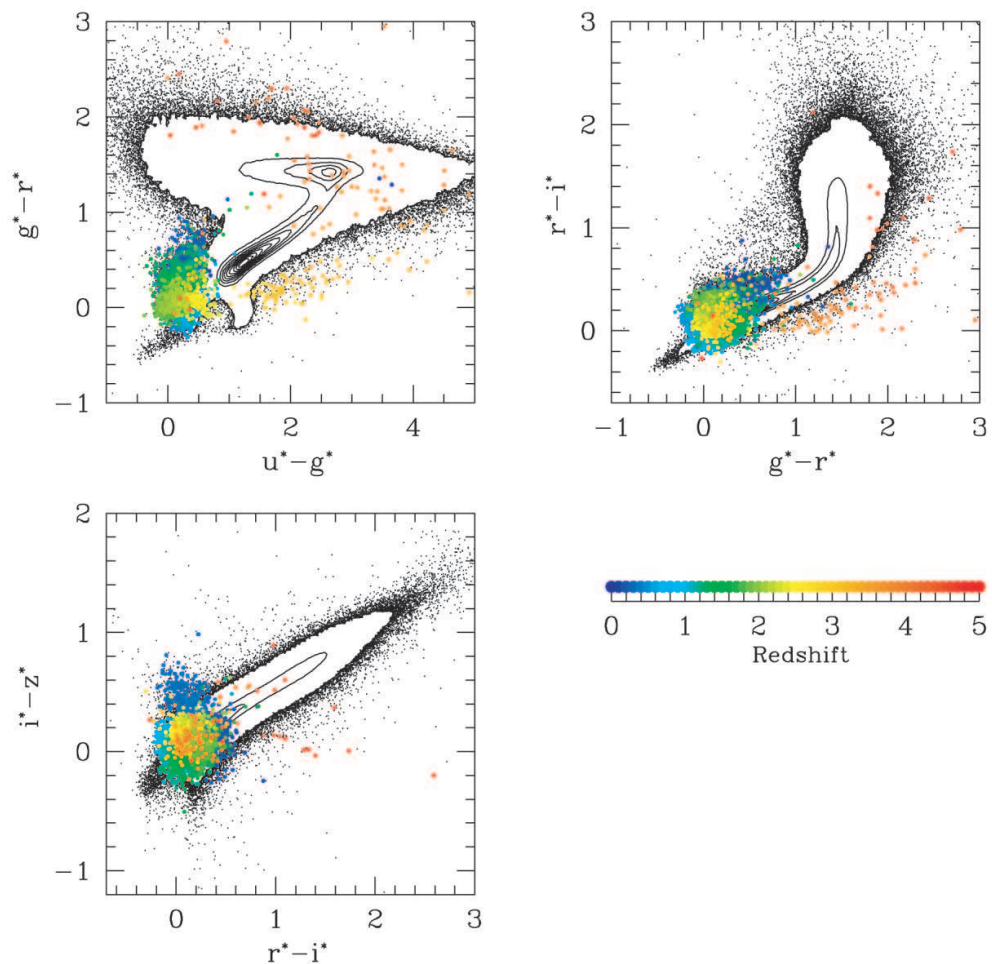


FIG. 14.—Color-color plots of 3040 SDSS quasars from the sample of 8330 quasar candidates shown in Fig. 13. Quasars are given by colored points where the colors are indicative of their redshift.



## Surveys nach Emissionslinienobjekten

Soweit nur AGN vom „Typ 1“ – wie findet man Seyfert 2-Galaxien?

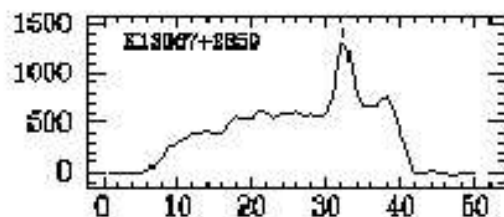
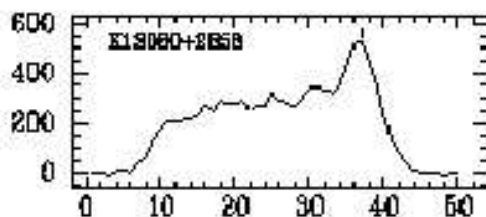
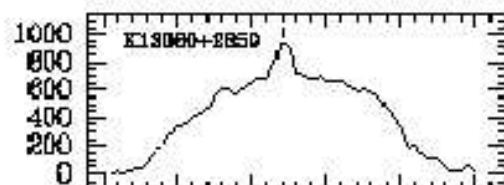
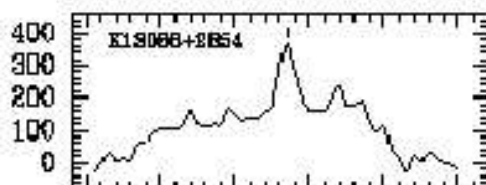
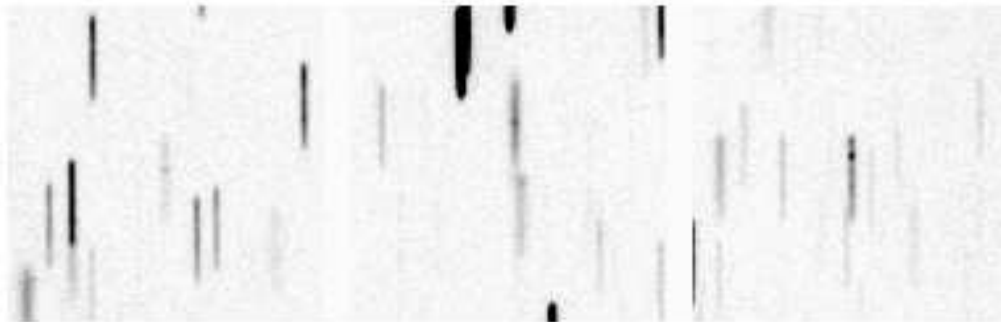
Traditionell nur als Beiprodukt von Surveys nach Emissionsliniengalaxien.

Häufig verwendete Technik: Weitwinkelteleskop + Objektivprisma („spaltlose Spektroskopie“).

Vorteil: Ein Spektrum für jedes Objekt im Feld; zumindest Objekte mit starken Linien direkt identifizierbar.

Nachteil: Erheblicher Verlust an nutzbarer Grenzhelligkeit.

Beispiel: Daten des „Kitt Peak International Spectroscopic Survey“ (KISS):



Gleiche Methode übrigens auch erfolgreich für Suche nach hochrotverschobenen Quasaren ( $\text{Ly}\alpha$ -Linie im optischen Bereich) einsetzbar.

# Radiosurveys

## Identifikation von Radioquellen

Älteste Suchmethode für AGN bei  $z \gtrsim 0.1$ , führte 1960–1963 zur Entdeckung der Quasare als Objektklasse.

Praktische Probleme vor allem bei optischer Identifikation:

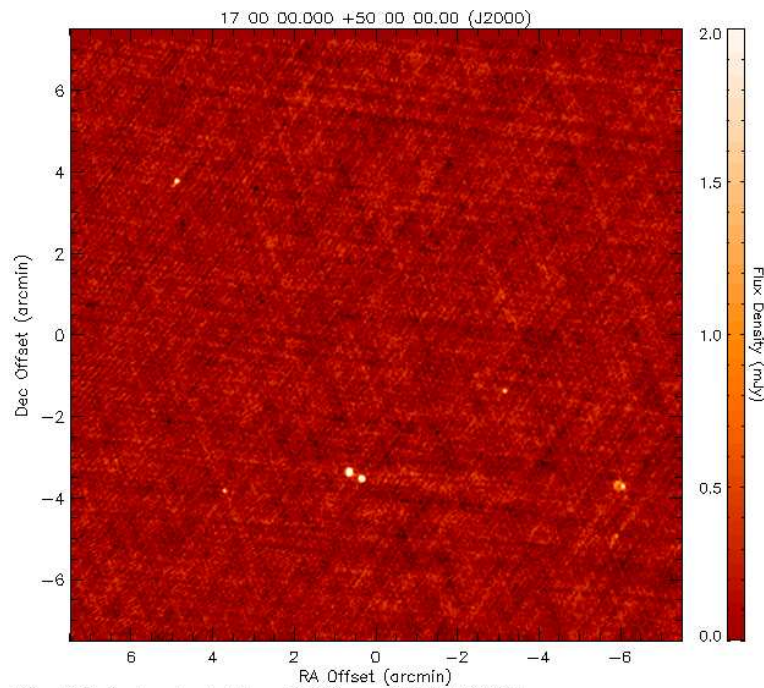
- Winkelauflösung von *single dish*-Radioteleskopen  $\sim \lambda/D$  beträgt typischerweise etliche Bogenminuten.
- Radio- und optische Helligkeit nur sehr schwach korreliert  
 $\Rightarrow$  viele mögliche optische Gegenstücke an Radioposition.
- Steigerung der Effizienz durch *zusätzliche* optische Kriterien, z.B. UV-Exzess.
- Verbesserung durch interferometrische Positionen, beobachtungstechnisch aber aufwendig (kleines Gesichtsfeld von Interferometern).

Beispiel für aktuellen Radiosurvey: FIRST (Faint Images of the Radio Sky at Twenty Centimetres); quasi Äquivalent zu SDSS im Radiobereich, durchgeführt mit VLA in New Mexico.

Typische Flächendichte: 90 Radioquellen pro  $\text{deg}^2$  mit  $f_\nu > 1 \text{ mJy}$ ; Positionsgenauigkeit  $\sim 1''$ , i.allg. ausreichend für optische Identifikation.



Beispiel für FIRST-Datensatz: Kartenausschnitt über  $15' \times 15'$ :

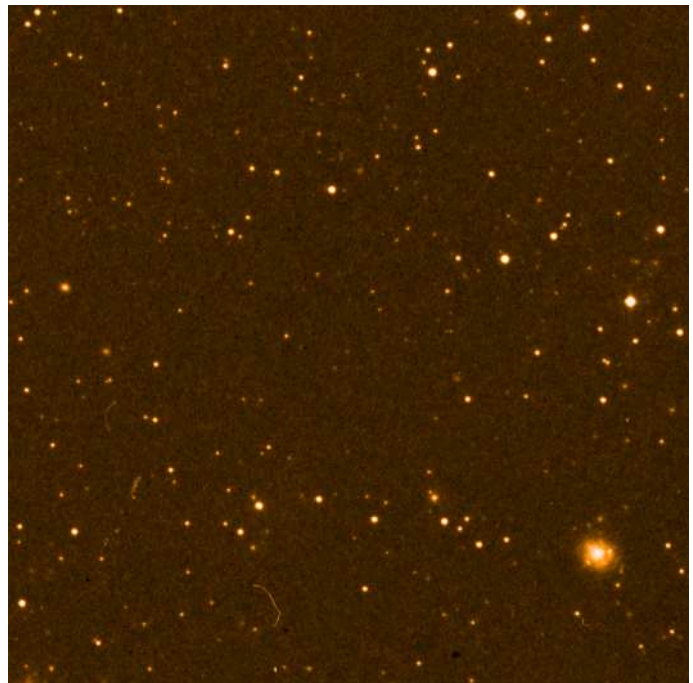


500 × 500 pixels extracted from FIRST image 17000+49440F  
 Brightest pixel is 7.16 mJy/beam at  
 X, Y = 229, 138 pixels  
 RA, Dec = 17 00 3.849 +49 56 37.80 (J2000)  
 RMS noise 0.147 mJy

WARNING: This image is near the edge of a field or of the survey and has 4000 blank pixels.

Kartenausschnitt etwas *kleiner* als Gesichtsfeld eines einzelnen VLA-Teleskops.

Gleicher Ausschnitt im „Digitized Sky Survey“ (optisch), Grenzhelligkeit etwa  $B \lesssim 22$   
 $\Rightarrow$  Keine Garantie, dass zu jeder Radioposition ein optisches Gegenstück sichtbar ist.



## Auswahleffekte bei Radiosurveys

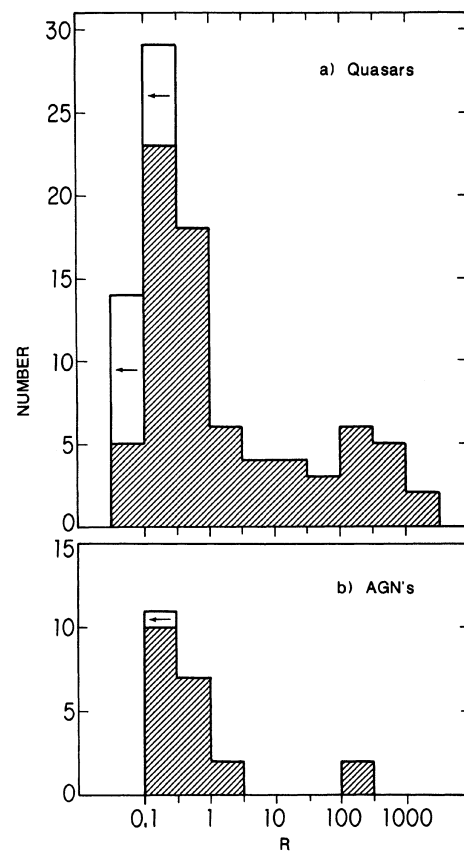
Wichtigster Selektionseffekt: Nur Quasare mit starker Radioemission werden gefunden, d.h. nur Quasare mit starken kollimierten Jets.

Empirischer Befund aus Vergleich optische – Radiosurveys: Nur knapp 10% aller optisch selektieren Quasare sind „radio-laut“.

Unklar:

- Sind Radio- und optische Leuchtkräfte bei Quasaren korreliert?
- Ist Verteilung der „Radio-Lautstärken“ bimodal (d.h. Quasare sind *entweder* radio-laut *oder* radio-leise, aber kaum „radio-mittel“).

1204 KELLERMANN *ET AL.*: VLA OBSERVATIONS OF QUA



**Staubextinktion:** Staub völlig transparent für Radiostrahlung  
 ⇒ Radiosurveys werden nicht beeinträchtigt (wohl aber optische Identifikation!).



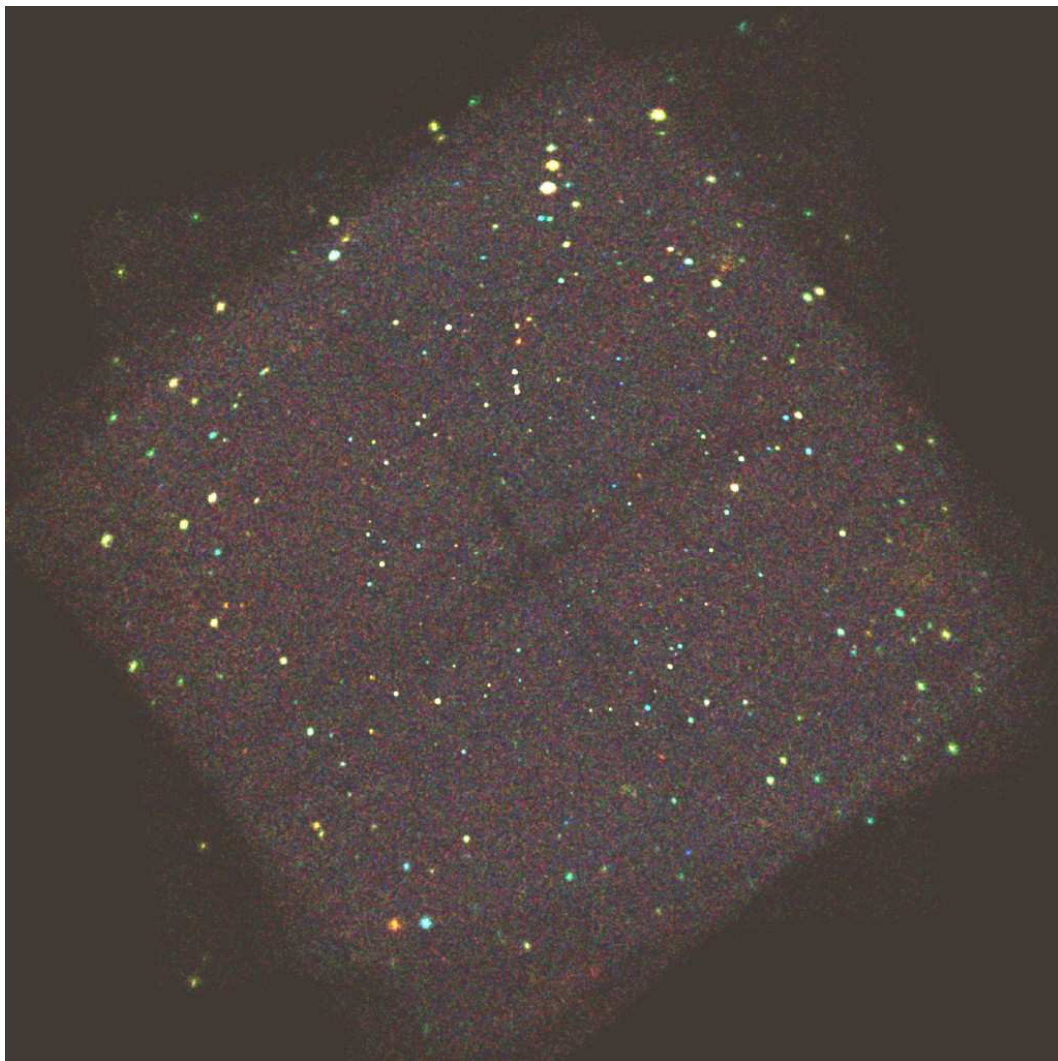
# Röntgensurveys

## Der extragalaktische Röntgenhintergrund

„Diffuser“ extragalaktischer Röntgenhintergrund entdeckt 1965 durch R. Giacconi (Physik-Nobelpreis 2002). Damalige Röntgenteleskope hatten allerdings sehr schlechte Winkelauflösung.

Moderne Röntgensatelliten (Chandra, XMM/Newton): Mindestens 80 % des Röntgenhintergrunds sind schwache AGN.

Beispiel: Chandra-Aufnahme eines „tiefen Survey-Feldes“ am Südhimmel: Quellendichte von mehreren 1000 AGN pro  $\text{deg}^2$ .



## Optische Identifikation von Röntgenquellen

Problem bei Röntgensurveys: Optische Gegenstücke zu Röntgenquellen oft extrem schwach! Lange Belichtungen mit Großteleskopen sind nötig, um auch nur die Objekte zu zeigen; Spektroskopie noch weitaus schwieriger, oft unmöglich.

Beispiel: Identifikationsaufnahmen im *Chandra Deep Field South* mit dem Hubble-Weltraumteleskop:

